

Dissertação de Mestrado

Análise de populações estelares e subestruturas em aglomerados de galáxias

Natthan R. Soares

Dissertação realizada sob orientação do Prof. Dr. Sandro Barboza Rembold, apresentada ao Programa de Pós-graduação em Física da UFSM como requisito parcial para obtenção do grau de Mestre em Física.

Santa Maria
2015

Análise de populações estelares e subestruturas em aglomerados de galáxias

por

Natthan R. Soares

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-graduação em Física da UFSM
como requisito parcial para obtenção do grau de
Mestre em Física.

Orientador: Prof. Dr. Sandro Barboza Rembold

Santa Maria, RS, Brasil, 2015

©2015

Todos os direitos reservados a Natthan R. Soares.

A reprodução de parte ou do todo deste trabalho só poderá ser realizada com autorização por escrito do autor.

Endereço: Laboratório de Astrofísica e Eletrônica, Departamento de Física, Centro de Ciências Naturais e Exatas, Universidade Federal de Santa Maria, Faixa de Camobi, km 9, Santa Maria, RS, CEP 97105-900.

Telefone: +55(55)9976-2623

E-mail: ruschelsoares@gmail.com

Universidade Federal de Santa Maria
Centro de Ciências Naturais e Exatas
Programa de Pós-graduação em Física

Análise de populações estelares e subestruturas em aglomerados de galáxias

elaborado por

Natthan R. Soares

Como requisito parcial para a obtenção do grau de
MESTRE EM FÍSICA

COMISSÃO EXAMINADORA:

Prof. Dr. Sandro Barboza Rembold - Orientador, UFSM

Prof. Dr. Rogemar A. Riffel, UFSM

Prof. Dr. André L. Batista Ribeiro, UESC

(Santa Maria, Agosto de 2015.)

Agradecimentos

Em primeiro lugar agradeço aos meus pais Ivan e Karine e as minhas irmãs Natasha e Raysa por sempre me apoiarem na minha escolha pela física.

A minha namorada Nathalie por sempre estar ao meu lado e por me incentivar e não me deixar desistir dos meus sonhos.

Ao meu orientador Sandro Barboza Rembold por ter aceitado o grande desafio de me orientar, pelos ensinamentos e pela imensa paciência.

Aos amigos de laboratório.

Aos meus amigos e professores da PUCRS, Maria Eulália, Maria do Carmo, Marcelo Vettori, Cássio Moura, entre outros professores, por sempre acreditarem e me incentivarem durante a graduação

À CAPES pelo apoio financeiro.

Resumo

Neste trabalho, investigamos diferenças entre populações estelares de galáxias que fazem parte de aglomerados com e sem subestruturas. Para isso, utilizamos espectros óticos obtidos pelo Sloan Digital Sky Survey III DR10 para as galáxias de uma amostra de 1052 aglomerados oriundos dos catálogos Wen et al. (2012) e Tempel et al. (2012). Para os aglomerados do catálogo Wen et al. (2012), realizamos a exclusão de galáxias intrusas aplicando o método “shifting gapper” às coordenadas e redshifts de todas as fontes extensas a 5 Mpc de distância radial ao centro de cada sistema. Para detectar subestruturas e estimar a dispersão de velocidades das estruturas individuais, utilizamos o algoritmo LockE. Os sistemas individuais de aglomerados com subestruturas foram separados entre estrutura primária e secundária, de acordo com sua dominância em massa. Utilizamos o programa de síntese de populações estelares Starlight de Cid Fernandes et al. (2005) para caracterizar as populações estelares das galáxias de cada estrutura, e comparamos os resultados médios obtidos entre os diferentes tipos de estrutura. Foram detectadas subestruturas em 44% de nossa amostra. O valor médio das massas das estruturas individuais, estimadas via análise virial, é de $4.5 \times 10^{14} M_{\odot}$. A idade estelar média e a metalicidade média obtidas para as galáxias da amostra são de $8.7 \pm 2.0 \times 10^9$ anos e $Z=0.023 \pm 0.009$ respectivamente. As distribuições de idade estelar média entre aglomerados desprovidos de subestrutura, e as estruturas primária e secundária, apresentam diferenças pouco significativas. Investigando as populações estelares em função da luminosidade das galáxias, encontramos que, em qualquer tipo de estrutura, a idade estelar média cresce com a luminosidade, enquanto que a fração de objetos com idade estelar média menor do que 6×10^9 anos diminui. Para aglomerados sem subestrutura, primários e secundários e com massa inferior a $10^{14.5} M_{\odot}$, a idade estelar média e a luminosidade não apresentam diferenças significativas; porém, em estruturas mais massivas, a idade estelar média aumenta no sentido secundária-primária-sem subestrutura, enquanto que a fração de galáxias com idade estelar média menor do que 6×10^9 anos diminui. Esse resultado sugere que, embora o principal parâmetro que afeta a idade estelar de uma galáxia seja sua massa, o ambiente também desempenha um papel significativo, em particular em sistemas mais massivos.

Palavras-chave: Aglomerados de galáxias; Subestruturas; Galáxias; Populações estelares.

Abstract

In this work, we investigated differences between stellar populations of galaxies that are part of a cluster with and without substructures. We used optical spectra obtained from Sloan Digital Sky Survey III DR10 for the galaxies of a sample of 1052 clusters selected from Wen et al. (2012) and Tempel et al. (2012) catalogues. For the Wen et al. (2012) catalog, we excluded interlopers by applying the method “Shifting gapper” to the coordinates and redshifts of all extended sources inside 5 Mpc of radial distance to the center of each system. In order to detect substructure and to estimate the velocity dispersion of individual structures, we used the LockE algorithm. The individual systems inside clusters with substructure have been classified between primary and secondary, according to their mass dominance. We used the stellar populations synthesis program starlight from Cid Fernandes et al. (2005) to characterize the stellar populations of the galaxies in each structure, and we compared the average results obtained for different types of structure. Substructures have been found in 44% of our sample. The average masses of individual structures, estimated by virial analysis, is $4.5 \times 10^{14} M_{\odot}$. The mean stellar age and the mean metallicity obtained for the galaxies is $8.7 \pm 2.0 \times 10^9$ years and $Z=0.023 \pm 0.009$, respectively. The mean stellar age distribution for the clusters without substructure, and the primary and secondary structures, show some significant differences. Investigating the stellar populations according to the galaxy luminosity, we found that, in any type of structure, the mean stellar age grows with luminosity, while the fraction of galaxies with mean stellar age less than 6×10^9 years, decreases. For clusters without substructures, primary and secondary with less mass than $10^{14.5} M_{\odot}$, the mean stellar age and luminosity do not show significant differences; however, in massive structures, the mean stellar age increases in the order secondary-primary-without substructure, while the fraction of galaxies with mean stellar age less than 6×10^9 years decreases. This result suggests that, although the main parameter that affects the stellar age of a galaxy is its mass, the environment also play a significant role, particularly in massive systems.

Keywords: Galaxy clusters; Substructure; Galaxies; Stellar populations.

Sumário

1	Introdução	4
1.1	Componentes dos aglomerados	4
1.1.1	Meio intra-aglomerado	4
1.1.2	Matéria escura	5
1.1.3	Galáxias	6
1.2	Catálogos	6
1.3	Massas dos aglomerados	7
1.3.1	Meio intra-aglomerado	8
1.3.2	Lentes gravitacionais	8
1.3.3	Cinemática das galáxias	9
1.4	Estrutura dos aglomerados	10
1.5	Efeitos evolutivos	13
1.6	Objetivos do trabalho	14
2	Dados e Metodologia	15
2.1	Sloan Sky Digital Survey	15
2.2	Catálogos utilizados	17
2.2.1	Catálogo Wen, Han & Liu 2012	17
2.2.2	Catálogo Tempel, Tago & Liivamägi, 2012	17
2.3	Método de exclusão de galáxias	18
2.4	Detecção de subestruturas	19
2.5	Síntese de populações estelares	26
3	Resultados	29
3.1	Identificação de galáxias intrusas na amostra WHL	29
3.2	Subestruturas	31
3.3	Parâmetros cinemáticos	38
3.4	Populações estelares	39
3.4.1	Estruturas individuais	42
3.5	Discussões	48
4	Conclusões e perspectivas	50

Lista de Figuras

1.1	Ilustração de lente gravitacional	9
2.1	Telescópio utilizado pelo Sloan	16
2.2	Curvas de rendimento dos filtros do SDSS.	16
2.3	Aglomerado antes/depois do procedimento de exclusão	20
2.4	Bubble plot	21
2.5	Teste k - primeira detecção	22
2.6	Mapa de convolução	24
2.7	Ilustração teste k após a detecção	25
2.8	Mapa de convolução	25
3.1	Ilustração do método shifting gapper.	30
3.2	Ilustração do teste k	31
3.3	Ilustração do teste k e mapa de convolução.	32
3.4	Ilustração do teste k e mapa de convolução para aglomerado com mais de uma subestrutura.	34
3.5	Ilustração teste k e mapa de convolução para aglomerado sem subestrutura.	35
3.6	Histogramas de velocidades das galáxias	36
3.7	Distribuição da estrutura primária e secundária.	37
3.8	Dispersão de velocidades para as amostras.	38
3.9	Distribuição de massa das amostras WHL e TTL	39
3.10	Comparação entre espectros observados e o resultado da síntese de populações estelares produzido pelo Starlight.	40
3.11	Histograma da idade média estelar.	41
3.12	Histograma de idades para os componentes separados	42
3.13	Relação metalicidade-idade	43
3.14	Idades estelares médias para sistemas de diferentes massas, em função da magnitude absoluta das galáxias.	45
3.15	Idade média estelar separado por massa.	46
3.16	Gráfico da fração de galáxias abaixo de 6 Gyr	47

Lista de Tabelas

1.1	Classificação de riqueza de Abell	7
2.1	Base de idades e metalicidades.	28

Capítulo 1

Introdução

A maioria das galáxias que permeiam o universo formam sistemas de dezenas a milhares de objetos, ligados através da interação gravitacional. Associações de poucas galáxias são denominadas de grupos de galáxias, com poucas dezenas de objetos brilhantes. A massa virial de um grupo é tipicamente de 10^{12} a $10^{13} M_{\odot}$, com um raio de aproximadamente 1 Mpc e dispersão de velocidades na linha de visada de em média 300 km s^{-1} .

Podemos ainda encontrar estruturas maiores que os grupos, estruturas formadas por centenas a milhares de galáxias, todas unidas por um mesmo poço de potencial gravitacional. Cerca de 10% das galáxias que observamos se encontram em aglomerados, em sua maioria com diâmetro de 2 a 5 Mpc. Aglomerados de galáxias são as maiores estruturas que já não acompanham mais o fluxo de Hubble, já se desacoplaram da expansão do Universo.

A dispersão de velocidades na linha de visada fica em torno de 600 km s^{-1} . A massa dos aglomerados varia de $10^{13} M_{\odot}$ a $10^{15} M_{\odot}$.

1.1 Componentes dos aglomerados

Os aglomerados de galáxias podem ser separados em 3 componentes principais:

- Meio intra-aglomerado;
- Matéria escura;
- Galáxias.

1.1.1 Meio intra-aglomerado

Quando olhamos uma imagem (no óptico) de um aglomerado parece haver um vazio entre as galáxias, mas a região entre as galáxias é preenchida por um meio intra-aglomerado (intra cluster medium, ICM) que contém 15% da massa total do aglomerado. É possível observar uma emissão em

raios-X que abrange uma área grande e que não tem origem em galáxias de núcleo ativo (AGN). Essa emissão é proveniente de um plasma que permeia o aglomerado, com uma temperatura em torno de 10^7 K a 10^8 K.

Dados em raios-X dos telescópios espaciais Chandra e XMM-Newton mostram que a densidade eletrônica n_e tem uma relação, mesmo que tênue, com a temperatura do ICM. Para uma região R que corresponde a 15% de R_{500} ¹, a densidade eletrônica aumenta de forma linear, e quando R se aproxima de R_{500} a densidade eletrônica é independente da temperatura (Kravtsov; Borgani, 2012). Para regiões mais próximas do núcleo do aglomerado, a temperatura é maior e elétrons são arrancados dos núcleos dos átomos.

Devido a alta temperatura, o plasma pode ser observado através de *bremsstrahlung térmico*, quando elétrons livres são acelerados por campos elétricos. Emissão em rádio também pode ser observada, tanto na forma de fontes extensas, *halos*, com ~ 1 Mpc e próximas do centro da distribuição das galáxias do aglomerado, quanto fontes compactas com tamanhos próximos de 10 kpc, as *reliquias*. Estas últimas têm distribuição filamentar e normalmente se encontram na periferia dos aglomerados (Ferrari et al. (2008); Clarke et al. (2014)).

Com o tempo, o plasma do ICM perde energia emitindo radiação e resfriando. Com a perda de energia, o plasma flui para o centro do aglomerado, atraído pela gravidade, fazendo com que a densidade do ICM aumente no centro, fenômeno conhecido como *cooling flow*.

1.1.2 Matéria escura

Em torno de 80% da massa total do aglomerado está em uma forma que parece interagir somente através da gravidade. Estudando a dinâmica do aglomerado de Coma na década de 30, o astrônomo Suíço Fritz Zwicky descobriu que a massa do aglomerado, calculada através da dispersão de velocidades é maior que a massa obtida através da luminosidade. Para manter a dispersão de velocidades, somente a massa visível não daria conta, então há algum tipo de matéria, que interage com as galáxias, mas que não emite nenhuma radiação eletromagnética. Tal matéria é chamada de *matéria escura*.

Simulações numéricas de N-corpos são utilizadas para reproduzir perfis de densidade da matéria escura. O perfil NFW é independente da massa do halo e procura descrever a distribuição de partículas de matéria escura em função do raio através de um perfil universal, descrito em Navarro et al. (1996), como

$$\rho(r) = \frac{\delta_s \rho_{cr}}{(r/r_s)(1+r/r_s)^2}. \quad (1.1)$$

A densidade é descrita por $\rho(r)$, onde r_s é o raio de escala, relacionado com r_{200} através de um parâmetro de concentração c por $r_s = r_{200}/c$, ρ_{cr} é a densidade crítica e δ_s é a densidade característica.

¹Raio que engloba uma densidade média que é 500 vezes a densidade crítica do universo

Os dois parâmetros δ_s e c podem ser relacionados através de M_{200} . Com essa relação, apenas a concentração fica como parâmetro livre.

1.1.3 Galáxias

De toda a massa dos aglomerados, as galáxias, contribuem com apenas 5%. A distribuição espacial das galáxias é diferente para cada aglomerado. Aglomerados regulares apresentam uma densidade maior no centro, aumentando da parte externa para a interna. Essa distribuição observada é na verdade uma distribuição projetada das galáxias mais luminosas na linha de visada do observador, sendo difícil de identificar as galáxias membros do aglomerado.

A densidade radial de galáxias em geral é representada por um perfil de esfera isotérmica, ou perfil de King (King, 1962), dado por

$$n(r) = n_0 \left(1 + \frac{r}{r_c} \right)^{-1}, \quad (1.2)$$

n_0 é a densidade central e o raio do núcleo (*core*).

1.2 Catálogos

Os primeiros catálogos de aglomerados foram criados através da distribuição projetada das galáxias no céu. Os catálogos de Zwicky (Zwicky et al., 1968) e Abell (Abell, 1958) procuram por picos de densidade de galáxias, mas o critério de definição de aglomerado é diferente para cada catálogo.

Tais catálogos se baseiam em uma detecção visual e por efeitos de projeção uma galáxia com grande luminosidade pode parecer fazer parte do aglomerado, quando situada no *background*. Com a melhoria da tecnologia, os astrônomos obtiveram dados da distância das galáxias, não somente a projeção delas. Algoritmos podem ser escritos para facilitar a identificação de aglomerados para maiores amostras de galáxias.

O algoritmo *Friends of Friends (FoF)* baseia-se na proximidade aparente das galáxias. Para isso um comprimento de ligação é utilizado como critério para delimitar o aglomerado. Esse comprimento pode ser definido pela separação média que existe entre as galáxias ou partículas (no caso de simulações). A técnica de mosaicos de Voronoi (*Voronoi tessellation*) pode ser utilizada tanto para o universo em grande escala, onde as células podem ser interpretadas como os espaços vazios do universo (*voids*), as bordas das células são os filamentos e na intersecção dessas células se encontrariam os aglomerados de galáxias. Para ser usado como um detector de aglomerados, a posição das galáxias seria a posição das sementes dos mosaicos, e a célula seria a área que a galáxia ocupa. Para critério de exclusão pode-se utilizar a densidade local das galáxias, através da área da célula (Kim et al., 2002), como também usando a estatística de Poisson (Ramella et al., 2001).

A técnica maxBCG (Koester et al., 2007) utiliza a relação cor-magnitude que existe entre as galáxias mais vermelhas do aglomerado e calcula a probabilidade de uma galáxia qualquer ser a mais brilhante do aglomerado, (*Brightest Cluster Galaxy, BCG*). Ao redor da galáxia que apresenta a maior probabilidade de ser uma BCG são selecionadas as galáxias candidatas a formarem o aglomerado com a BCG.

Um parâmetro que pode ser usado para diferenciar aglomerados é a riqueza proposta por Abell (Abell, 1958). A riqueza é definida pelo número de galáxias que fazem parte do aglomerado: quanto mais galáxias, mais rico é o aglomerado. Abell usou três critérios para definir a riqueza:

- Os aglomerados devem ter 50 galáxias ou mais numa faixa de magnitude de $m_3 \leq m \leq m_3 + 2$. m_3 é a magnitude aparente da terceira galáxia mais brilhante do aglomerado.
- Essas galáxias devem ficar dentro de um círculo, onde o raio é definido por: $\theta_A = \frac{1'.7}{z}$, onde z é o redshift da galáxia. θ_A é o raio de Abell e corresponde a $1.5h^{-1}$ Mpc, onde h é a constante de Hubble reduzida.
- O intervalo de redshift utilizado foi de $0.02 \leq z \leq 0.2$. O limite inferior é definido para que um aglomerado inteiro apareça na placa fotográfica e o limite superior é definido pela sensibilidade do material das placas fotográficas utilizadas por Abell.

Os aglomerados são separados em 6 classes de riqueza (R) de acordo com o número de galáxias.

Tabela 1.1: Classificação de riqueza de Abell

Classe de Riqueza (R)	N	Quantidade de aglomerados
(0)	(30-49)	(≥ 1000)
1	50-79	1224
2	80-129	383
3	130-199	68
4	200-299	6
5	≥ 300	1

Pela tabela 1.1, podemos ver que a quantidade de aglomerados diminui com o aumento da riqueza. Tal conclusão não pode ser levada à risca, pois os aglomerados são determinados visualmente, então efeitos de projeção de galáxias na linha de visada podem causar erros na contagem.

1.3 Massas dos aglomerados

Há mais de uma maneira para determinar a massa de um aglomerado. Pode ser através da emissão em raios-X, através do efeito de lentes gravitacionais e através da cinemática do aglomerado, com o teorema de Virial.

1.3.1 Meio intra-aglomerado

Utilizando a emissão de raios-X e assumindo que o aglomerado esteja em equilíbrio dinâmico e o plasma em equilíbrio hidrostático, a temperatura do gás intra-aglomerado pode ser utilizada para calcular uma estimativa de massa para o aglomerado. Assim, o potencial gravitacional (U) é equilibrado pela pressão (P)

$$\nabla P = \rho \nabla U, \quad (1.3)$$

onde ∇P é o gradiente da pressão, ρ é a densidade do gás e ∇U é o gradiente do potencial gravitacional. Para o caso de simetria esférica, a equação 1.3 é simplificada para

$$\frac{dP}{dr} = \rho \frac{dU}{dr}, \quad (1.4)$$

A massa é obtida através da equação do potencial gravitacional, $GM(R)/r^2$ e a equação do gás perfeito $P = nk_b T_{gas}$, reescrevendo n em termos de $\rho/\mu m_p$, têm-se que $P = \rho k_b T_{gas}/\mu m_p$. Ao final, o valor da massa (em função de r) é calculado por:

$$M(r) = \frac{k_b T_{gas} r^2}{G \mu m_p} \left(\frac{d \ln \rho}{dr} + \frac{d \ln T}{dr} \right). \quad (1.5)$$

onde T_{gas} é a temperatura do gás, k_b é a constante de Boltzmann, m_p é a massa do próton.

1.3.2 Lentes gravitacionais

Um raio de luz quando passa por um objeto com grande concentração de massa M sofre uma mudança em sua trajetória devido ao campo gravitacional do objeto. Uma das confirmações da teoria da relatividade geral de Einstein foi num eclipse solar de 1919, onde foi possível observar estrelas que estavam “atrás” do sol, mostrando assim que um feixe de luz oriundo de um objeto que está a uma distância D_s de um outro objeto observado pode sofrer deflexão de um ângulo α ao passar próxima a este segundo objeto. Essa deflexão é calculada por

$$\alpha = \frac{4GM}{c^2 D_s}, \quad (1.6)$$

a equação 1.6 é válida para $\alpha \ll 1$.

A equação de lentes mais simples é uma relação trigonométrica entre 3 ângulos, β , α , θ , dada por:

$$\theta = \beta + \alpha, \quad (1.7)$$

onde α é uma relação entre a distância da lente até a fonte de onde saiu o raio de luz (D_{ds}) e a distância da fonte até o observado (D_s), formando o ângulo de deflexão reduzido.

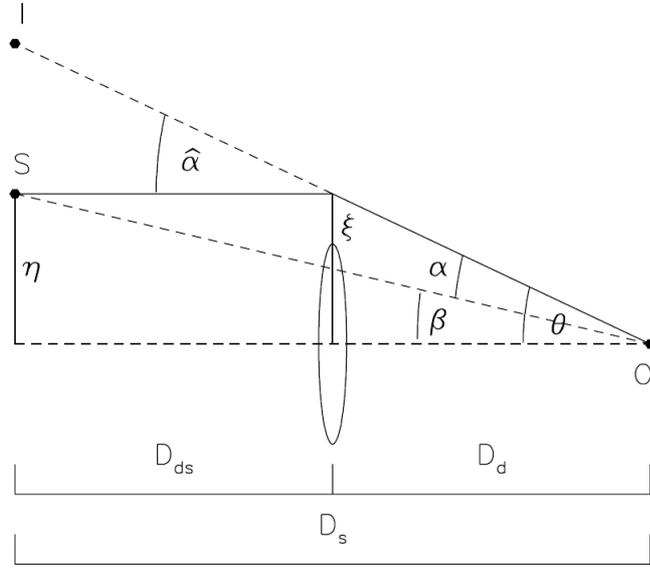


Figura 1.1:

Ilustração de lente gravitacional. Onde a luz de uma fonte S é vista por um observador O na posição I. D_{ds} é a distância-lente, D_d é a distância lente-observador e D_s é a distância fonte-observador. A luz é defletida por um ângulo α . Figura obtida de Narayan e Bartelmann (1996)

Se a fonte estiver no mesmo eixo da lente veremos a galáxia de fundo em formato de anel ao redor do ponto que funciona como lente (aglomerado ou uma galáxia massiva) e também se admitirmos simetria esférica para a lente, podemos calcular o raio de Einstein θ_{eins} , como sendo

$$\theta_{eins} = \left(\frac{4GM(\theta_{eins})}{c^2} \frac{D_{ds}}{D_d D_s} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (1.8)$$

Para o regime de lentes gravitacionais forte, a massa é obtida por

$$M(\theta_{eins}) = (D_d \theta_{eins})^2 \pi \Sigma_{cr}, \quad (1.9)$$

onde $M(\theta_{eins})$ é o valor da massa e Σ_{cr} é a densidade de massa superficial crítica. Para esse regime a densidade é calculada por:

$$\Sigma_{cr} = \frac{c^2 D_s}{4\pi G D_d D_{ds}}. \quad (1.10)$$

1.3.3 Cinemática das galáxias

Para um aglomerado em equilíbrio dinâmico, onde as galáxias obedecem a um potencial gravitacional comum e que a distribuição das galáxias siga a distribuição de massa, a energia cinética (K) será a metade da energia potencial gravitacional (U), assim

$$K = \frac{U}{2}, \quad (1.11)$$

onde K e U podem ser escritos como

$$K = \frac{m\langle v^2 \rangle}{2} \text{ e } U = \frac{1}{2} \frac{GMm}{r}, \quad (1.12)$$

onde M é a massa virial e r é um raio de escala do sistema. Substituindo K e U da equação 1.12 na equação 1.11, explicitando a massa e para um sistema ligado gravitacionalmente por um mesmo poço gravitacional no qual a massa se distribui de acordo com as galáxias observadas (Merritt, 1988), teremos

$$M_v = \frac{\langle v^2 \rangle}{G\langle r_{ij}^{-1} \rangle} = \frac{\sigma^2 R_V}{G}, \quad (1.13)$$

onde R_V é o raio virial, σ é a dispersão de velocidades e G é a constante de gravitação universal.

Para aglomerados de galáxias com simetria esférica e galáxias com velocidades isotrópicas $\sigma^2 = 3\sigma_P^2$, então a equação 1.13, será (Girardi et al., 1998)

$$M_v = \frac{3\pi \sigma_P^2 R_{PV}}{2G}, \quad (1.14)$$

onde σ_P é a dispersão de velocidade projetada na linha de visada e R_{PV} é o raio de virial projetado, que pode ser estimado por

$$R_{PV} = \frac{N(N-1)}{\sum_{i \neq j} R_{ij}^{-1}}, \quad (1.15)$$

onde N é o número de galáxias e R_{ij}^{-1} é a distância entre duas galáxias i e j .

Alguns problemas podem interferir no resultado final da massa, como efeitos de projeção de galáxias que não fazem parte do aglomerado.

1.4 Estrutura dos aglomerados

De acordo com o cenário de formação hierárquico as maiores estruturas do universo se formam através de fusões de estruturas menores, sendo assim os aglomerados de galáxias continuam “engolindo” galáxias sendo possível ter regiões que apresentam uma dinâmica diferente do restante do aglomerado nas regiões mais periféricas do aglomerado, chamadas de subestruturas.

Em aglomerados ricos e com maior concentração de galáxias na região central, a frequência de subestruturas é menor em regiões internas. Aguerri e Sánchez-Janssen (2010) detectaram a presença de subestruturas em uma região inferior a r_{200}^2 , de 11% para galáxias com $M_r \geq -20$ e quando acrescentou galáxias com brilho menor, o número de subestruturas aumentou para 33%. Para uma amostra de 67 aglomerados, Solanes et al. (1999) encontraram que em 10% dessa amostra subestruturas são encontradas em regiões internas ($< r_{200}$). Nas partes mais periféricas

²Raio que engloba uma densidade média que é 200 vezes a densidade crítica do universo

dos aglomerados, as subestruturas são encontradas com maior frequência. Einasto et al. (2012), utilizando diferentes modos de detectar subestruturas encontraram que de 70% - 80% de sua amostra apresentam subestruturas. Já Bird (1994) aponta que de uma amostra de 25 aglomerados de galáxias, com mais de 50 membros confirmados e com valores de redshift confirmados, 21 apontam a presença de subestruturas.

Subestruturas em aglomerados foram detectadas por Abell et al. (1964), onde foram utilizadas as posições projetadas das galáxias, assim como em seus catálogos. O problema de se utilizar a distribuição projetada das galáxias é que uma galáxia pode parecer estar próxima de outra com alguns graus de separação, mas isso pode corresponder a distâncias físicas maiores. Dos 7 aglomerados analisados pelos autores em 5 foram detectadas subestruturas. Um dos aglomerados estudados foi o aglomerado de Coma e a conclusão para esse aglomerado é que ele não apresenta subestruturas. Após o lançamento do satélite Uhuru, as observações em raios-X foram melhoradas e assim foi possível perceber que muitos aglomerados considerados relaxados, na verdade, ainda podem estar passando por um estágio de acreção de galáxias. O aglomerado de Coma apresenta dois picos de emissão em raios-x, um dos picos é central, indicando o centro do aglomerado, porém também há uma outra região do aglomerado que apresenta emissão em raios-X, representando uma outra estrutura.

Diferentes testes são implementados para a detecção de subestruturas. A detecção pode ser através da distribuição de velocidades das galáxias em aglomerados relaxados que deve se assemelhar com uma distribuição gaussiana, se o sistema estiver em equilíbrio. Testes que utilizam apenas as informações de velocidades são conhecidos com 1D. Testes 2D utilizam as posições das galáxias no aglomerado, mas ainda podem sofrer efeitos de projeção. Testes 3D utilizam tanto informações como as posições das galáxias, como também utilizam a velocidade delas, para deixar o teste mais confiável.

Testes 1D partem do princípio que as velocidades das galáxias de um aglomerado relaxado apresentam uma distribuição normal. Testes 2D utilizam informações das posições das galáxias. O teste β descrito por West et al. (1988) mede a assimetria da distribuição das galáxias no aglomerado em relação ao seu centro, partindo do pressuposto que uma subestrutura seria vista como uma assimetria localizada. Para isso é calculada a distância média entre uma galáxia i e 5 galáxias vizinhas. Também é calculada a densidade local para um ponto O que seja diametralmente oposto à galáxia i e assim o parâmetro β é calculado como

$$\beta = \log_{10} \frac{d_i}{d_o}, \quad (1.16)$$

onde d_i é a distancia média para galáxia i em relação aos 5 galáxias vizinhas e d_o é a distancia média entre as 5 galáxias vizinhas no ponto O . Se o valor médio de 1.16 para todas as galáxias for próximo de 0, a distribuição de galáxias seria simétrica.

No teste de separação angular, a ideia é que num aglomerado sem subestruturas, as galáxias apresentariam um ângulo de separação maior que no caso de haver subestrutura, já que as galáxias

da subestrutura ficariam mais próximas. Uma média harmônica é feita para medir o valor médio de separação de uma galáxia i com o restante das galáxias no aglomerado.

$$\theta_m = \frac{n^2 - n}{2} \sum_{i>j} \theta_{ij}^{-1}. \quad (1.17)$$

Para comparação, uma razão entre θ_m e θ_p é feita, onde θ_p é uma distribuição de Poisson com a mesma quantidade de objetos. Se a razão for próximo de 1, então o aglomerado não apresenta subestrutura, se o valor da razão for menor que 1, então o aglomerado apresenta subestrutura (e.g. West et al.1995, 1988).

Testes 3D usam os valores das posições e velocidades das galáxias indicando regiões que se diferenciam do restante do aglomerado. O teste α procura por essas regiões através da mudança do centroide na distribuição das galáxias. O teste é descrito em 5 etapas por West e Bothun (1990), onde num primeiro momento é calculado o centroide do aglomerado, a partir da média das posições das galáxias, um fator de peso w_i é calculado através da dispersão de velocidades na linha de visada das 10 galáxias mais próximas da galáxia i .

Com os valores das duas etapas, é calculado um novo valor de centroide para uma galáxia i e os 10 vizinhos mais próximo no espaço de velocidades. Na quarta etapa é calculado o valor de α , que mede a diferença entre o valor do centroide encontrado para a galáxia i (e as 10 vizinhas) e o valor global do centroide, para ver quão diferente uma região do aglomerado é em relação à todo aglomerado. Na quinta etapa os valores de α são somados e normalizados pelo número total de galáxias. O valor de α indica quanto o centroide mudou, e quanto maior a mudança, maior o valor e maior a chance de ter uma subestrutura no aglomerado.

O teste- Δ (ou DS Dressler e Shectman (1988)) procura por regiões no aglomerado que tenham os valores de velocidade local e dispersão de velocidades maior que os valores medidos para o aglomerado inteiro. Para cada galáxia i mais N_{viz} vizinhas próximas, no espaço de posições, é calculado um valor de velocidade média local v_l e dispersão de velocidades local σ_l .

O número ideal de galáxias vizinhas varia de autor para autor; no caso de Dressler e Shectman (1988) foi usado 10 galáxias vizinhas, enquanto Aguerri e Sánchez-Janssen (2010) usaram $N_{viz} = \sqrt{n}$, onde n é o número total de galáxias do aglomerado, caso o aglomerado tenha mais de 30 membros confirmados. Os valores de δ_i para cada galáxia i , são definidos através de

$$\delta_i^2 = \frac{(N_{viz})}{\sigma_g^2} [(v_l - v_g)^2 + (\sigma_l - \sigma_g)^2]. \quad (1.18)$$

Na equação 1.18, σ_g e v_g são os valores da dispersão de velocidades do aglomerado e o valor da velocidade global do aglomerado. Um valor final Δ é calculado sobre a soma de todos os valores individuais de δ_i . Quanto maior for o valor de Δ maior é o desvio dos parâmetros de uma dada região em relação aos parâmetros globais.

Simulações de Monte Carlo são feitas para calibrar os valores de Δ obtidos com observações. Com os valores de Δ simulado e observado, são calculados valores p que indicam a probabilidade de uma certa região apresentar uma subestrutura.

Outro teste que segue a mesma linha dos 3D, é o teste k de Colless e Dunn (1996), semelhante ao teste Δ , mas ao invés de utilizar a estatística δ_i dada pela equação 1.18, é calculada a probabilidade de que a distribuição de velocidades da vizinhança de uma galáxia e a distribuição de velocidades das demais galáxias do aglomerado possam ser reproduzidas por uma mesma distribuição, via teste Kolmogorov-Smirnov.

1.5 Efeitos evolutivos

Existe uma relação entre a densidade e o tipo morfológico das galáxias do aglomerado com o ambiente. Nas regiões mais densas dos aglomerados é mais comum de se encontrar mais galáxias do elípticas e lenticulares e nas bordas dos aglomerados galáxias espirais (Dressler, 1980). A proporção entre galáxias espirais + irregulares (S+I), lenticulares (S0) e elípticas(E) é respectivamente de 50%, 35% e 15%, para galáxias em aglomerados. Fora dos aglomerados as proporções são diferentes (80% S+I, 10% S0 e 10% E), já que a densidade é menor. Também há uma relação com o redshift: existem mais galáxias do tipo S0 em baixo redshift ($z \sim 0$) do que em $z \geq 0.5$ e a fração de galáxias espirais aumenta com o redshift. Apesar de que em alto redshift a dificuldade em diferenciar galáxias S0 de E é maior, esse fenômeno pode indicar um tipo de evolução, em que em ambientes de alta densidade, galáxias S se tornam S0. Além da diferença entre as morfologias, existe outro fenômeno relacionado à cor das galáxias em aglomerados. Uma galáxia do tipo precoce (E+S0) apresenta uma cor mais vermelha, pouca ou quase nenhuma formação estelar e em sua grande maioria possuem estrelas de baixa massa e de população do tipo II. Do contrário, galáxias do tipo tardio (S+I) apresentam uma cor mais azul, por apresentarem grande formação estelar e com o aumento do redshift, a fração de galáxias azuis também é maior. Esse efeito é chamado de *Butcher-Oemler* (Butcher; Oemler JR., 1978). Uma galáxia espiral movendo-se com alta velocidade dentro do aglomerado pode perder o gás para o ICM, o que poderia explicar o efeito.

Processos evolutivos, como *ram pressure*, onde o gás quente que há entre as galáxias interage com o gás frio que existe entre as estrelas, pode iniciar a formação estelar, através da colisão entre duas nuvens de gás, como também cessar a formação estelar, já que também é possível que através dessa interação o gás interestelar seja “arrancado” da galáxia para o meio intra galático (Bekki; Couch, 2003).

Outros tipos de evolução de galáxias ainda podem ocorrer, além de espirais para lenticulares. A fusão entre duas galáxias disco, que tenham valores de massa semelhante, pode resultar em uma galáxia esferoidal. Assim duas galáxias espirais podem se tornar uma galáxia elíptica. Como as duas

galáxias possuem gás, após a colisão esse gás pode gerar novas estrelas. É comum encontrarmos galáxias elípticas sem gás e poeira, mas se houver fusão com espiral de menor massa, essa galáxia elíptica pode ficar com o gás e a poeira. O campo gravitacional do aglomerado pode produzir uma força diferencial em uma galáxia, arrancando parte do material dessa galáxia, fenômeno conhecido por *Tidal stripping*, fazendo com que uma galáxia espiral se torne lenticular.

Várias evidências indicam que as propriedades das galáxias em um aglomerado estão relacionadas com o estágio evolutivo do aglomerado. Em grupos de galáxias Hou et al. (2012) mostram que a fração de galáxias azuis é maior em grupos que apresentam subestruturas do que em grupos sem subestruturas. De Propris et al. (2004), por outro lado, não encontram nenhuma relação entre a fração de galáxias azuis e a presença de subestruturas em aglomerados. A fusão de aglomerados aumenta a formação estelar e se mostra mais eficiente em aglomerados que apresentam mais de uma subestrutura (Cohen et al., 2014).

1.6 Objetivos do trabalho

Ainda há discordância entre trabalhos que procuram alguma relação entre formação estelar e a presença de subestruturas, se os processos evolutivos aumentam ou diminuem a formação estelar nas galáxias. De forma geral a relação entre as características da população estelar e a presença de subestruturas ainda é mal compreendida. Isso pode ser devido ao fato de que os trabalhos utilizam poucos objetos para os estudos e quase sempre se limitam a casos particulares, o que torna difícil encontrar padrões mais gerais.

Neste trabalho investigamos as diferenças entre as populações estelares de galáxias em aglomerados que estão em diferentes estágios de evolução dinâmica, com ênfase nas subestruturas individuais que constituem os aglomerados. Para isso, identificamos a ocorrência de subestruturas em uma amostra de aglomerados selecionados dos catálogos Wen et al. (2012) e Tempel et al. (2012), e analisamos os espectros óticos das galáxias que compõem cada estrutura, visando identificar padrões que auxiliem a compreender o impacto do estágio evolutivo dos aglomerados sobre as populações estelares das galáxias. No capítulo 2 são descritos os catálogos utilizados na dissertação, como também a base de onde obtivemos os dados. No capítulo 3 descrevo a metodologia utilizada para exclusão de galáxias intrusas e detecção de subestruturas e também são apresentados os resultados e no capítulo 4 são apresentadas as conclusões e perspectivas. Assumimos uma cosmologia com $H_0=71 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_V=0.73$ e $\Omega_0=0.27$.

Capítulo 2

Dados e Metodologia

Nesse capítulo é feita uma descrição sobre o levantamento de dados SDSS, do qual obtivemos os espectros óticos das galáxias analisadas, bem como dos catálogos de aglomerados de galáxias a partir dos quais construímos nossa amostra. Na metodologia será descrito o método de exclusão de galáxias Shifting gapper e o método automático de detecção de subestruturas. Ao final do capítulo descrevo a metodologia para análise das populações estelares das galáxias da amostra com o programa Starlight.

2.1 Sloan Sky Digital Survey

O Sloan Digital Sky Survey (SDSS) é um dos maiores levantamentos de dados fotométricos e espectroscópicos, teve início em 2000 e ficou em operação até 2005, quando a segunda fase, o SDSS-II, entrou em operação até 2008. As primeiras duas etapas do SDSS cobriram uma área de aproximadamente 8000 deg^2 e criaram mapas 3D contendo mais de 930 mil galáxias com redshift $\simeq 0.3$ e mais de 120 mil quasares com redshift $\simeq 5$. A terceira etapa teve início em 2008, utilizando um telescópio (figura 2.1) de 2.5 metros de diâmetro do *Apache Point Observatory* no Novo México.

O Data Release 10 do SDSS fornece um total de 1.843.200 espectros óticos, sendo que 952.740 são espectros de galáxias com cobertura em comprimento de onda de 3800 a 9200 Å e resolução espectral de 1800 a 2000. Os espectros são integrados dentro de uma janela de 3 segundos de arco em torno do centro de cada galáxia e obtidos através de 640 fibras óticas.

O imageamento é feito em cinco bandas fotométricas, *ugriz*, que abrangem os comprimentos de onda no ótico. No levantamento fotométrico são identificados 469.053.874 objetos, sendo que 208.478.448 são galáxias. Para a banda *r*, o comprimento de onda que apresenta 95% de completudeza é 6165 Å, com um limite em magnitude de 22.2. Na figura 2.2 são mostradas as curvas de eficiência para cada filtro do SDSS.

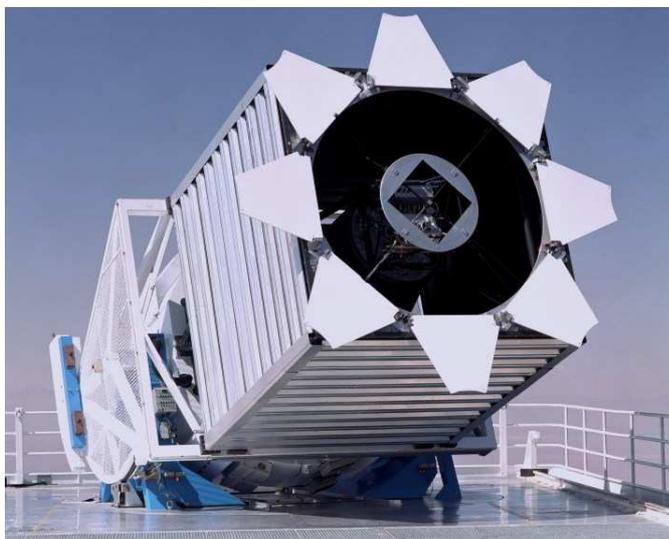


Figura 2.1:
Imagem do telescópio utilizado pelo levantamento SDSS-III. Fonte: www.sdss3.org/images

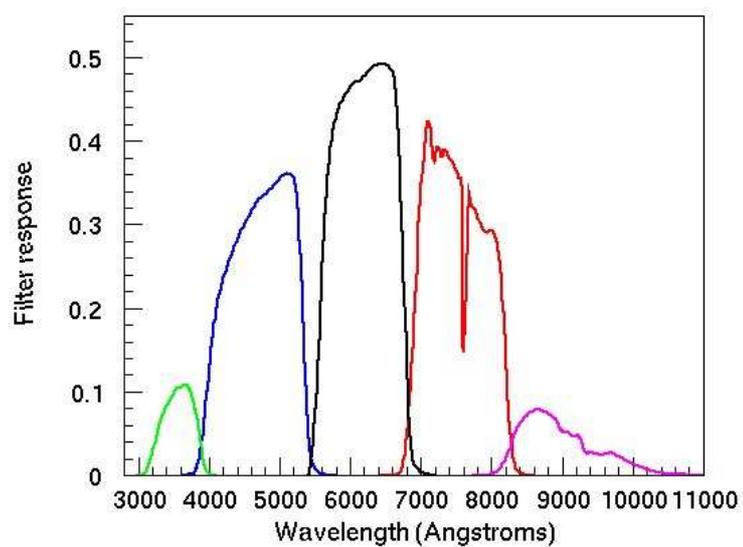


Figura 2.2:
Curvas de eficiência de cada filtro utilizado na fotometria SDSS. A curva verde é para o filtro u , azul para g , preto para r , vermelho para i e magenta para z . Fonte: <https://www.sdss3.org/images/>

2.2 Catálogos utilizados

2.2.1 Catálogo Wen, Han & Liu 2012

O catálogo Wen, Han & Liu 2012 (ao qual iremos nos referir pela sigla WHL no restante do trabalho) é um catálogo de 132684 grupos e aglomerados de galáxias detectados na amostra espectroscópica do Data Release 8 do SDSS, com redshifts de 0.05 a 0.8. A completudeza (*completeness*) do aglomerado é maior que 95%, para os que tem $M_{200}=10^{14}M_{\odot}$, num intervalo de redshift de 0.05 a 0.42. As incertezas nos redshifts fotométricos da amostra são de 0.025-0.030 para $z < 0.45$ e para aglomerados com $z > 0.45$ o erro se torna maior, a incerteza σ_z é calculada como $\sigma_z = \sigma_0(1+z)$. As galáxias com erro na medida do redshift maior que $0.08(1+z)$ são descartadas, assim como galáxias com fotometria ruim ou com contaminações de estrelas e objetos com magnitude aparente na banda r maior que 21. A seleção de BCG's é feita usando galáxias elípticas com erro em redshift $\leq 0.055(1+z)$ e elipticidade, na banda r , menor que 0.7. Os aglomerados do catálogo são selecionados com mais de 8 galáxias membro com $M_r \leq -21$ dentro de um raio de 0.5 Mpc e um intervalo no redshift fotométrico de $\pm 0.04(1+z)$.

Para obter as galáxias candidatas dos grupos e aglomerados os autores utilizaram o algoritmo *Friends of Friends*, (*FoF*), com um comprimento de ligação de 0.5 Mpc, somente para as galáxias mais luminosas, criando assim uma lista de galáxias candidatas ao centro do aglomerado, onde a galáxia mais luminosa (G_c) ocupa o centro da distribuição. Dentro de um raio de 0.5 Mpc, ao redor de uma galáxia i , é feita uma contagem de galáxias com $M_r \leq -20.5$. O redshift do aglomerado é calculado através da mediana dos redshifts das galáxias dentro de um raio de 1 Mpc ao redor de G_c . A galáxia mais brilhante da amostra das galáxias candidatas ao centro do aglomerado se tornará a BCG e será o centro do aglomerado.

Para identificar os membros de cada aglomerado do catálogo WHL na base espectroscópica do SDSS, selecionamos, dentro de um recorte de 5 Mpc ao redor da BCG de cada aglomerado, as fontes espectroscópicas com classe espectral "GALAXY" através de um script SQL na plataforma CasJobs¹. As coordenadas e o redshift espectroscópico de cada fonte foram utilizados para definir os membros confirmados de cada aglomerado (ver seção 3)

2.2.2 Catálogo Tempel, Tago & Liivamägi, 2012

O catálogo Tempel, Tago & Liivamägi 2012 (ao qual iremos nos referir pela sigla TTL no restante do trabalho) é um catálogo de 77858 grupos e aglomerados de galáxias, detectados através da base espectroscópica do Data Release 8 do SDSS, com redshifts de 0.09 a 0.2. O limite inferior do valor do redshift foi definido para excluir o superaglomerado local e foi definido um limite superior pois para objetos distantes a amostra se torna escassa. Para a determinação de grupo ou aglomerado, os autores

¹<http://skyserver.sdss.org/casjobs/>

utilizaram uma versão do método *FoF*, onde o comprimento de ligação variável. Nesse método uma galáxia pertence a um grupo de galáxia, se há algum membro desse grupo próximo a ela, ou seja, a distância seja menor que o valor do comprimento de ligação.

Após os grupos e aglomerados serem definidos, o valor da riqueza mostra que a quantidade de grupos com menos de 20 galáxias dominam o catálogo, constituindo 93.5% da amostra, enquanto grupos/aglomerados com mais de 30 galáxias correspondem a 6.5%. Aglomerados bem massivos, com riqueza por volta de 75-100 galáxias são os que se apresentam em menor quantidade (0.12%).

2.3 Método de exclusão de galáxias

De posse da lista de coordenadas e *redshifts* dos objetos na direção de cada aglomerado do catálogo WHL, aplicamos o método *shifting gapper* (Fadda et al., 1996) para detectar fontes intrusas (ou seja, que não estão fisicamente associadas aos aglomerados - a redshift distintos - mas que ocupam a mesma linha de visada). O método *shifting gapper* se baseia na identificação de vales (gaps) no espaço de velocidade.

O algoritmo é constituído pelos seguintes passos:

- Calculamos a distância radial de cada galáxia em relação à BCG através da separação aparente, em radianos, e da distância de tamanho angular DA , através da relação:

$$DA = \frac{D_L}{(1 + z_{BCG})^2} \quad (2.1)$$

O valor de DA foi calculado para o redshift de cada aglomerado utilizando o *Ned Wright Cosmology Calculator*² (Wright, 2006).

- Dentro de cada bin, as velocidades v de cada galáxia no referencial do aglomerado foram calculadas a partir do redshift através da equação:

$$v = c \left(\frac{z_{GAL} - z_{BCG}}{1 + z_{BCG}} \right) \quad (2.2)$$

- As galáxias são separadas em bins radiais a partir do centro do aglomerado. Adotamos um valor mínimo de 15 galáxias por bin. No entanto se o último bin ficar com menos de 15 galáxias, essas irão para o bin anterior e o último será excluído.
- Dentro de cada bin, as velocidades das galáxias são postas em ordem crescente para que os valores dos quartis de cada bin sejam calculados. Como critério de exclusão, o valor do *f-pseudosigma* (Beers et al., 1990), é calculado por

²<http://www.astro.ucla.edu/wright/CosmoCalc.html>

$$ps = \frac{q_3 - q_1}{1.349}, \quad (2.3)$$

onde q_3 representa o valor do terceiro quartil e q_1 representa o valor do primeiro quartil.

- Para uma galáxia ser excluída, a diferença da velocidade dessa galáxia com a vizinha mais próxima (no espaço de velocidade) deve ser maior que o valor calculado para o f-pseudosigma para cada bin. Se a diferença entre as velocidades for menor, a galáxia será mantida na amostra. Assim, uma primeira exclusão é feita.
- Após a primeira exclusão, as galáxias que não foram excluídas são reorganizadas e separados novamente em bins radiais, para que novos valores de f-pseudosigma sejam calculados. O procedimento é repetido até que nenhuma galáxia seja excluída.

Na figura 2.3 mostramos diagramas no espaço de velocidades e de distâncias radiais para três aglomerados da amostra, ilustrando o resultado da aplicação do método shifting gapper.

As figuras do lado esquerdo de 2.3 representam os aglomerados de galáxias antes do procedimento de exclusão ser aplicado. Cada círculo representa uma galáxia e elas estão distribuídas de acordo com as distâncias a partir do centro e de acordo com as velocidades. O programa shifting gapper procura por “buracos” no espaço de velocidades entre as galáxias. As figuras do lado direito representam o resultado da exclusão. Galáxias representadas por círculos cheios são as galáxias excluídas e as galáxias como círculos vazios, são as galáxias confirmadas para o aglomerado. Após aplicar o shifting gapper, selecionamos os sistemas que ficam com 30 ou mais membros confirmados, e com isso nossa amostra ficou com 639 aglomerados do catálogo WHL.

2.4 Detecção de subestruturas

De posse de nossa amostra final de aglomerados de galáxias utilizamos uma adaptação automatizada do teste k de Colless e Dunn (1996) para fazer a detecção de subestruturas.

O teste k procura por regiões no aglomerado que tenham uma distribuição de velocidades diferente da distribuição de velocidades do aglomerado como um todo, ou seja, procura por regiões que aparentam ter uma cinemática diferente do restante do aglomerado. Para cada galáxia é feita uma comparação entre a distribuição de velocidades de n galáxias vizinhas com a distribuição de velocidades das galáxias do aglomerado.

Para cada galáxia i é calculado um valor numérico de k_i dado por

$$k_i = -\log(P_{KS}(D > D_{obs})), \quad (2.4)$$

onde P_{KS} é a probabilidade, calculada a partir do teste Kolmogorov-Smirnov, de que a distribuição de velocidades local (dos n vizinhos da galáxia) e a distribuição de velocidades global sejam oriundas de

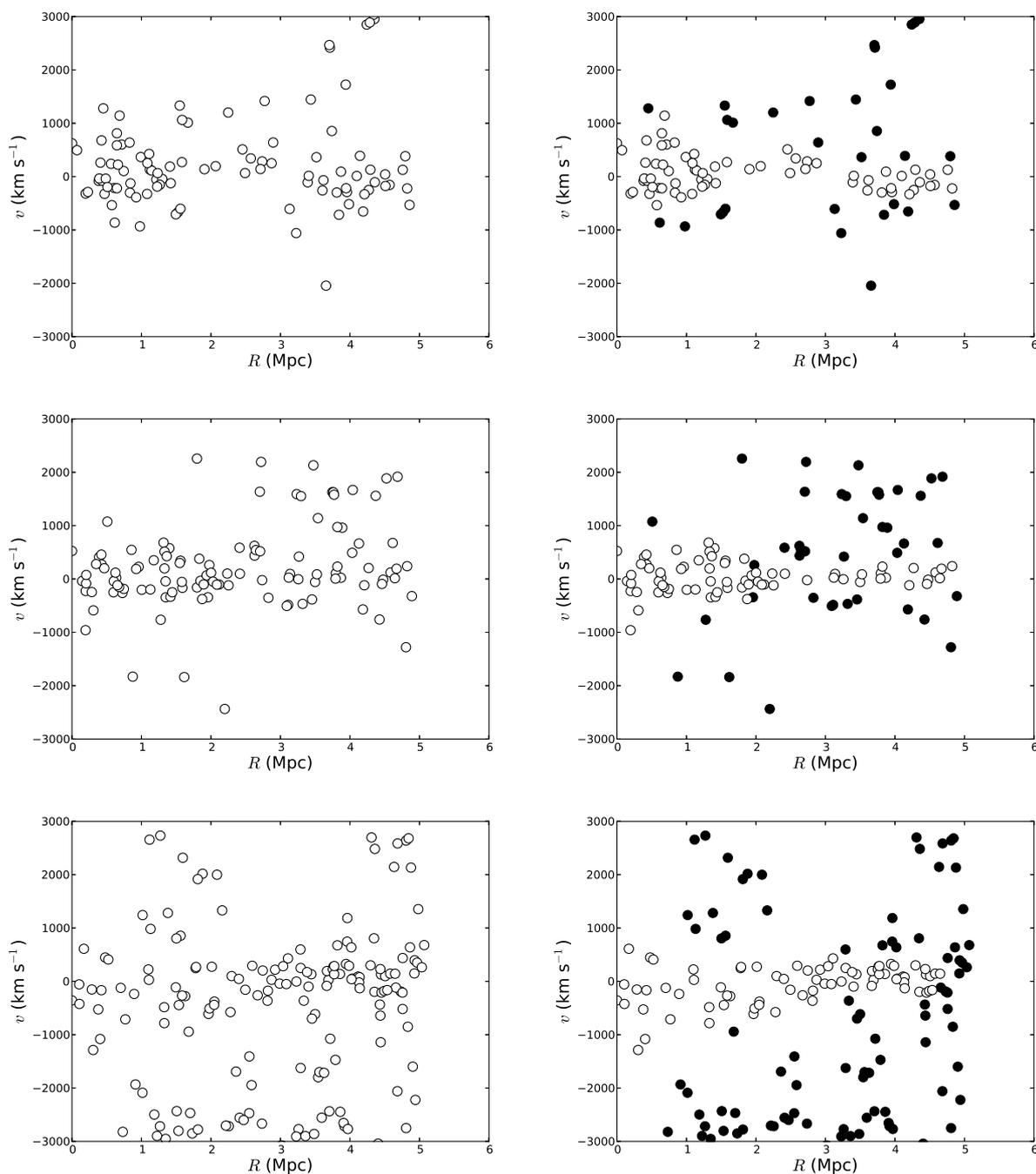


Figura 2.3:

As figuras acima representam aglomerados antes (esquerda) e após (direita) o procedimento de exclusão. No eixo horizontal estão os valores equivalentes à distancia radial da galáxia até o centro do aglomerado. No eixo vertical estão os valores correspondentes às velocidades das galáxias no referencial do aglomerado. Os círculos cheios representam as galáxias que foram excluídas e o círculos vazios são as galáxias confirmadas.

uma mesma distribuição original. O aglomerado como um todo pode ser caracterizado pelo somatório dos valores de k_i para todas as galáxias individuais.

A significância estatística dos valores de k_i são determinadas através de simulações de Monte Carlo nas quais as velocidades das galáxias são embaralhadas aleatoriamente, destruindo quaisquer correlações entre posição e velocidade.

A figura 2.4 ilustra o teste k para o aglomerado de Coma (Colless; Dunn, 1996). O tamanho dos círculos é proporcional ao logaritmo da probabilidade de a galáxia pertencer a uma subestrutura. Na figura 2.4(a) é mostrada a distribuição de k_n calculada para as galáxias, na figura 2.4(b) simulações com valor mais alto, na figura 2.4(c) os valores de k são feitos através da mediana das simulações, na figura 2.4(d) os valores de k são oriundos de uma simulação cujo valor k_n corresponde ao percentil 99 de todos os valores de k_n obtidos nas simulações. Através disso os autores indicam que há uma estrutura principal ao redor do centro do aglomerado e outra região ao redor da galáxia NGC 4839.

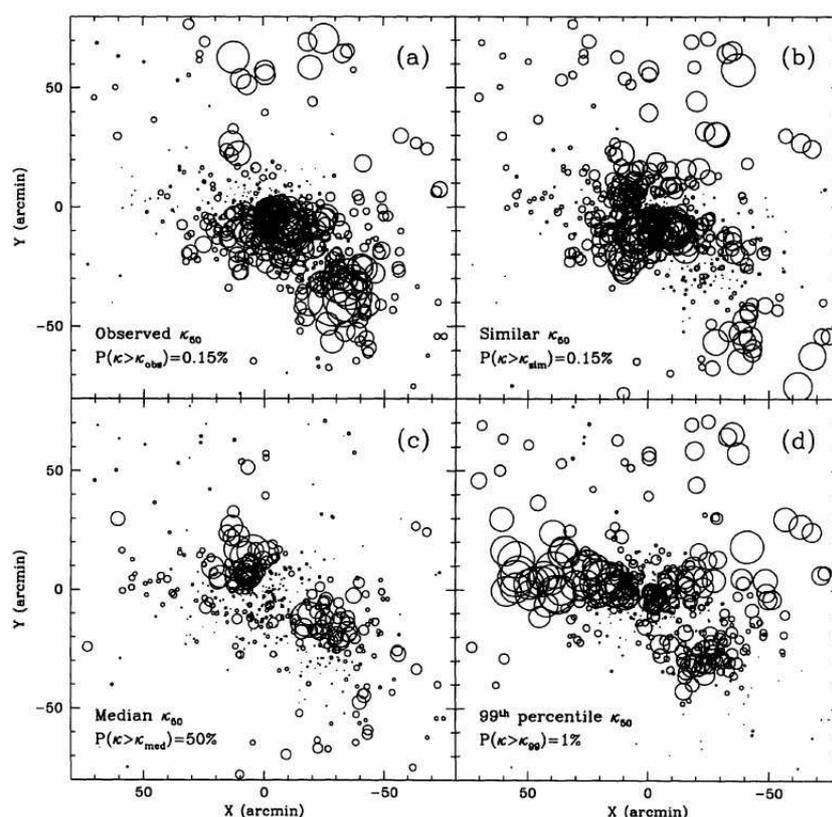


Figura 2.4: Exemplo de bubble plot produzido pelo teste k . O tamanho dos círculos é proporcional ao logaritmo da probabilidade de a galáxia pertencer a uma subestrutura. A galáxia NGC 4839 se localiza no ponto (-30 arcmin, -30 arcmin). (Figura retirada de Colless e Dunn 1996.)

Regiões nas quais há vários círculos grandes indicam alta probabilidade de existir uma subestrutura. O teste k , porém, não identifica explicitamente a localização de uma subestrutura individual, nem fornece estimativas da cinemática da subestrutura.

Na figura 2.5, mostramos um exemplo da aplicação do teste k a um dos aglomerados de nossa amostra. Como na figura 2.4, o tamanho dos círculos é proporcional ao valor de k , e as cores dos círculos indicam a velocidade peculiar média da vizinhança. Podemos observar na figura que existem duas regiões distintas nas quais os círculos indicam a existência de subestruturas. Além disso, essas duas regiões também estão associadas a velocidades peculiares distintas. Dessa forma, a figura sugere que o aglomerado em questão é formado por duas estruturas com cinemáticas distintas.

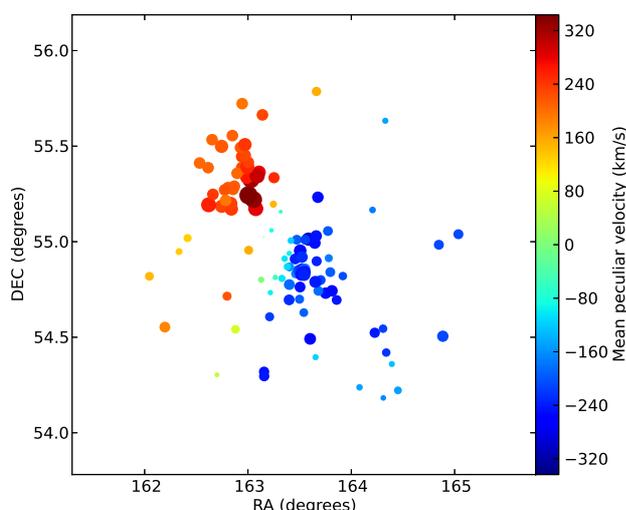


Figura 2.5: Essa figura representa a primeira detecção de subestrutura. Os eixos horizontal e vertical representam as coordenadas das galáxias e a escala de cores do lado direito indica o valor da velocidade peculiar média em km/s.

Uma vez que pretendemos analisar individualmente as estruturas cinemáticas dos aglomerados de nossa amostra, precisamos de uma metodologia que identifique automaticamente as regiões nas quais se localizam as subestruturas e determine seus parâmetros cinemáticos. Para isso, utilizamos o algoritmo LocKE - *Local Kinematic Estimator* - (Rembold & Soares 2015, em preparação), uma versão automatizada do teste k que identifica automaticamente as estruturas individuais através da convolução do campo do aglomerado no espaço de posição com um kernel gaussiano, utilizando os valores de k como pesos estatísticos.

As etapas do algoritmo são:

- Define-se um número de vizinhos $n_{viz} = \sqrt{N}$, onde N é o número de galáxias do aglomerado.
- O i -ésimo vizinho associado a uma galáxia é determinado, não em relação apenas à galáxia em questão, mas em relação a todos os $i-1$ vizinhos mais próximos. Isso evita que galáxias localizadas entre duas estruturas sejam associadas a galáxias das duas estruturas simultaneamente.

- São calculados os valores de k e a estatística k_n para o aglomerado
- O procedimento é repetido enquanto $n_{viz} < N/2$, visando identificar a escala ótima para identificação de uma subestrutura. O valor de n_{viz} que maximiza k_n é fixado.
- São realizadas simulações de Monte Carlo redistribuindo as velocidades das galáxias, e o valor de k_n é calculado para cada simulação.
- Se o percentil 95% dos valores de k_n das simulações é superior ao valor de k_n , considera-se que a significância estatística do teste não é suficiente para indicar a presença de subestruturas (e nesse caso o aglomerado é considerado desprovido de subestruturas). O algoritmo determina, então, a dispersão de velocidades do sistema, e encerra o procedimento. Caso contrário, o algoritmo procede à identificação das estruturas individuais.
- É feita a convolução do campo observado com uma gaussiana bidimensional cuja largura corresponde a 1.5 vezes o percentil $(n_{viz}/N) \times 100\%$, usando os valores de k de cada galáxia como pesos estatísticos.
- A mesma gaussiana é utilizada na convolução de um campo simulado, nas quais os pesos estatísticos correspondem ao percentil 95% dos valores simulados de k_n .
- Os dois mapas anteriores são subtraídos, e o algoritmo identifica valor de pico no mapa resultante. Em torno dessa região, será selecionada a primeira subestrutura do aglomerado.
- As galáxias do aglomerado que se localizam em torno de cada pico, em regiões onde o mapa apresenta valores iguais ou superiores à metade do valor do respectivo pico, são atribuídas à subestrutura.
- Estimativas preliminares das velocidades médias e das dispersões de velocidade da subestrutura e do restante do aglomerado são calculadas via método biweight (Beers et al., 1990).
- O algoritmo procede à descontaminação da subestrutura, através de um modelo de mistura gaussiana de dois componentes, cujos parâmetros são dados pelos valores calculados no item anterior. Com isso, as galáxias que não pertencem à subestrutura mas que estão na linha de visada são excluídas.
- Os valores finais (biweight) da velocidade média e da dispersão de velocidades da subestrutura são calculados, e as respectivas incertezas são obtidas pelo método jackknife (Beers et al., 1990). A primeira subestrutura está, assim, completamente determinada.
- As velocidades das galáxias da subestrutura são substituídas por valores sorteados da distribuição de velocidades do restante do aglomerado, e retornam à amostra.

- O processo é inteiramente repetido, visando determinar novas subestruturas.
- O algoritmo se encerra quando nenhuma nova subestrutura é identificada. As galáxias restantes, que não foram atribuídas a nenhuma subestrutura, são atribuídas a um único objeto, e seus parâmetros cinemáticos são calculados.

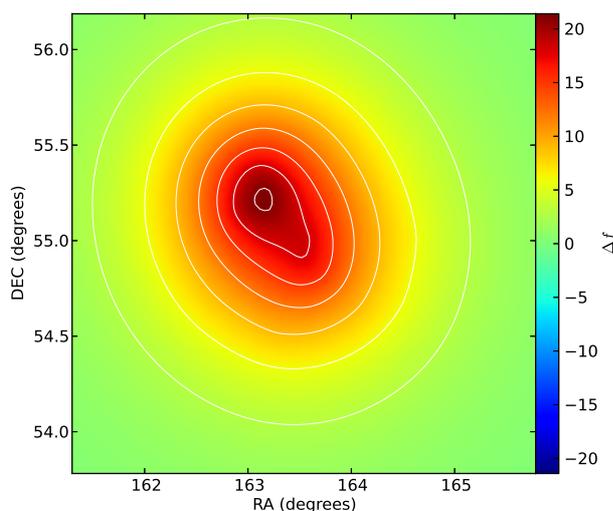


Figura 2.6: Mapa de convolução referente a figura 2.5. Nos eixos x e y estão as coordenadas. A escala de cores identifica a probabilidade de existir subestrutura. Quanto mais vermelho maior a probabilidade e quanto mais azul menor a probabilidade. O zero da escala é obtido através de simulações monte carlo.

Vamos ilustrar os passos do algoritmo LockE utilizando o mesmo aglomerado da figura 2.5. A figura 2.6 mostra-se o mapa de convolução do campo observado subtraído do mapa de convolução das simulações. O valor dos resíduos é indicado pela cor na barra à direita. Pode-se observar um pico significativo em vermelho, indicando a máxima probabilidade de ocorrência de uma subestrutura. Também se pode observar que este pico corresponde a uma das subestruturas já identificadas no diagrama da figura 2.5.

Após a seleção das galáxias associadas à primeira subestrutura e à substituição das velocidades dessas galáxias por valores extraídos da distribuição de velocidades das demais galáxias, o algoritmo refaz o teste k para essa nova configuração de velocidades. O resultado é mostrado na figura 2.7. Nessa figura, os círculos são significativamente menores do que na figura 2.5 e, através de uma inspeção visual, não sugerem a existência de subestruturas.

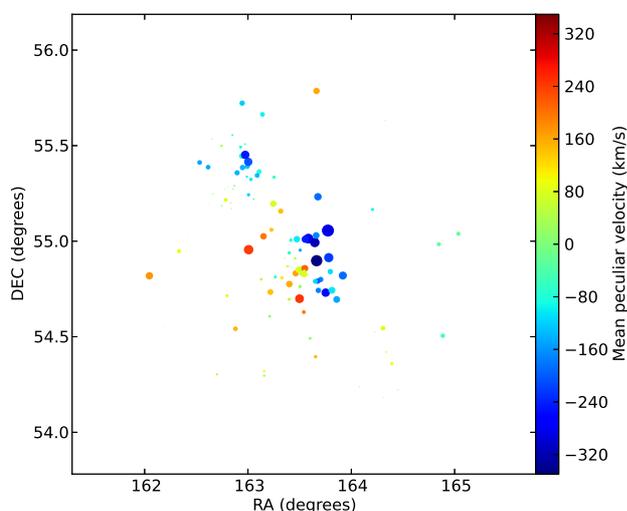


Figura 2.7: Ilustração teste k após a detecção. No eixo horizontal está representada a ascensão reta em graus e no eixo vertical a declinação também em graus. A escala de cores indica o calor médio da velocidade peculiar das galáxias.

Na figura 2.8, mostramos o mapa de convolução para essa configuração de velocidades. Nesse mapa, os resíduos são negativos, ilustrando que a significância estatística de ocorrência de subestruturas é inferior a 95%. Dessa forma, o algoritmo LockE atribui ao aglomerado em questão apenas duas estruturas, o que concorda com a interpretação visual feita na figura 2.5.

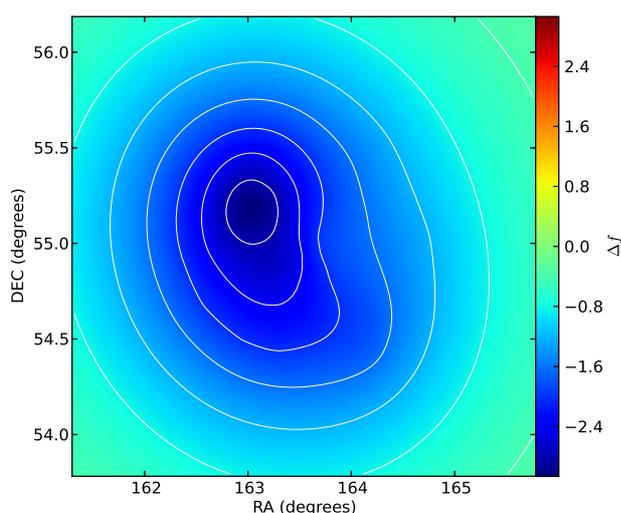


Figura 2.8: Mapa de convolução referente a figura 2.7.

De posse das dispersões de velocidades das subestruturas individuais dos aglomerados dotados

de subestruturas, e da dispersão de velocidades global dos aglomerados desprovidos de subestruturas, além da distribuição projetada das galáxias em cada estrutura, determinamos sua massa virial através da equação 1.14.

2.5 Síntese de populações estelares

A luz emitida por uma galáxia que chega à Terra contém informações de bilhões de estrelas. Cada estrela com propriedades físicas diferentes, como diferentes massas, idades, metalicidades. Essas informações são obtidas a partir do espectro e para isso é preciso interpretar esse espectro como sendo a contribuição somada de todas as estrelas. Para extrair informações dos espectros das galáxias, é necessário utilizar modelos sintéticos que sejam capazes de separar essas contribuições indicando a quantidade e o tipo espectral das estrelas que compõem o espectro. Tais modelos podem ser empíricos ou teóricos. Como numa galáxia existem muitas estrelas, o espectro da galáxia é decomposto em combinações de populações estelares simples (*Single Stellar Population - SSP*).

Uma *SSP* é composta por um conjunto de estrelas sintéticas de diferentes tipos espectrais, de mesma idade e metalicidade. Nesse conjunto, todas as estrelas são geradas de uma mesma nuvem em um único evento. No começo as estrelas fazem parte da sequência principal do diagrama HR e com o passar do tempo vão migrando para outras partes do diagrama de acordo com as trajetórias evolutivas que estrelas de diferente massa seguem.

Para criar um espectro modelo de uma *SSP* é preciso integrar a contribuição em luminosidade de diferentes tipos de estrelas. Alguns parâmetros importantes devem ser levados em consideração, como a função de massa inicial (*Initial Mass Function - IMF*) que fornece a quantidade de estrelas num determinado intervalo de massa para diferentes massas e a taxa de formação estelar (*Star Formation Rate - SFR*) que indica a eficiência de produção de estrelas a partir do gás. Atualmente existem diversos modelos de síntese de populações estelares que podem ser utilizadas, como a de Bruzual e Charlot (2003) que tem um alcance em comprimento de onda, com boa resolução espectral de 3Å, de 3200 a 9500 Å, porém com resolução mais baixa, o alcance é de 91 Å até 160 μm.

Para investigar as populações estelares das galáxias de nossa amostra, utilizamos o programa Starlight (Cid Fernandes et al. (2005); Mateus et al. (2006)). Esse programa ajusta um espectro sintético a partir do espectro observado de uma galáxia usando um conjunto de espectros de base à escolha do usuário (geralmente, *SSP's* de diferentes idades e metalicidades).

Utilizamos os modelos de Bruzual e Charlot (2003) com *IMF* de Chabrier (2003), onde a distribuição de massa estelar é definida por uma lei de potência. Utilizamos o Starlight para descrever os espectros das galáxias da amostra em termos das *SSP's* escolhidas. Com isso, obtivemos a idade estelar média das galáxias que povoam as regiões de subestrutura e também dos aglomerados sem subestrutura, como também a metalicidade média das galáxias nos aglomerados. Embora a escolha

dos modelos de síntese de populações interfira nas estimativas das propriedades das populações estelares, nosso foco principal é identificar diferenças entre os vários sistemas a serem analisados, de forma que nossos resultados devem ser pouco afetados por essa escolha.

A base que utilizamos dentro do Starlight continha 45 *SSP*'s com 15 valores de idades e 3 valores de metalicidade, representados na tabela 2.1.

Tabela 2.1: Base de idades e metalicidades.

Número da SSP	Idade (anos)	Metalicidade (Z)
1	1.000000E+06	0.00400
2	3.160000E+06	0.00400
3	5.010000E+06	0.00400
4	1.000000E+07	0.00400
5	2.512000E+07	0.00400
6	4.000000E+07	0.00400
7	1.015200E+08	0.00400
8	2.861200E+08	0.00400
9	6.405400E+08	0.00400
10	9.047900E+08	0.00400
11	1.434000E+09	0.00400
12	2.500000E+09	0.00400
13	5.000000E+09	0.00400
14	1.100000E+10	0.00400
15	1.300000E+10	0.00400
16	1.000000E+06	0.02000
17	3.160000E+06	0.02000
18	5.010000E+06	0.02000
19	1.000000E+07	0.02000
20	2.512000E+07	0.02000
21	4.000000E+07	0.02000
22	1.015200E+08	0.02000
23	2.861200E+08	0.02000
24	6.405400E+08	0.02000
25	9.047900E+08	0.02000
26	1.434000E+09	0.02000
27	2.500000E+09	0.02000
28	5.000000E+09	0.02000
29	1.100000E+10	0.02000
30	1.300000E+10	0.02000
31	1.000000E+06	0.05000
32	3.160000E+06	0.05000
33	5.010000E+06	0.05000
34	1.000000E+07	0.05000
35	2.512000E+07	0.05000
36	4.000000E+07	0.05000
37	1.015200E+08	0.05000
38	2.861200E+08	0.05000
39	6.405400E+08	0.05000
40	9.047900E+08	0.05000
41	1.434000E+09	0.05000
42	2.500000E+09	0.05000
43	5.000000E+09	0.05000
44	1.100000E+10	0.05000
45	1.300000E+10	0.05000

Capítulo 3

Resultados

Nesse capítulo, apresentamos os resultados obtidos na aplicação do método shifting gapper à amostra WHL, a frequência e os parâmetros cinemáticos das subestruturas identificadas pelo algoritmo LockE, e as características das populações estelares obtidas pelo Starlight.

3.1 Identificação de galáxias intrusas na amostra WHL

Wing e Blanton (2013) utilizaram o método do gap fixo, que ao invés de ter um valor diferente para cada bin, utiliza sempre o mesmo valor para exclusão, no caso de Wing e Blanton (2013) o valor do gap foi de 500 km/s e Katgert et al. (1996) utilizaram 1000 km/s como valor de gap fixo. O método shifting gapper, por ter o gap variável, mantém algumas galáxias com velocidade peculiar maior que 1000 km/s, o que o gap fixo não faria, porém excluí mais galáxias intrusas do que o gap fixo (e.g. figura 3 de Wing e Blanton2013).

Na figura 3.1, mostramos o resultado da aplicação do método shifting gapper a quatro aglomerados da nossa amostra, oriundos do catálogo WHL. Os diagramas à esquerda nessa figura mostra, no espaço de velocidade e distância radial em relação ao centro do aglomerado, todas as galáxias na linha de visada com velocidades peculiares inferiores a 3000 km/s em relação à velocidade do aglomerado. Os diagramas da direita mostram quais objetos foram considerados intrusos pelo método. Na figura 3.1(a), entre $3 \text{ Mpc} < R < 5 \text{ Mpc}$, parecem existir três estruturas filamentosas, sendo improvável de que todas as galáxias façam parte de um mesmo aglomerado. Na figura 3.1(b), podemos observar que o método se mostrou bastante eficaz ao excluir galáxias muito dispersas em regiões distantes do centro. O mesmo comportamento pode ser observado para os demais aglomerados da figura 3.1.

Os círculos vazios das imagens da direita são as galáxias confirmadas como membros. Dentre os métodos para seleção de galáxias membros, o shifting gapper se mostra mais eficiente já que é independente de hipóteses sobre a dinâmica do aglomerado e também para aglomerados com muitas e poucas galáxias (Fadda et al., 1996).

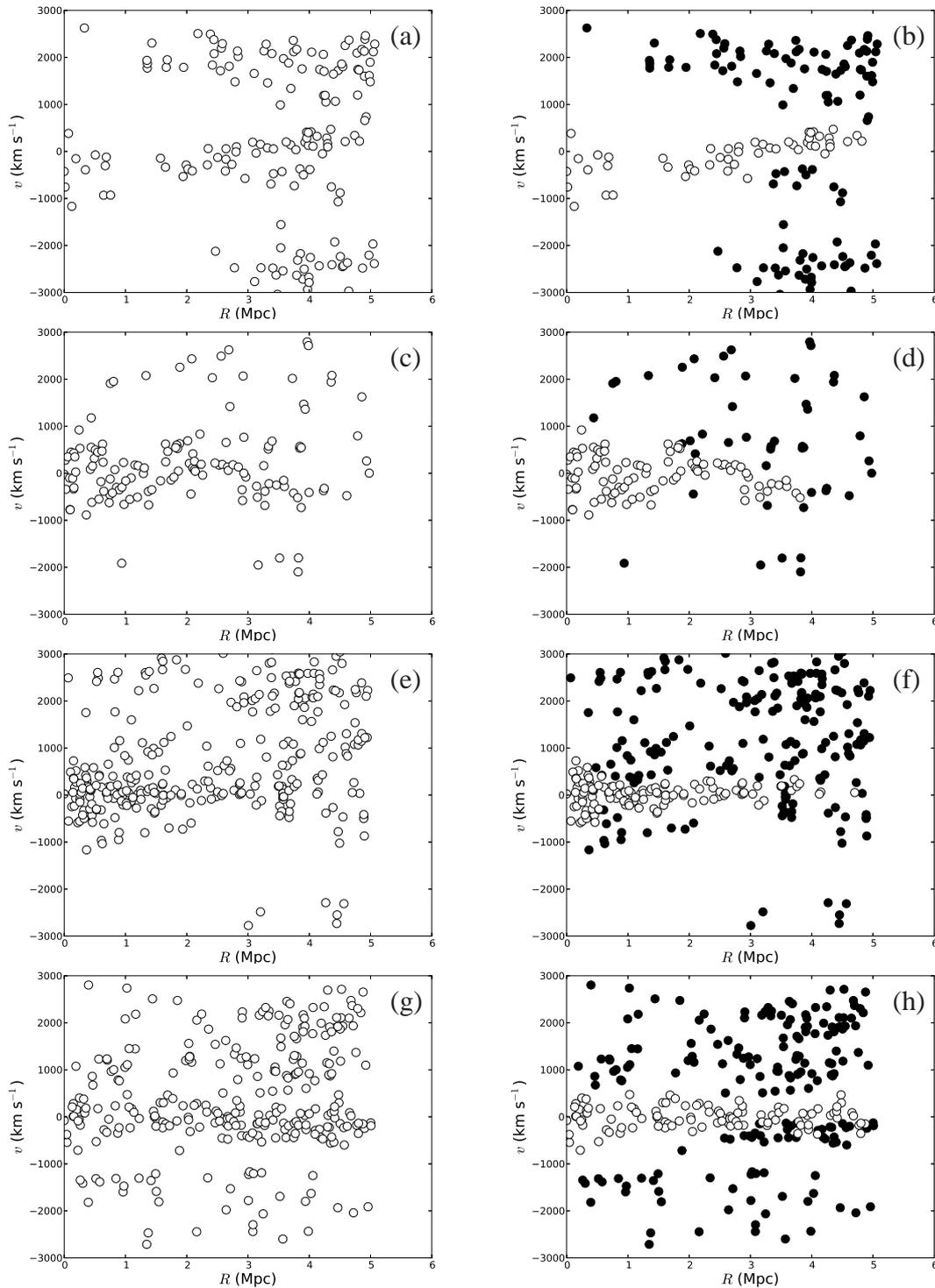


Figura 3.1: Ilustração do método shifting gapper, antes e após a exclusão. No eixo horizontal temos a distância que a galáxia se encontra do centro do aglomerado, e no eixo vertical estão os valores de velocidade dessas galáxias.

3.2 Subestruturas

Nas figuras 3.2 a 3.5, mostramos o resultado da aplicação do algoritmo LockE a quatro dos 1052 aglomerados de nossa amostra.

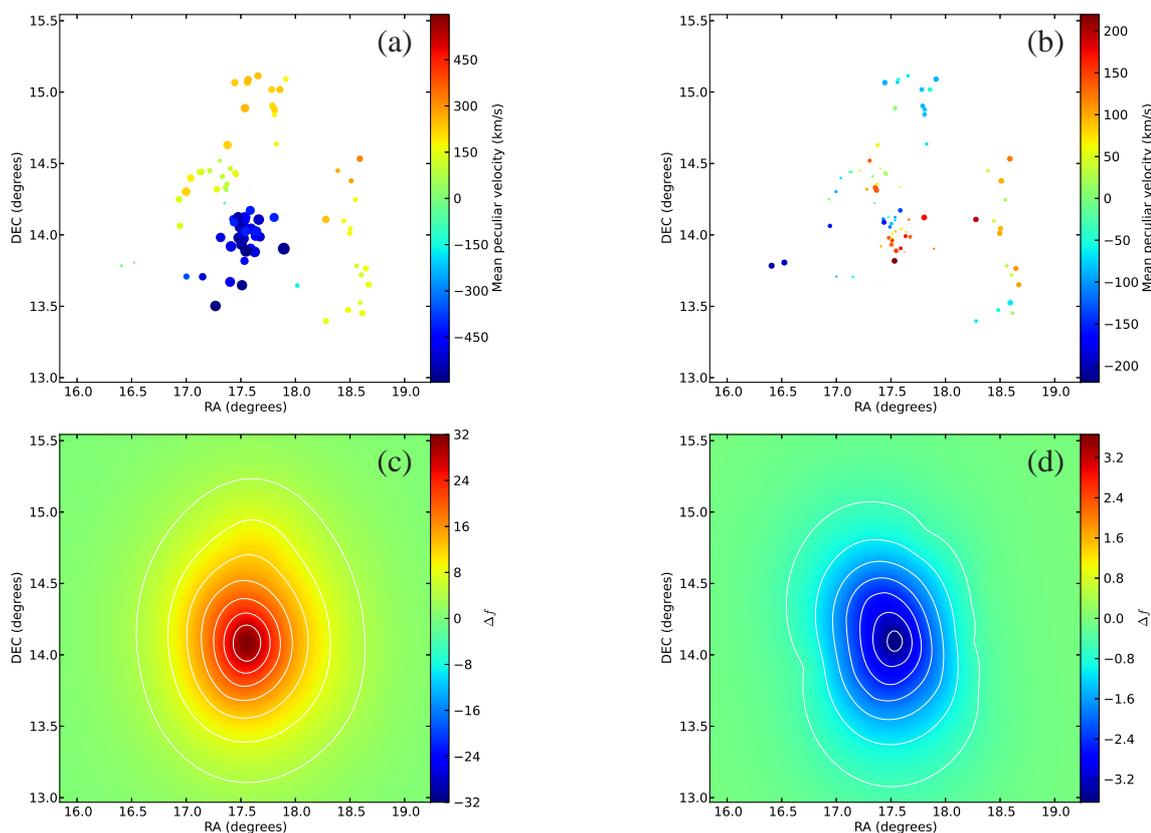


Figura 3.2:

Ilustração do teste k e mapa de convolução para aglomerado com subestrutura. Nos eixos horizontal e vertical estão as coordenadas das galáxias em ascensão reta e declinação com unidade de grau. Na escala de cores dos gráficos superiores temos as velocidades peculiares médias das galáxias e na escala de cores dos mapas inferiores temos os valores de k normalizados pelas simulações de Monte Carlo.

A figura 3.2 mostra um aglomerado para o qual o LockE atribuiu apenas uma subestrutura além do primário. No diagrama 3.2(a), temos o resultado do teste k , que sugere a existência de uma subestrutura com velocidade peculiar negativa; o mapa de convolução no diagrama 3.2(c) confirma que essa estrutura corresponde a uma subestrutura com alta significância estatística. Nos diagramas 3.2(b) e 3.2(d) estão os resultados para o mesmo aglomerado, após a substituição das velocidades das galáxias da subestrutura por uma amostra de velocidades do resto do campo. Os círculos no diagrama 3.2(b) não sugerem a existência de subestruturas, e no mapa de convolução 3.2(d) essa conclusão é confirmada pelos valores negativos em toda a região do aglomerado.

Na figura 3.3, mostramos mais um caso em que o LockE atribui uma única subestrutura além do

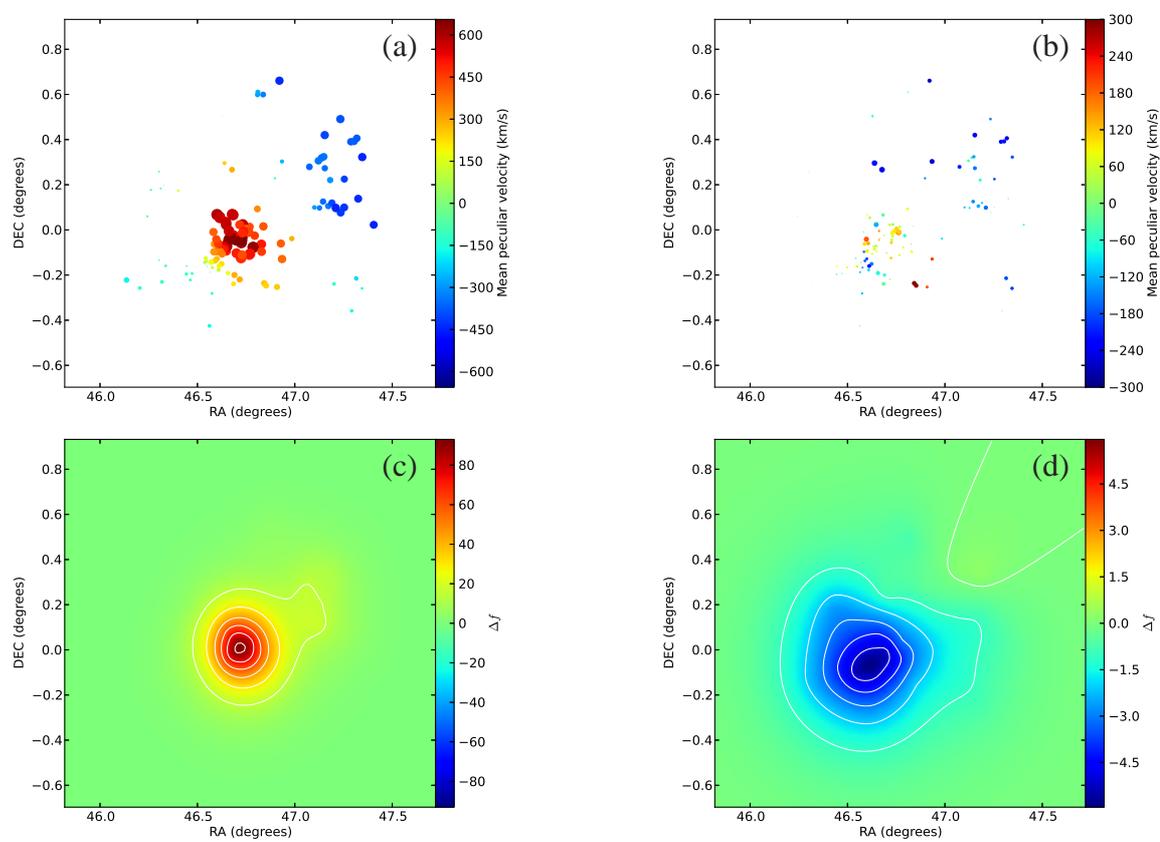


Figura 3.3:
Ilustração do teste k e mapa de convolução.

primário a um aglomerado da amostra. Nas figuras 3.3(a) e (b) estão as galáxias distribuídas de acordo com as suas coordenadas e as cores indicam a velocidade peculiar média. Próximo da declinação 0° e ascensão reta entre 46.5° e 47° pode se ver um acúmulo de galáxias e todas com velocidade próximas ($\simeq +450$ km/s) e o restante das galáxias desse aglomerado com velocidade bem diferentes ($\simeq -400$ km/s), só essa diferença de velocidades já poderia apontar para uma subestrutura. No mapa de convolução da esquerda é possível ver que a região com maior probabilidade de ser subestrutura fica sobre a mesma região com velocidades em média de 450 km/s. Após essa primeira procura por subestruturas, o programa troca as velocidades das galáxias que foram detectadas como subestrutura para então procurar por mais alguma subestrutura. Os resultados são mostrados nas figuras 3.3(b) e (d). Como não há indicativo de outro nível de subestrutura nesse aglomerado, podemos ver os círculos com tamanhos quase iguais e no mapa de convolução referente a esses dados podemos observar uma região azul, indicando que não há mais subestruturas.

O programa também se mostra eficiente nos casos em que há mais de um nível de subestrutura, ou seja, um aglomerado com mais de uma subestrutura. Na figura 3.4 temos um exemplo desse tipo.

No diagrama 3.4(a), temos o resultado do teste k para os dados originais, enquanto que em 3.4(c) estão os resultados do teste k após a identificação da primeira subestrutura. Diferentemente do que ocorreu com os aglomerados das figuras 3.2 e 3.3, nesse caso o segundo teste k sugere a existência de uma segunda subestrutura. Os mapas de convolução 3.4(b) e 3.4(d) confirmam a significância estatística dessas duas subestruturas. Os diagramas 3.4(e) e 3.4(f) mostram que o teste não aponta a presença de novas subestruturas, de forma que o LocKE atribui ao aglomerado em questão duas subestruturas além do primário.

Finalmente, a figura 3.5 mostra um aglomerado da amostra para o qual o LocKE não atribuiu subestruturas. No diagrama 3.5(a), embora o tamanho dos círculos varie significativamente, os valores de k atribuídos às galáxias não indicam a presença de subestruturas, como mostra o mapa de convolução 3.5(b).

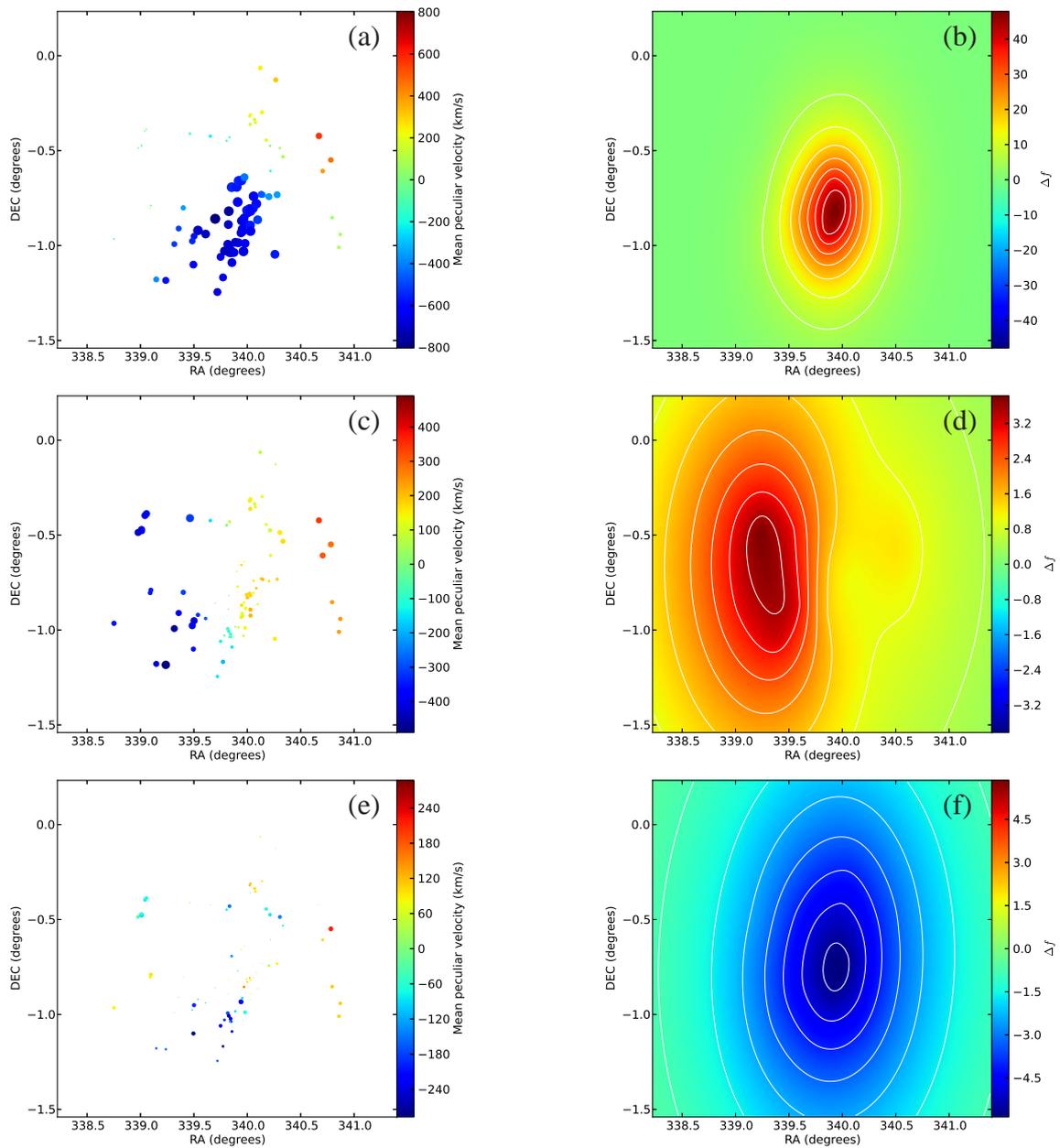


Figura 3.4:
Ilustração do teste k e mapa de convolução para um aglomerado onde foi detectada mais de uma subestrutura.

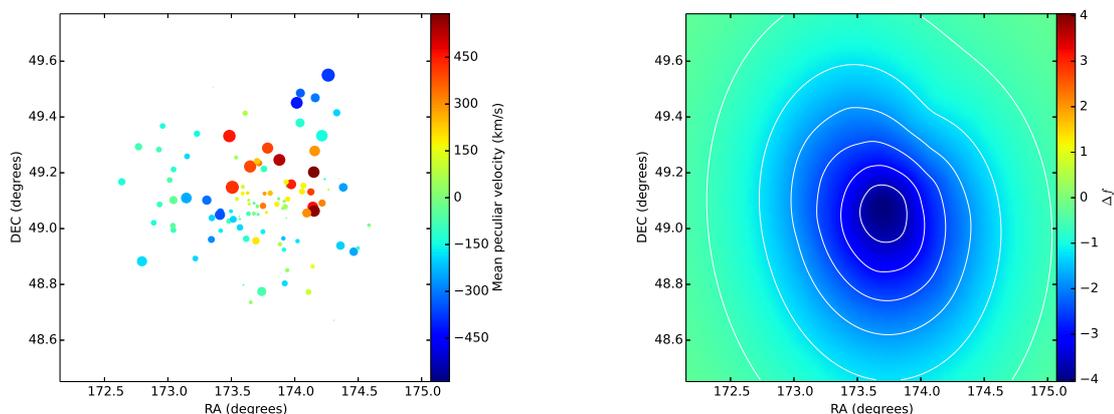


Figura 3.5:

Ilustração do teste k e mapa de convolução para um aglomerado onde não foram identificadas subestruturas.

A aplicação do algoritmo LockE indicou que 44% dos aglomerados de nossa amostra são providos de subestruturas. Outros autores, utilizando diversos testes, detectaram frequências de subestruturas distintas. Aguerri e Sánchez-Janssen (2010) e Solanes et al. (1999), utilizando testes 3-D, encontraram frequências de 33% e 31% respectivamente, para diferentes amostras de aglomerados de galáxias. Einasto et al. (2012), utilizando múltiplos testes simultâneos, encontraram subestruturas em 70% a 80% de suas amostras. A frequência que encontramos são apenas um pouco superiores aos de Aguerri e Sánchez-Janssen (2010) e Solanes et al. (1999), mas bastante inferiores aos de Einasto et al. (2012), provavelmente porque estes autores incluíram testes 2-D em sua metodologia.

Após a detecção das subestruturas, e feita a separação dos aglomerados entre primário e secundário. Criamos figuras que representam a distribuição das galáxias nas estruturas primária e secundária.

A obtenção dos parâmetros cinemáticos das subestruturas individuais identificadas até aqui sofre de problemas de contaminação de amostras, uma vez que, na linha de visada de uma dada subestrutura, pode haver galáxias que fazem parte do primário ou mesmo de outras subestruturas que estão parcialmente sobrepostas. Para tentar corrigir essa contaminação, é aplicado um modelo de mistura gaussiana para as galáxias na região de uma subestrutura, na tentativa de identificar galáxias cuja velocidade é mais compatível com a distribuição de velocidades do restante do campo do que com a distribuição da própria subestrutura. Para isso, o LockE utiliza o pacote PyMix, *The Python mixture package*¹. A figura 3.6 mostra o resultado do modelo de mistura gaussiana para os mesmos aglomerados da figuras 3.2 a 3.4. Nos histogramas de velocidade 3.6(a) e (b), que estão associados aos

¹PyMix é uma biblioteca Python que implementa algoritmos de modelos de misturas para mineração de dados. Disponível em <http://www.pymix.org/>

aglomerados das figuras 3.2 e 3.3 respectivamente, podemos ver que diversos objetos descrevem uma distribuição de velocidades semelhante à do campo externo à subestrutura (em vermelho), de forma que a contaminação das subestruturas é significativa. Cada galáxia é, então, atribuída à subestrutura (ou não) se a probabilidade de pertencimento ao modo correspondente à subestrutura for superior (inferior) a 50%. As galáxias que são confirmadas como pertencentes à subestrutura são mostradas em azul. Pode-se perceber que o erro nos parâmetros cinemáticos associados às subestruturas seria significativo na ausência dessa correção pela contaminação dos campos. Nos histogramas 3.6(c) e 3.6(d) mostramos o modelo de mistura gaussiana para as duas subestruturas do aglomerado mostrado na figura 3.4. Nesse caso a contaminação do campo é nula na primeira subestrutura detectada, e muito baixa na segunda subestrutura.

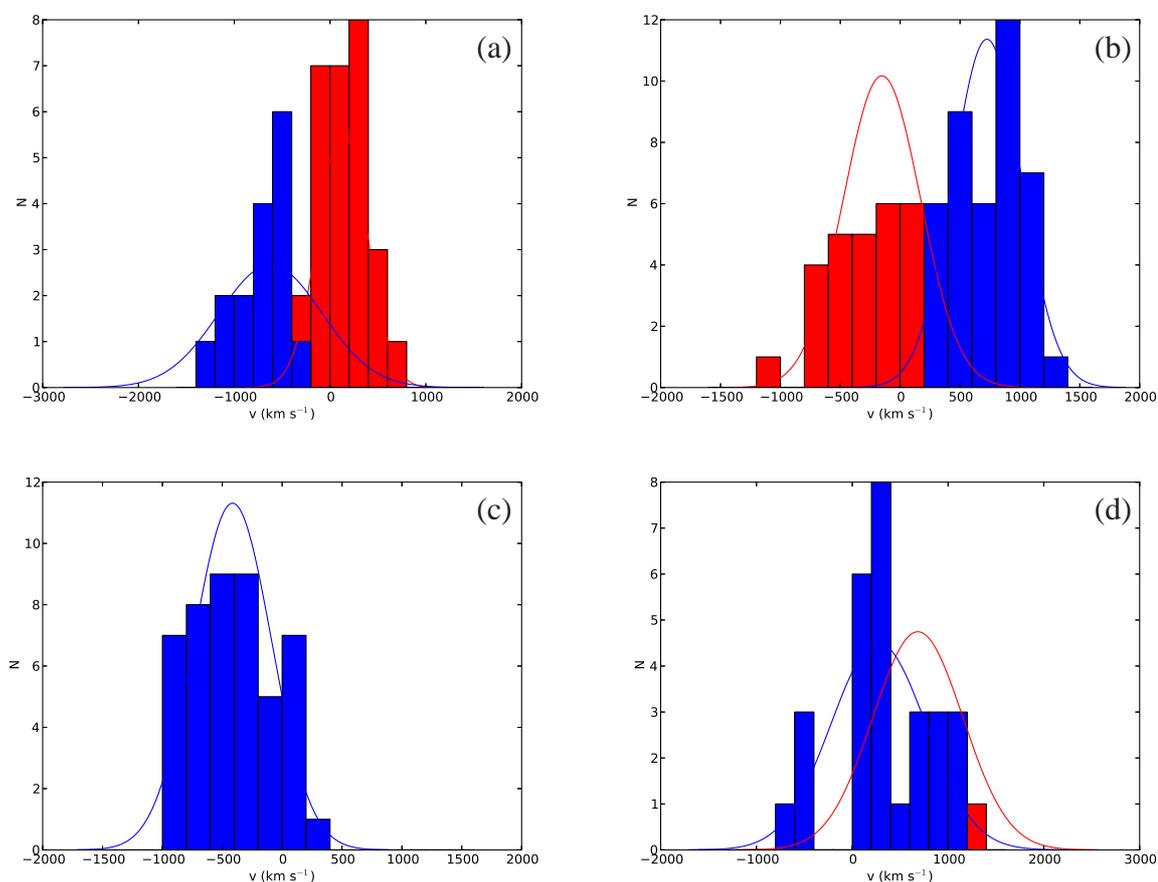


Figura 3.6: Histogramas de velocidades das galáxias
Histogramas das velocidades das galáxias, separados por estrutura principal (vermelho) e subestrutura (azul).
O eixo x é a velocidade das galáxias em km/s . No eixo y é a quantidade de objetos.

Na figura 3.7, mostramos a distribuição espacial das galáxias associadas às estruturas individuais dos aglomerados mostrados nas figuras 3.2 a 3.4, após a descontaminação de cada campo.

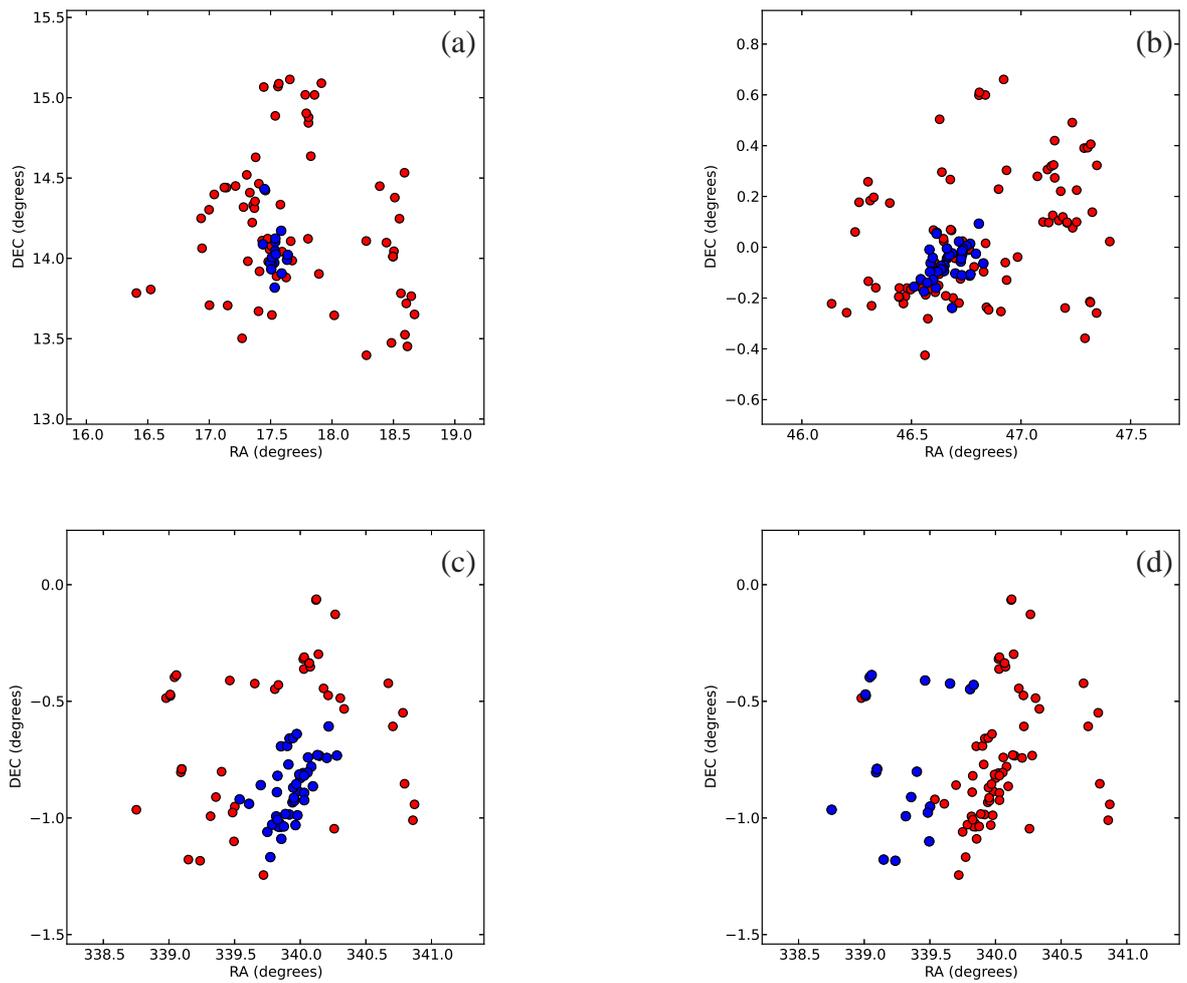


Figura 3.7:

Localização das galáxias pertencentes a estruturas secundárias e terciárias de diversos aglomerados (círculos azuis). As demais galáxias de cada sistema são indicadas por círculos vermelhos.

3.3 Parâmetros cinemáticos

Após a identificação das estruturas cinemáticas individuais de cada aglomerado, o algoritmo LockE determina os parâmetros cinemáticos das estruturas. De particular importância é a dispersão de velocidades, que pode ser utilizada como um estimador de massa. Na figura 3.8, mostramos o histograma de dispersão de velocidades obtido pelo LockE para as estruturas individuais de nossa amostra. Os valores médios da dispersão de velocidades foram de 392 ± 215 km/s para o catálogo WHL e 362 ± 168 km/s para o catálogo TTL. Para aglomerados com e sem subestruturas, Aguerri e Sánchez-Janssen (2010) encontraram valores de dispersão de velocidades em torno de 550 km/s. Para um grupo de galáxias centrado em NGC 4874, Colless e Dunn (1996) encontraram uma dispersão de velocidades de 329 km/s. Para quatro grupos do GEEC², Hou et al. (2012) encontraram uma média de 525 km/s para a dispersão de velocidades. Dessa forma, uma fração significativa dos sistemas identificados na nossa amostra (em particular quanto às subestruturas) possui dispersões de velocidades compatíveis com grupos de galáxias.

De posse das dispersões de velocidades das estruturas, estimamos suas massas através da equação 1.14. A figura 3.9 mostra os histogramas de massa para os aglomerados de nossa amostra. A distribuição é compatível com a faixa de massas típica dos aglomerados de galáxias, com pico próximo de $10^{14}M_{\odot}$, e são condizentes com os valores encontrados na literatura (Lopes et al. (2009); Carlberg et al. (1996)).

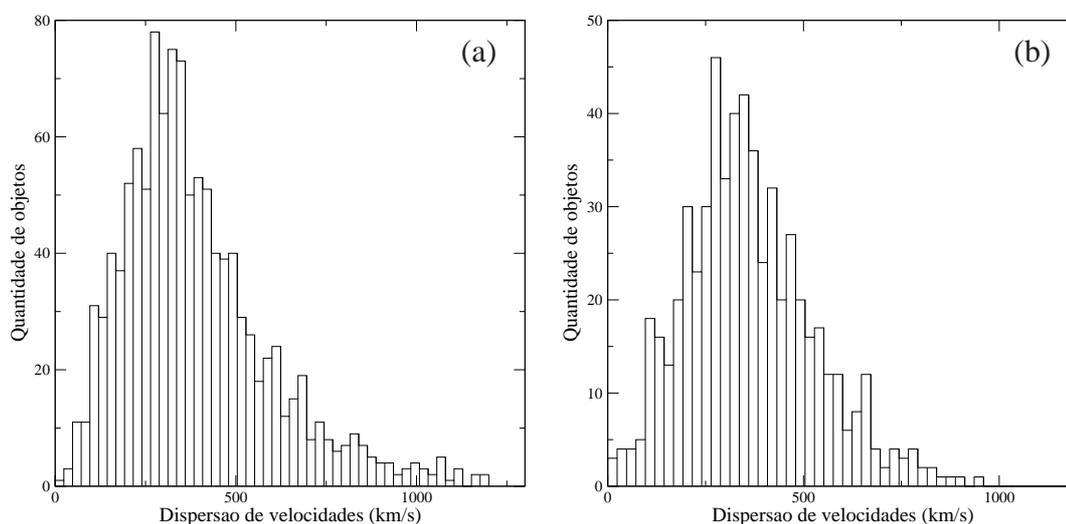


Figura 3.8: No eixo x estão distribuídos os valores de dispersão de velocidades das estruturas primária e secundária. No eixo Y está o número de objetos para cada valor de dispersão de velocidade. O histograma (a) é referente ao catálogo WHL e (b) é referente ao catálogo TTL.

²Group Environment and Evolution Collaboration

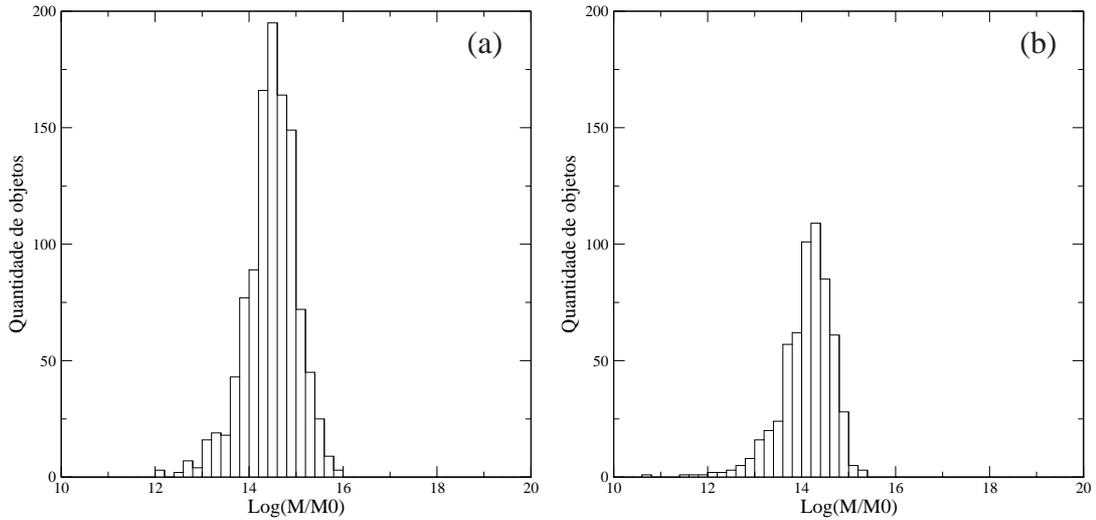


Figura 3.9: No eixo x é representado o valor do logaritmo das massas dos aglomerados, normalizado pela massa solar. No eixo y é o número de objetos. O histograma (a) é para o catálogo WHL e o (b) representa o catálogo TTL.

3.4 Populações estelares

Para estudarmos as características das populações estelares que as galáxias nas estruturas detectadas em cada aglomerado apresentam, utilizamos o programa Starlight.

Através do espectro das galáxias é possível ver diferenças entre suas populações estelares. Sabendo qual a melhor combinação de populações estelares que representa o espectro da galáxia, podemos obter informações como idade e metalicidade dessas galáxias e comparar com galáxias que povoam o centro dos aglomerados, galáxias de campo, galáxias que estão em subestruturas de aglomerados ricos ou aglomerados pobres.

Na figura 3.10 apresentamos exemplos do resultado da síntese para seis objetos da amostra. Em cada espectro está a idade estelar média calculada através de 3.1. O espectro de cor preta é o espectro da galáxia e a linha em azul é o ajuste que o programa faz sobre o espectro observado.

O arquivo de saída do programa Starlight fornece o percentual de massa para cada SSP, com um determinado valor de idade e metalicidade. O valor de idade estelar média é calculado através de uma média ponderada por massa, como

$$I = \frac{\sum_{j=1}^{45} I_j M_j}{\sum_{j=1}^{45} M_j}, \quad (3.1)$$

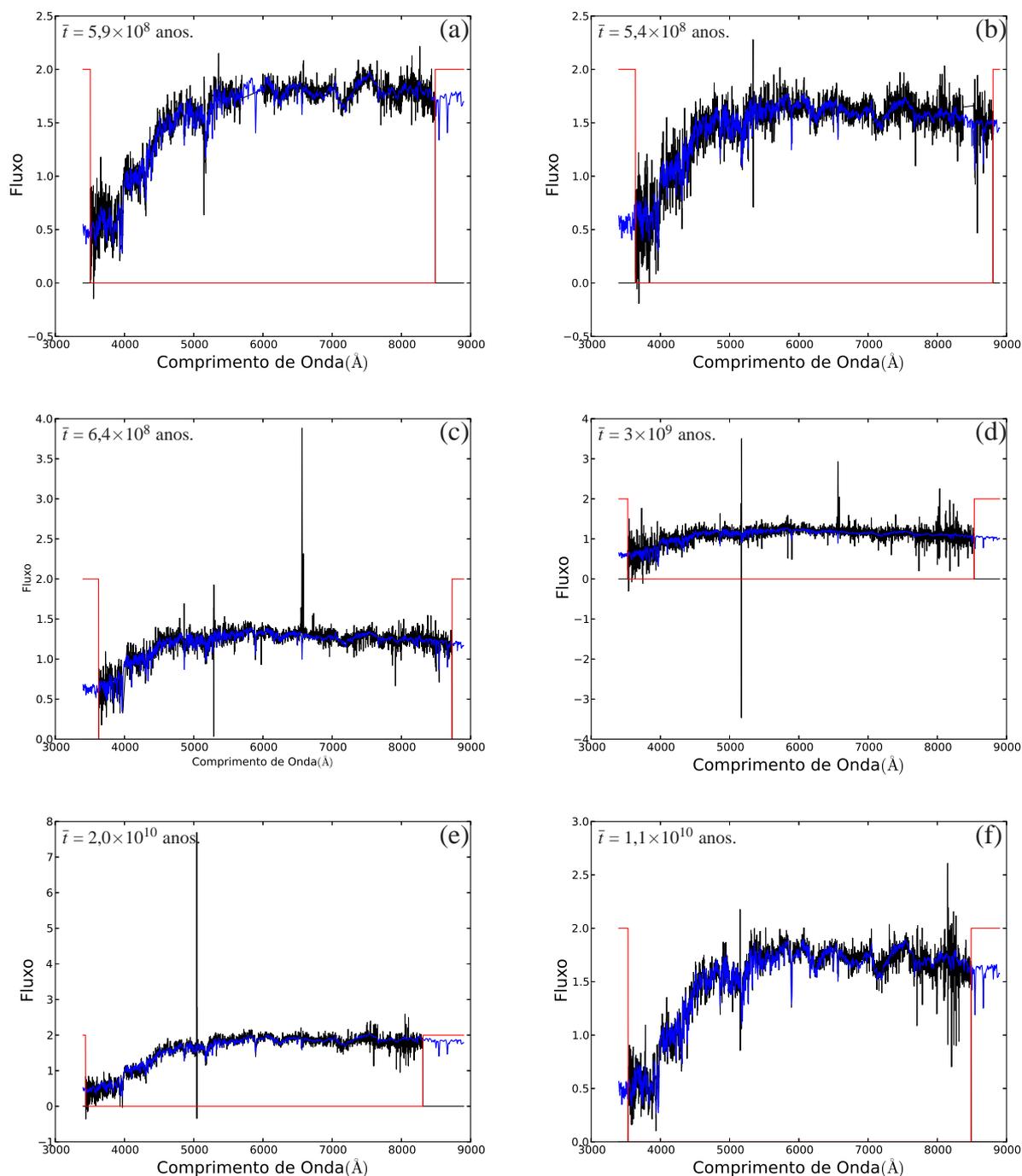


Figura 3.10: Comparação entre espectros observados e o resultado da síntese de populações estelares produzido pelo Starlight. No eixo horizontal está o comprimento de onda em angstroms (Å), e no eixo vertical o fluxo específico monocromático normalizado em um comprimento de onda arbitrário. O espectro observado da galáxia é representado pela cor preta e a cor azul é o modelo produzido pelo Starlight.

onde o somatório é feito sobre as populações estelares, I é o valor final da idade estelar média, I_j e M_j são os valores da idade e o percentual de massa específico de uma SSP.

A metalicidade estelar média que obtivemos para as galáxias é calculada através de uma média ponderada por massa, da mesma maneira que 3.1, como

$$Z = \frac{\sum_{j=1}^{45} Z_j M_j}{\sum_{j=1}^{45} M_j}, \quad (3.2)$$

onde Z_j é a metalicidade de cada SSP.

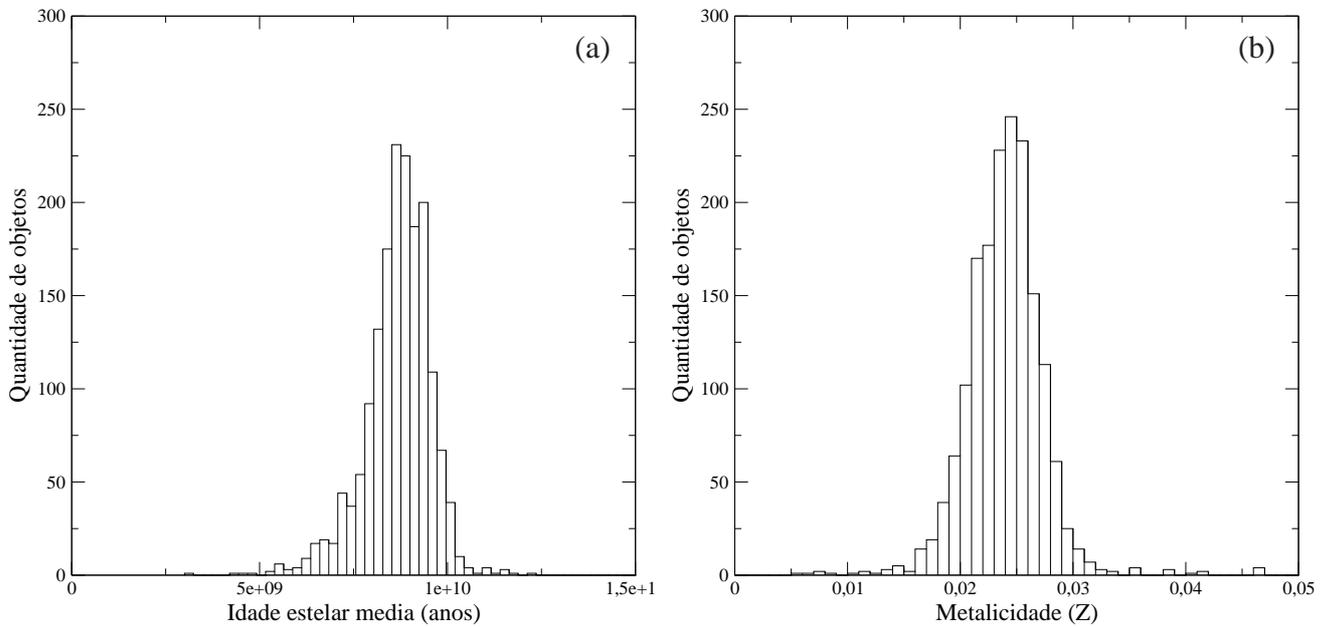


Figura 3.11: Histograma da idade estelar média para aglomerados com e sem subestruturas das duas amostras. No eixo horizontal estão os valores medidos para idade (em anos) e no eixo vertical temos a quantidade de objetos correspondente a idade.

A figura 3.11 mostra as distribuições de idade estelar média e de metalicidade média para todas as galáxias da amostra. O valor médio da idade estelar obtido é de $8.7 \pm 2.0 \times 10^9$ anos, um valor semelhante às encontradas por Gallazzi et al. (2005) e Rakos et al. (2008). No histograma 3.11(a), podemos perceber que existem objetos com idades estelares médias próximas de 6×10^9 anos, e muito poucos objetos com idades inferiores a esse valor. O histograma de metalicidades em 3.11(b) mostra que a metalicidade típica das galáxias da amostra é sobre-solar, em torno de $Z=0.023 \pm 0.009$, em excelente concordância com os resultados de Gallazzi et al. (2005).

3.4.1 Estruturas individuais

Visando identificar diferenças nas populações estelares típicas dos diferentes sistemas que compõem aglomerados dotados de subestruturas, vamos classificar nossa amostra de estruturas em três grupos. Aglomerados sem subestruturas serão referidos como sistemas SS. Dentre os componentes de aglomerados dotados de subestruturas, a amostra será dividida entre o componente mais massivo do aglomerado, ao qual nos referiremos como componente primário (CP), e toda as estruturas menos massivas que o primário, que conjuntamente formam as subestruturas propriamente ditas e serão referidas como componentes secundários (CS).

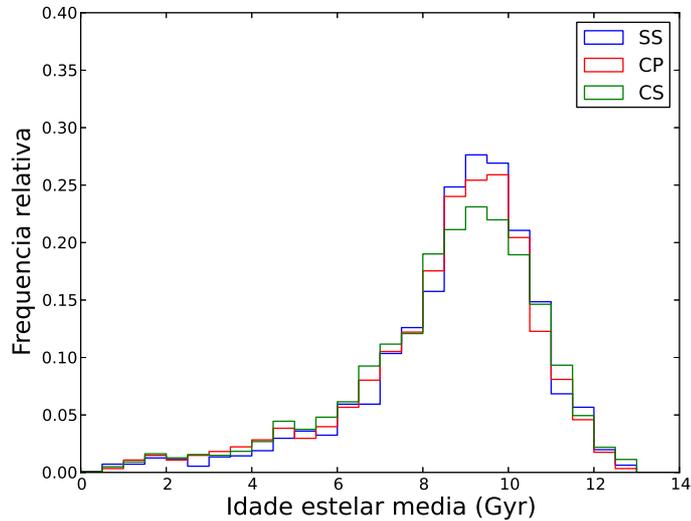


Figura 3.12:
Histograma mostrando a frequência de idades para as galáxias da amostra.

A figura 3.12 mostra o histograma de idade estelar média para as três classes de sistemas. Podemos observar que o comportamento geral do histograma é similar entre as três classes, embora para sistemas CS a figura sugira idades ligeiramente mais baixas. Essa possível diferença entre as idades estelares será investigada a seguir.

A figura 3.13 apresenta a relação entre a idade estelar média e a metalicidade média, para cada uma das três classes de objetos. Existe uma tendência geral no sentido de galáxias com populações estelares mais velhas apresentarem metalicidade mais alta, porém com grande dispersão. Isso também é observado por Rakos et al. (2008), embora nesse caso os autores interpretem essa relação como um efeito secundário da massa da galáxia.

Na figura 3.14, apresentamos a relação entre a idade estelar média e a magnitude absoluta M_r das galáxias nas três categorias de sistemas estudados, separando a amostra em sistemas de baixa massa, com $M < 10^{14.5} M_{\odot}$ (diagrama 3.14(a)), e os sistemas massivos, com $M > 10^{14.5} M_{\odot}$ (diagrama

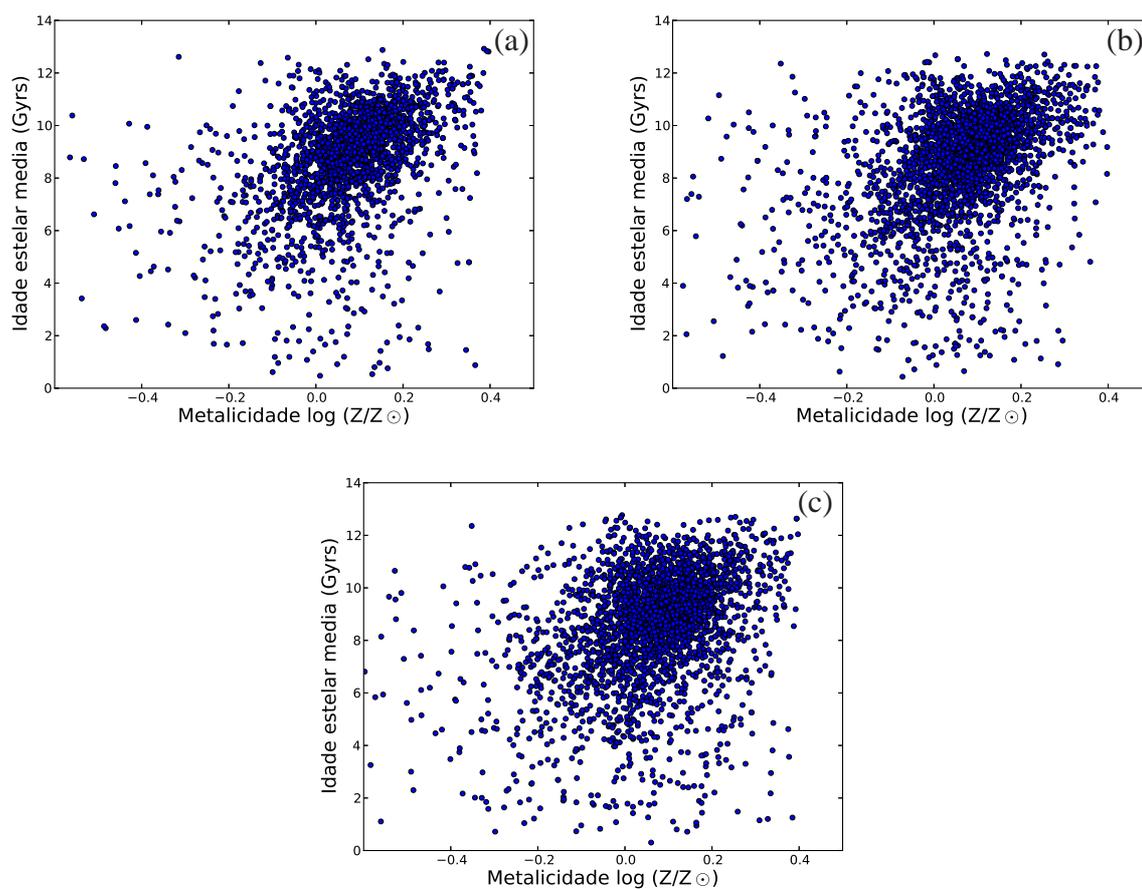


Figura 3.13:

Relação entre a metalicidade e a idade estelar média. A figura (a) representa somente os aglomerados sem subestruturas. As figuras (b) e (c) representam a estrutura primária e secundária. No eixo vertical está a idade estelar média em Gyr e no eixo horizontal está a metalicidade, normalizada pela metalicidade solar e em escala logarítmica.

3.14(b)). Essa figura mostra que galáxias mais luminosas apresentam populações estelares mais velhas do que galáxias de baixa luminosidade. Esse comportamento é provavelmente um aspecto do fenômeno de *downsizing*, no qual a formação estelar migra sistematicamente para sistemas de menor massa ao longo do tempo cósmico (Neistein et al. (2006); Fontanot et al. (2009)). Porém, essa figura também mostra uma diferença importante entre as diferentes classes de sistemas. No regime de baixa massa, os sistemas SS diferem apenas marginalmente dos sistemas CP e CS (um leve excesso no valor da idade estelar média, com baixa significância). Por outro lado, no regime de alta massa, as galáxias que fazem parte de aglomerados SS apresentam populações estelares mais velhas do que as demais, especialmente no limite de baixa luminosidade. Além disso, o diagrama 3.14(b) sugere que sistemas CP apresentem, por sua vez, populações estelares mais velhas do que sistemas CS, uma diferença que também tende a se tornar mais evidente no limite de baixa luminosidade (exceto pelo bin de mais baixa luminosidade, para o qual o número de objetos é baixo.) A incerteza no valor da idade média em cada bin é considerável, mas a diferença de comportamento entre as categorias é consistente nas diferentes faixas de magnitude, o que sugere não se tratar de uma diferença espúria.

Na Figura 3.14(b) têm-se o limite de massa superior a $10^{14.5}M_{\odot}$. Nesse caso, separados pela massa, fica mais evidente a relação entre o estado dinâmico do aglomerado e a idade estelar média. Em 3.14(b) é possível ver que existe diferença (em relação a população estelar) entre uma galáxia pertencer a um aglomerado sem subestrutura do que um com subestrutura. Em média os aglomerados sem subestrutura apresentam populações estelares mais velhas do que os componentes primário e secundário. E o CP apresenta galáxias com populações estelares mais velhas do que CS.

Outro aspecto importante observado na figura 3.14 é que o comportamento dos sistemas CS parece idêntico nos dois regimes de massa, mas o mesmo não parece ser verdade para sistemas SS e CS. Na figura 3.15, comparamos os comportamentos nas diferentes faixas de massa para as três classes de objetos.

Fica evidente por essa figura que as três classes apresentam, de fato, um comportamento distinto na transição entre sistemas de alta e de baixa massa. A diferença é mais marcante para os sistemas SS, que apresentam um envelhecimento sistemático da sua população estelar, e menos importante em sistemas CP.

Na figura 3.16, apresentamos diagramas semelhantes aos mostrados na figura 3.14, porém agora mostramos a fração de galáxias com idades estelares médias inferiores a 6×10^9 anos em função da luminosidade da galáxia. Também nessa figura observa-se a tendência de que galáxias menos massivas apresentem maior probabilidade de possuir idade estelar média mais baixa, para quaisquer faixas de massa. No limite de baixa massa, não vemos diferenças significativas entre as classes SS, CP e CS. Porém, em sistemas mais massivos, a classe SS apresenta uma fração de galáxias mais jovens sistematicamente mais baixa do que os sistemas CP e CS, e essa diferença aumenta para galáxias de baixa luminosidade. Da mesma forma, sistemas CP apresentam fração mais baixa do que sistemas

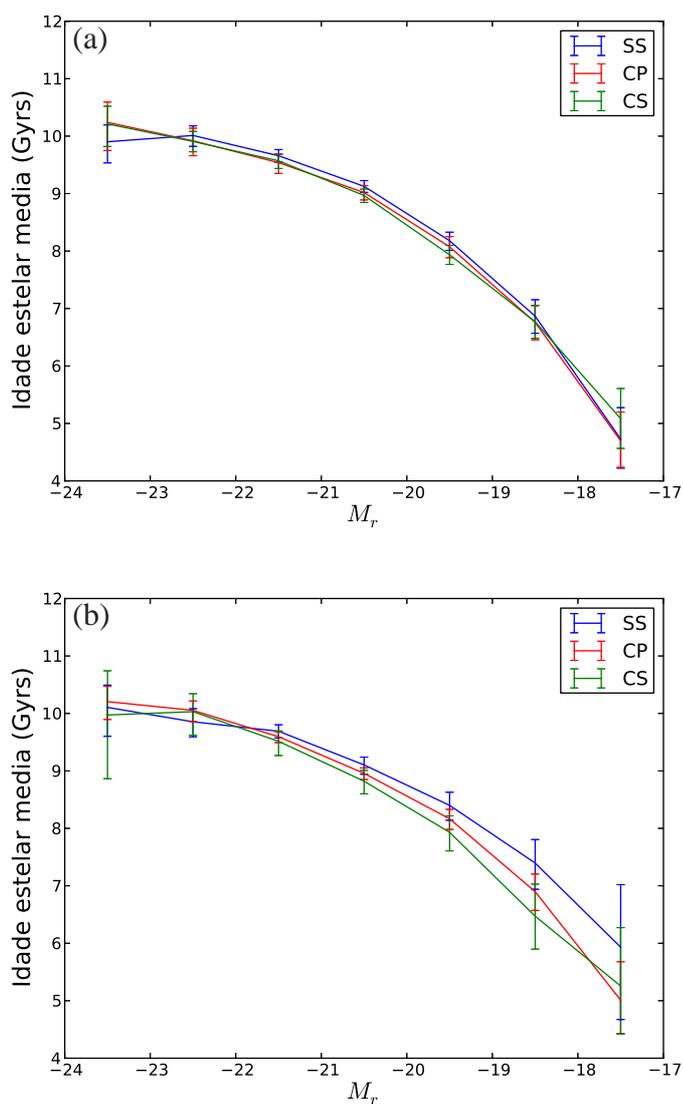


Figura 3.14:

Idades estelares médias para sistemas de diferentes massas, em função da magnitude absoluta das galáxias. A figura (a) é para objetos com massa abaixo de $10^{14.5} M_{\odot}$ e a figura (b) é para objetos com massa superior a $10^{14.5} M_{\odot}$. As incertezas foram estimadas por *bootstrap*.

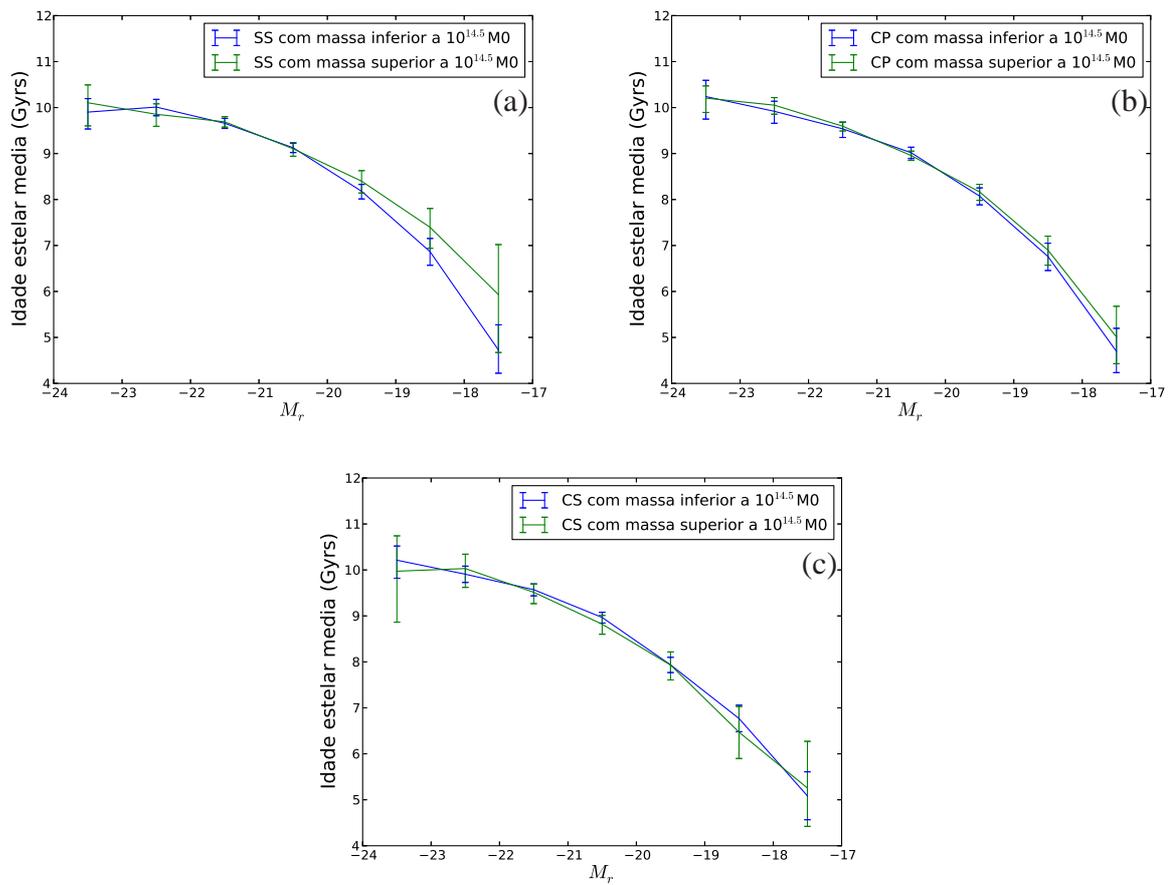


Figura 3.15:

Idades estelares médias para sistemas de diferentes massas, em função da magnitude absoluta das galáxias e separados por categoria (SS, CP e SP). No eixo vertical está a idade estelar média e o no eixo horizontal a magnitude absoluta na banda r . As incertezas foram estimadas por *bootstrap*.

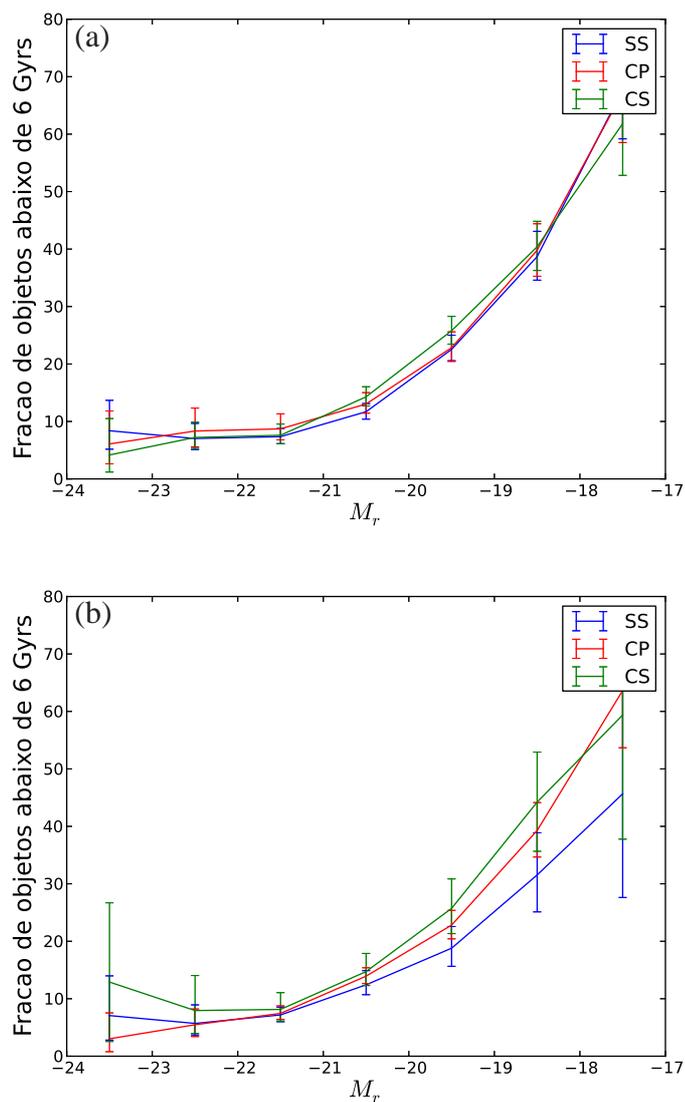


Figura 3.16:

Fração de objetos com idade estelar média inferior a 6 Gyr, em função da magnitude absoluta das galáxias. A figura (a) é para objetos que tem massa menor que $10^{14.5} M_{\odot}$ e a figura (b) é para objetos que tem massa maior que $10^{14.5} M_{\odot}$. As incertezas foram estimadas por *bootstrap*.

CS.

3.5 Discussões

Os resultados da seção anterior sugerem que a idade estelar média das galáxias é diferente quando uma galáxia faz parte de um aglomerado dinamicamente mais evoluído do que em aglomerados que apresentam subestruturas, embora essa diferença seja sensível à massa do sistema.

Wu et al. (2014) estudando três aglomerados do superaglomerado Cl1604, encontrou que em aglomerados dinamicamente jovens a formação estelar é maior do que em aglomerados evoluídos, tendo galáxias com idades estelares médias menores. Os surtos de formação estelar nas galáxias dos aglomerados dinamicamente jovens podem estar relacionados à fusão de galáxias enquanto estão sendo acregadas ao aglomerado. Com a evolução dinâmica do aglomerado, a formação estelar diminui e o número de galáxias pós-starburst aumenta. Através da comparação de simulações de N-corpos com observações, Taranu et al. (2014) sugerem que a escala de cessação de formação estelar (quenching) é da ordem de 3×10^9 anos, e é devida principalmente a processos lentos como estrangulamento e ram-pressure.

Tanto um aumento (Steinhauser et al., 2012) quanto uma diminuição (Quilis et al., 2000) da taxa de formação estelar de galáxias ricas em gás podem ser induzidas por um evento de fusão em grande escala envolvendo um aglomerado. A diferença é dada pelo estágio de fusão. Kleiner et al. (2014) investigando o aglomerado Abell 1664, que está passando por um processo de fusão em estado avançado, encontrou sinais de cessamento da formação estelar nas galáxias próximas do centro e com maior fração de galáxias assimétricas, provavelmente por interações galáxia-galáxia durante a passagem pericêntrica do componente menos massivo. Os sistemas analisados por Pranger et al. (2013) são galáxias que já passaram por um cessamento na formação estelar nas partes mais centrais do aglomerado, indicando que, após a fusão do aglomerado, o gás das galáxias foi consumido. Em Pranger et al. (2014), os autores concluem que o aglomerado Abell 2384 está em estágio avançado de fusão, a 10^9 anos da passagem pericêntrica. Ainda há indícios de a fração de galáxias late-type sem formação estelar ser maior em regiões centrais de Abell 2384 do que no aglomerado Abell 1664.

Dressler et al. (2013) sugerem que o pré-processamento de galáxias em subestruturas é o principal fator responsável pela fração de galáxias passivas em um aglomerado, exceto nas regiões mais centrais, onde os efeitos locais também passam a ser importantes. Além disso, os autores também sugerem que o pré-processamento é dependente da massa da subestrutura, com maior taxa de formação estelar média em sistemas de mais baixa massa. Nossos resultados não concordam com essa interpretação, uma vez que não observamos diferenças significativas quando comparamos as subestruturas massivas e as de baixa massa. Encontramos diferenças nas idades estelares médias em regimes distintos de massa somente quando analisamos aglomerados em equilíbrio, desprovidos de

subestruturas, o que sugere que na nossa amostra os efeitos locais são mais importantes no cessamento da formação estelar.

Em Lopes et al. (2014) os autores encontraram um aumento na fração de galáxias com espectro late-type (população estelar jovem) e de galáxias de disco em aglomerados com subestruturas em relação a aglomerados desprovidos de subestruturas, sendo essa diferença mais significativa em distâncias radiais superiores ao raio virial. Nossos resultados concordam com o encontrado por esses autores, se interpretarmos o excesso na fração de late-types como resultado da presença de sistemas secundários em massa na periferia dos aglomerados. Em dois aglomerados em estágios distintos de evolução dinâmica, Stroe et al. (2015) encontraram que no aglomerado dinamicamente jovem a quantidade de galáxias com emissão H_{α} é maior nas proximidades da ondas de choque produzidas pela fusão no ICM; e essa onda de choque também seria capaz de cessar a formação estelar com a evolução do processo de fusão. Hou et al. (2012) encontraram evidências de que a fração de galáxias azuis é maior em subestruturas, em concordância com nossos resultados.

Nossos resultados, em conjunto com os resultados dos trabalhos discutidos acima, sugerem um cenário no qual, em um aglomerado dinamicamente jovem, a formação estelar é amplificada nas subestruturas periféricas quando de sua aproximação, por ram pressure stripping, fusão, ondas de choque ou alguma combinação desses processos; próximo da passagem pericêntrica, a taxa de formação estelar é reduzida pelo esgotamento do gás. Esse mecanismo deve atuar independentemente da massa do sistema, uma vez que não encontramos diferenças em faixas de massa distintas. Com a evolução do aglomerado, o sistema retorna ao equilíbrio e prossegue a cessação da formação estelar próximo do centro; nossos resultados sugerem que esse mecanismo é dependente da massa do aglomerado, com a cessação da formação estelar sendo mais eficiente em sistemas mais massivos. Dessa forma, as assinaturas de populações estelares mais jovens formadas durante a fusão são progressivamente apagadas em sistemas em equilíbrio.

Capítulo 4

Conclusões e perspectivas

Neste trabalho, utilizamos espectros óticos para investigar as características das populações estelares de galáxias em 1052 aglomerados em diferentes estágios evolutivos, visando obter mais informações sobre a influência ambiental sobre a evolução das galáxias. Nossas principais conclusões são:

- Foram identificadas subestruturas em 44% da nossa amostra.
- Os aglomerados dotados de subestruturas tipicamente são caracterizados por somente uma subestrutura.
- As massas das estruturas individuais variam da escala de grupos até sistemas bastante massivos, com valor médio de $10^{14.5} M_{\odot}$.
- As idades estelares das galáxias nos aglomerados da amostra se distribuem principalmente entre 6 e 10×10^9 anos, com valor médio de $8.7 \pm 2.0 \times 10^9$ anos.
- As metalicidades médias das galáxias se distribuem desde sub-solares até sobre-solares, com valor médio ligeiramente sobre solar, $Z=0.023 \pm 0.009$.
- A idade estelar média das galáxias da amostra depende principalmente da luminosidade da galáxia. Galáxias mais luminosas ($M_r < -21$) apresentam idades estelares médias em torno de 10×10^9 anos, enquanto que em galáxias pouco luminosas ($M_r < -18$) as populações são sensivelmente mais jovens, em torno de 6×10^9 anos.
- Separando a amostra em aglomerados sem subestruturas (SS), sistema primário (CP) e secundário (CS), observamos que, em sistemas de baixa massa ($M < 10^{14.5} M_{\odot}$), não existem diferenças significativas entre as populações estelares desses sistemas individuais. Porém, em sistemas massivos ($M > 10^{14.5} M_{\odot}$), galáxias de aglomerados sem subestrutura tem populações estelares mais velhas do que aglomerados com subestruturas. Essa diferença é mais significativa para galáxias menos luminosas.

- Também no regime $M > 10^{14.5} M_{\odot}$, galáxias que compõem o componente primário apresentam idade estelar média maior que a componente secundária. Essa tendência não é observada no regime de baixa massa.
- Um comportamento semelhante é observado quando analisamos a fração de galáxias com idade estelar média inferior a 6 Gyrs: em sistemas massivos, aglomerados desprovidos de subestruturas apresentam um valor mais baixo dessa fração, e essa diferença é maior para galáxias menos luminosas.

Nossos resultados reforçam os resultados de outros trabalhos que sugerem um cenário no qual, em um aglomerado dinamicamente jovem, a formação estelar é sensível ao estágio da interação do aglomerado com subestruturas periféricas, mas insensível à massa dos sistemas individuais. Conforme o aglomerado evolui em direção ao equilíbrio, efeitos locais dependentes da massa passam a atuar na cessação da formação estelar e produção de uma população de galáxias desprovidas de estrelas jovens, produzindo diferenças entre as idades estelares médias de aglomerados em equilíbrio com diferentes massas. Para confirmar esse cenário, são necessárias investigações mais detalhadas, incluindo tanto estimadores diretos de formação estelar quanto uma análise da distribuição projetada das galáxias em aglomerados em diferentes estágios de evolução dinâmica.

Como continuidade do trabalho, pretendemos utilizar múltiplos testes de detecção de subestruturas, e comparar os resultados com observações em raios-X disponíveis na literatura, visando melhorar a identificação e a caracterização das subestruturas individuais. Além disso, serão utilizados indicadores da taxa de formação estelar utilizando as linhas de emissão dos espectros. Um aspecto importante para interpretar as propriedades das galáxias em aglomerados dinamicamente jovens é o estágio da interação, especialmente se o sistema se encontra antes ou depois da passagem pericêntrica. Pretendemos realizar essa análise utilizando modelos de dois corpos, obtendo com isso uma escala de tempo característica (antes ou depois da passagem pericêntrica) com que se dão os processos evolutivos nas galáxias. Finalmente, faremos uma análise da distribuição projetada das galáxias para identificar a localização física de galáxias com diferentes propriedades físicas, especialmente formação estelar e idade estelar média. Com isso pretendemos obter informações que permitam quantificar a importância dos diferentes processos evolutivos que atuam em galáxias em regiões de alta densidade.

Referências Bibliográficas

- Abell, G. O. The Distribution of Rich Clusters of Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement**, v. 3, p. 211, maio 1958.
- Abell, G. O.; Neyman, J.; Scott, E. L. Subclustering of Galaxies. **The Astronomical Journal**, v. 69, p. 529, 1964.
- Aguerri, J. A. L.; Sánchez-Janssen, R. A study of catalogued nearby galaxy clusters in the SDSS-DR4. II. Cluster substructure. **Astronomy & Astrophysics**, v. 521, p. A28, out. 2010.
- Beers, T. C.; Flynn, K.; Gebhardt, K. Measures of location and scale for velocities in clusters of galaxies - A robust approach. **The Astronomical Journal**, v. 100, p. 32–46, jul. 1990.
- Bekki, K.; Couch, W. J. Starbursts from the Strong Compression of Galactic Molecular Clouds due to the High Pressure of the Intracluster Medium. **Astrophysical Journal**, v. 596, p. L13–L16, out. 2003.
- Bird, C. M. Substructure in clusters and central galaxy peculiar velocities. **The Astronomical Journal**, v. 107, p. 1637–1648, maio 1994.
- Bruzual, G.; Charlot, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 344, p. 1000–1028, out. 2003.
- Butcher, H.; Oemler JR., A. The evolution of galaxies in clusters. II - The galaxy content of nearby clusters. **Astrophysical Journal**, v. 226, p. 559–565, dez. 1978.
- Carlberg, R. G.; Yee, H. K. C.; Ellingson, E.; Abraham, R.; Gravel, P.; Morris, S.; Pritchet, C. J. Galaxy Cluster Virial Masses and Omega. **Astrophysical Journal**, v. 462, p. 32, maio 1996.
- Chabrier, G. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 115, p. 763–795, jul. 2003.
- Cid Fernandes, R.; Mateus, A.; Sodré, L.; Stasińska, G.; Gomes, J. M. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 358, p. 363–378, abr. 2005.

- Clarke, T.; Mroczkowski, T.; Brown, S.; Brunetti, G.; Cassano, R.; Dallacasa, D.; Feretti, L.; Giacintucci, S.; Giovannini, G.; Govoni, F.; Markevitch, M.; Murgia, M.; Rudnick, L.; Scaife, A.; Vacca, V.; Venturi, T.; van Weeren, R. White Paper: Radio Emission and Polarization Properties of Galaxy Clusters with VLASS. **ArXiv e-prints**, jan. 2014.
- Cohen, S. A.; Hickox, R. C.; Wegner, G. A.; Einasto, M.; Vennik, J. Star Formation and Substructure in Galaxy Clusters. **Astrophysical Journal**, v. 783, p. 136, mar. 2014.
- Colless, M.; Dunn, A. M. Structure and Dynamics of the Coma Cluster. **Astrophysical Journal**, v. 458, p. 435, fev. 1996.
- De Propriis, R.; Colless, M.; Peacock, J. A.; Couch, W. J.; Driver, S. P.; Balogh, M. L.; Baldry, I. K.; Baugh, C. M.; Bland-Hawthorn, J.; Bridges, T.; Cannon, R.; Cole, S.; Collins, C.; Cross, N.; Dalton, G.; Efstathiou, G.; Ellis, R. S.; Frenk, C. S.; Glazebrook, K.; Hawkins, E.; Jackson, C.; Lahav, O.; Lewis, I.; Lumsden, S.; Maddox, S.; Madgwick, D.; Norberg, P.; Percival, W.; Peterson, B. A.; Sutherland, W.; Taylor, K. The 2dF Galaxy Redshift Survey: the blue galaxy fraction and implications for the Butcher-Oemler effect. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 351, p. 125–132, jun. 2004.
- Dressler, A. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 236, p. 351–365, mar. 1980.
- Dressler, A.; Oemler JR., A.; Poggianti, B. M.; Gladders, M. D.; Abramson, L.; Vulcani, B. The IMACS Cluster Building Survey. II. Spectral Evolution of Galaxies in the Epoch of Cluster Assembly. **Astrophysical Journal**, v. 770, p. 62, jun. 2013.
- Dressler, A.; Shectman, S. A. Evidence for substructure in rich clusters of galaxies from radial-velocity measurements. **The Astronomical Journal**, v. 95, p. 985–995, abr. 1988.
- Einasto, M.; Vennik, J.; Nurmi, P.; Tempel, E.; Ahvensalmi, A.; Tago, E.; Liivamägi, L. J.; Saar, E.; Heinämäki, P.; Einasto, J.; Martínez, V. J. Multimodality in galaxy clusters from SDSS DR8: substructure and velocity distribution. **Astronomy & Astrophysics**, v. 540, p. A123, abr. 2012.
- Fadda, D.; Girardi, M.; Giuricin, G.; Mardirossian, F.; Mezzetti, M. The Observational Distribution of Internal Velocity Dispersions in Nearby Galaxy Clusters. **Astrophysical Journal**, v. 473, p. 670, dez. 1996.
- Ferrari, C.; Govoni, F.; Schindler, S.; Bykov, A. M.; Rephaeli, Y. Observations of Extended Radio Emission in Clusters. **Space Science Reviews**, v. 134, p. 93–118, fev. 2008.

- Fontanot, F.; De Lucia, G.; Monaco, P.; Somerville, R. S.; Santini, P. The many manifestations of downsizing: hierarchical galaxy formation models confront observations. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 397, p. 1776–1790, ago. 2009.
- Gallazzi, A.; Charlot, S.; Brinchmann, J.; White, S. D. M.; Tremonti, C. A. The ages and metallicities of galaxies in the local universe. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 362, p. 41–58, set. 2005.
- Girardi, M.; Giuricin, G.; Mardirossian, F.; Mezzetti, M.; Boschin, W. Optical Mass Estimates of Galaxy Clusters. **Astrophysical Journal**, v. 505, p. 74–95, set. 1998.
- Hou, A.; Parker, L. C.; Wilman, D. J.; McGee, S. L.; Harris, W. E.; Connelly, J. L.; Balogh, M. L.; Mulchaey, J. S.; Bower, R. G. Substructure in the most massive GEEC groups: field-like populations in dynamically active groups. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 421, p. 3594–3611, abr. 2012.
- Katgert, P.; Mazure, A.; Perea, J.; den Hartog, R.; Moles, M.; Le Fevre, O.; Dubath, P.; Focardi, P.; Rhee, G.; Jones, B.; Escalera, E.; Biviano, A.; Gerbal, D.; Giuricin, G. The ESO Nearby Abell Cluster Survey. I. Description of the dataset and definition of physical systems. **Astronomy & Astrophysics**, v. 310, p. 8–30, jun. 1996.
- Kim, R. S. J.; Kepner, J. V.; Postman, M.; Strauss, M. A.; Bahcall, N. A.; Gunn, J. E.; Lupton, R. H.; Annis, J.; Nichol, R. C.; Castander, F. J.; Brinkmann, J.; Brunner, R. J.; Connolly, A.; Csabai, I.; Hindsley, R. B.; Ivezić, v.; Vogeley, M. S.; York, D. G. Detecting Clusters of Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. I. Monte Carlo Comparison of Cluster Detection Algorithms. **The Astronomical Journal**, v. 123, p. 20–36, jan. 2002.
- King, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. **The Astronomical Journal**, v. 67, p. 471, out. 1962.
- Kleiner, D.; Pimblet, K. A.; Owers, M. S.; Jones, D. H.; Stephenson, A. P. Photometric studies of Abell 1664: the subtle effect a minor merger has on cluster galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 439, p. 2755–2764, abr. 2014.
- Koester, B. P.; McKay, T. A.; Annis, J.; Wechsler, R. H.; Evrard, A. E.; Rozo, E.; Bleem, L.; Sheldon, E. S.; Johnston, D. MaxBCG: A Red-Sequence Galaxy Cluster Finder. **Astrophysical Journal**, v. 660, p. 221–238, maio 2007.
- Kravtsov, A. V.; Borgani, S. Formation of Galaxy Clusters. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 50, p. 353–409, set. 2012.

- Lopes, P. A. A.; de Carvalho, R. R.; Kohl-Moreira, J. L.; Jones, C. NoSOCS in SDSS - I. Sample definition and comparison of mass estimates. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 392, p. 135–152, jan. 2009.
- Lopes, P. A. A.; Ribeiro, A. L. B.; Rembold, S. B. NoSOCS in SDSS - IV. The role of environment beyond the extent of galaxy clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 437, p. 2430–2447, jan. 2014.
- Mateus, A.; Sodré, L.; Cid Fernandes, R.; Stasińska, G.; Schoenell, W.; Gomes, J. M. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 370, p. 721–737, ago. 2006.
- Merritt, D. Internal dynamics of galaxy clusters. In: Dickey, J. M. (Ed.). **The Minnesota lectures on Clusters of Galaxies and Large-Scale Structure**. [S.l.: s.n.], 1988. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 5), p. 175–196.
- Narayan, R.; Bartelmann, M. Lectures on Gravitational Lensing. **ArXiv Astrophysics e-prints**, jun. 1996.
- Navarro, J. F.; Frenk, C. S.; White, S. D. M. The Structure of Cold Dark Matter Halos. **Astrophysical Journal**, v. 462, p. 563, maio 1996.
- Neistein, E.; van den Bosch, F. C.; Dekel, A. Natural downsizing in hierarchical galaxy formation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 372, p. 933–948, out. 2006.
- Pranger, F.; Böhm, A.; Ferrari, C.; Diaferio, A.; Hunstead, R.; Maurogordato, S.; Benoist, C.; Brinchmann, J.; Schindler, S. The galaxy population of the complex cluster system Abell 3921. **Astronomy & Astrophysics**, v. 557, p. A62, set. 2013.
- Pranger, F.; Böhm, A.; Ferrari, C.; Maurogordato, S.; Benoist, C.; Höller, H.; Schindler, S. Abell 2384: the galaxy population of a cluster post-merger. **Astronomy & Astrophysics**, v. 570, p. A40, out. 2014.
- Quilis, V.; Moore, B.; Bower, R. Gone with the Wind: The Origin of S0 Galaxies in Clusters. **Science**, v. 288, p. 1617–1620, jun. 2000.
- Rakos, K.; Schombert, J.; Odell, A. The Age of Cluster Galaxies from Continuum Colors. **Astrophysical Journal**, v. 677, p. 1019–1032, abr. 2008.
- Ramella, M.; Boschin, W.; Fadda, D.; Nonino, M. Finding galaxy clusters using Voronoi tessellations. **Astronomy & Astrophysics**, v. 368, p. 776–786, mar. 2001.

- Solanes, J. M.; Salvador-Solé, E.; González-Casado, G. Substructure in the ENACS clusters. **Astronomy & Astrophysics**, v. 343, p. 733–739, mar. 1999.
- Steinhauser, D.; Haider, M.; Kapferer, W.; Schindler, S. Galaxies undergoing ram-pressure stripping: the influence of the bulge on morphology and star formation rate. **Astronomy & Astrophysics**, v. 544, p. A54, ago. 2012.
- Stroe, A.; Sobral, D.; Dawson, W.; Jee, M. J.; Hoekstra, H.; Wittman, D.; van Weeren, R. J.; Brüggén, M.; Röttgering, H. J. A. The rise and fall of star formation in $z \sim 0.2$ merging galaxy clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 450, p. 646–665, jun. 2015.
- Taranu, D. S.; Hudson, M. J.; Balogh, M. L.; Smith, R. J.; Power, C.; Oman, K. A.; Krane, B. Quenching star formation in cluster galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 440, p. 1934–1949, maio 2014.
- Tempel, E.; Tago, E.; Liivamägi, L. J. Groups and clusters of galaxies in the SDSS DR8. Value-added catalogues. **Astronomy & Astrophysics**, v. 540, p. A106, abr. 2012.
- Wen, Z. L.; Han, J. L.; Liu, F. S. A Catalog of 132,684 Clusters of Galaxies Identified from Sloan Digital Sky Survey III. **Astrophysical Journal Supplement**, v. 199, p. 34, abr. 2012.
- West, M. J.; Bothun, G. D. A reanalysis of substructure in clusters of galaxies and their surroundings. **Astrophysical Journal**, v. 350, p. 36–72, fev. 1990.
- West, M. J.; Jones, C.; Forman, W. Substructure: Clues to the Formation of Clusters of Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 451, p. L5, set. 1995.
- West, M. J.; Oemler JR., A.; Dekel, A. Subclustering in rich clusters of galaxies and their environs. **Astrophysical Journal**, v. 327, p. 1–24, abr. 1988.
- Wing, J. D.; Blanton, E. L. An Examination of the Optical Substructure of Galaxy Clusters Hosting Radio Sources. **Astrophysical Journal**, v. 767, p. 102, abr. 2013.
- Wright, E. L. A Cosmology Calculator for the World Wide Web. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 118, p. 1711–1715, dez. 2006.
- Wu, P.-F.; Gal, R. R.; Lemaux, B. C.; Kocevski, D. D.; Lubin, L. M.; Rumbaugh, N.; Squires, G. K. Star Formation Quenching in High-redshift Large-scale Structure: Post-starburst Galaxies in the Cl 1604 Supercluster at $z \sim 0.9$. **Astrophysical Journal**, v. 792, p. 16, set. 2014.
- Zwicky, F.; Herzog, E.; Wild, P. **Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies**. [S.l.: s.n.], 1968.