

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Natália Crepaldi Del Coco

**Morfologia da distribuição de galáxias em
grande escala nas vizinhanças de
aglomerados**

São Paulo

2017

Natália Crepaldi Del Coco

**Morfologia da distribuição de galáxias em
grande escala nas vizinhanças de
aglomerados**

Trabalho de Graduação apresentado ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Gastão B. Lima Neto

São Paulo

2017

Dedico este trabalho a todos aqueles que de alguma forma estiveram e estão próximos de mim, ajudando na minha caminhada.

Agradecimentos

À minha família, pelo apoio durante a jornada;

Ao meu orientador, por toda a paciência e ensinamentos;

Aos meus amigos, por me salvarem quando ninguém mais podia me ajudar, e por me aturarem nos momentos difíceis;

À FAPESP, pelo apoio financeiro, sob o projeto nº: 2015/13580-0;

“Não precisamos de mais dinheiro, não precisamos de mais sucesso ou fama, não precisamos do corpo perfeito, nem mesmo do parceiro perfeito, agora mesmo, neste momento exato, dispomos da mente, que é todo o equipamento básico de que precisamos para alcançar a plena felicidade.”

Dalai Lama

Resumo

O objetivo desta pesquisa é estudar a distribuição da matéria em grande escala, na qual estão presentes as últimas estruturas a se colapsarem no universo, e verificar qual a sua influência sobre propriedades de aglomerados de galáxias. Utilizando dados do Sloan Digital Sky Survey e do telescópio Chandra, foram estudadas regiões cônicas com \mathcal{F} de raio centradas em três aglomerados pertencentes ao Stripe 82: A267, A2631 e RXJ2129+0005.

No intuito de avaliar as propriedades dinâmicas dos aglomerado, utilizou-se o software de análise de dados do Chandra, CIAO, com o qual foram realizados ajustes de Perfil Radial de Intensidade e de modelos bidimensionais. Outro método abordado foi o Mapa de razão de Dureza, o qual foi realizado a partir de um código utilizado pelo grupo. Os três mecanismos estudados mostraram-se consistentes entre si, e capazes de determinar não só a presença ou não de cool-core, mas também outras informações sobre o estado dinâmico, revelado pela detecção de subestruturas na distribuição de temperatura do gás. O aglomerado RXJ2129+0005 foi classificado como cool-core, enquanto A267 e A2631, não. Porém, percebeu-se que A267 possui estruturas internas, decorrentes talvez de sloshing.

O estudo da morfologia da teia cósmica se deu pelo método Friends-of-friends, a partir da detecção de grupos de galáxias nas regiões observadas. Os resultados obtidos foram comparados com mapas de luminosidade gerados por um código utilizado pelo grupo. Apenas ao redor de A267 foram encontrados filamentos claros.

Devido à pequena amostra de regiões analisadas, não é possível estabelecer estatisticamente se há ou não conexão entre a morfologia da distribuição em larga escala e as características de aglomerados de galáxias. Porém, os fatos de 1) RXJ2129+0005 possuir cool-core e não serem encontrados filamentos ao seu redor, e 2) de A267 apresentar indícios de fortes interações gravitacionais estando próximo a estruturas filamentosas,

estão de acordo com a hipótese de que a presença destas grandes estruturas poderia causar um maior fluxo de matéria sobre o aglomerado, impedindo-o de chegar ao estado relaxado.

Sumário

1. Introdução	13
1.1 Estrutura em larga escala	13
1.1.1 Friends-of-friends	14
1.1.2 Tesselagem Voronoi	16
1.2 Aglomerados de galáxias e gás intra-aglomerado	17
1.2.1 Modelo β	19
1.2.2 Mapa de razão de dureza	20
2. Base de dados	21
2.1 NASA/IPAC Extragalactic Database	22
2.2 Telescópio Chandra	22
2.3 Sloan Digital Sky Survey	22
3. Metodologia	24
3.1 Propriedades dinâmicas de aglomerados de galáxias	24
3.1.1 Dados e reprocessamento	24
3.1.2 Filtragem	24
3.1.3 Ajuste de modelos	26
3.1.4 Mapa de razão de dureza	28
3.2 Morfologia da estrutura em larga escala	28
3.2.1 Seleção das regiões	28
3.2.2 Detecção de estruturas	29
3.2.3 Mapa de luminosidade	32

4. Resultados e Discussão	34
4.1 Propriedades dinâmicas de aglomerados de galáxias	34
4.1.1 Perfil radial	34
4.1.2 Ajuste bidimensional	34
4.1.3 Mapa de razão de dureza	36
4.2 Detecção de estruturas em larga escala	39
4.3 Discussão	39
4.3.1 A267	39
4.3.2 A2631	43
4.3.3 RXJ2129+0005	44
4.3.4 Metodologia	44
5. Conclusões	46
Referências	48

Introdução

A correlação entre propriedades de grupos e aglomerados de galáxias com o ambiente ao seu redor, ou seja, com estruturas como muros, filamentos e vazios, tem sido um tópico de estudo na astronomia. Recentemente, Poudel et al. (2017) abordaram esse tema, investigando o papel da teia cósmica em grupos e em suas galáxias centrais. Os autores concluíram que a estrutura filamentar possui grande influência sobre as características e evolução dos grupos.

Este trabalho abordará a mesma questão, porém buscando conexões entre a distribuição em larga escala e propriedades de aglomerados de galáxias.

1.1 Estrutura em larga escala

Nas observações realizadas da Radiação Cósmica de Fundo (Cosmic Microwave Background - CMB), ou seja, dos fótons emitidos durante o desacoplamento, são vistas pequenas flutuações de temperatura, da ordem de 10^{-5} . Uma vez que antes do desacoplamento matéria-radiação os bárions e fótons se encontravam em equilíbrio termodinâmico, locais com maior temperatura são um reflexo das inhomogeneidades em escalas microscópicas da densidade de matéria escura no Universo Primordial, devido ao princípio da incerteza de Heisenberg (Ryden (2016)).

No período inflacionário, as flutuações assumiram grandes proporções (p.ex., Diaferio (2001)): primeiro, porque as regiões menos densas se expandem mais rapidamente, e segundo porque as regiões sobredensas atraem a matéria ao seu redor, tornando-se ainda mais densas devido à instabilidade gravitacional. Se a região possuir densidade suficiente, poderá colapsar em uma estrutura gravitacionalmente ligada e virializada, gerando halos

de matéria escura, nos quais a matéria bariônica viria a condensar e formar galáxias. Hierarquicamente, estas estruturas acretaram massa, tornando-se aglomerados e super-aglomerados de galáxias. Por outro lado, as regiões de subdensidade no Universo Primordial deram origem aos chamados vazios (*voids*), áreas aproximadamente esféricas nas quais há apenas poucas galáxias.

Além disso, no universo em larga escala, vê-se também filamentos e muros, estruturas formadas por grupos de galáxias que conectam os aglomerados e super-aglomerados. Por isso, a organização da matéria no Universo é chamada de Teia Cósmica (*Cosmic Web*) (Einasto et al. (1980, 2014); Kravtsov e Borgani (2012)).

De acordo com o cenário cosmológico Λ CDM, no qual o universo é composto por 4% de matéria bariônica, 23% de matéria escura fria e 73% de energia escura, o tempo de colapso de estruturas grandes como super-aglomerados é muito maior que o tempo de Hubble (idade do Universo). Assim, sua distribuição atual deve se assemelhar àquela de sua época de formação.

O início dos surveys de redshift forneceu à astronomia um primeiro vislumbre da complexidade da distribuição da matéria em larga escala. Gregory e Thompson (1978) publicaram um artigo contendo medições de redshift de 238 galáxias, em 260° do céu, na região entre os superaglomerados de Coma e A1367. Analisando os dados num gráfico de ascensão reta por redshift, os autores verificaram a existência de uma estrutura de galáxias conectando Coma e A1367, como mostrado na figura 1.1.

Passados 4 anos, Davis et al. (1982) apresentaram outro survey do gênero, contendo agora informações sobre 2400 galáxias. Novamente, foi evidenciada a presença de estruturas filamentosas e de regiões com ausência de galáxias (*vazios*). Assim, surgiu a necessidade do desenvolvimento de novos métodos para avaliar a morfologia desta distribuição e seus componentes. Neste projeto, alguns deles foram estudados - desenvolvimento da teoria, aplicações, pontos positivos e negativos, etc.

1.1.1 Friends-of-friends

Esta abordagem classifica objetos como pertencentes ou não a um determinado grupo, de acordo com sua posição e velocidade. Huchra e Geller (1982) descreveram um método para determinar se galáxias são ou não pertencentes a um grupo. Até o momento, algumas técnicas haviam sido desenvolvidas, porém contendo vieses no critério de seleção ou nos

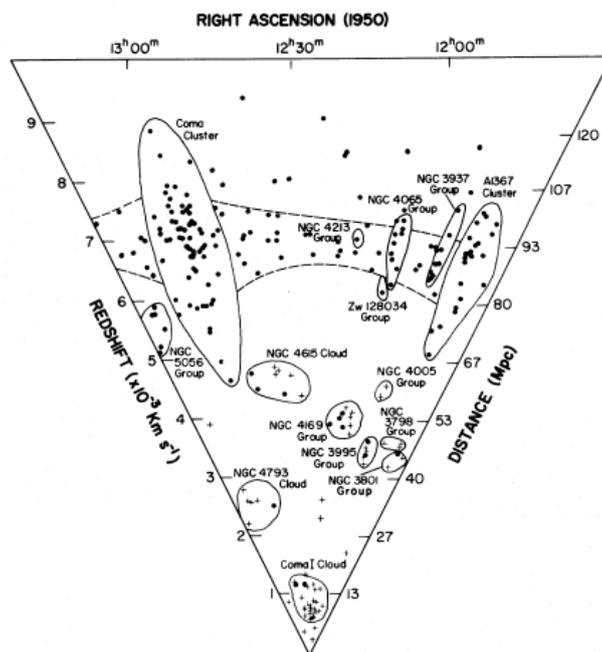


Figura 1.1: Diagrama retirado de Gregory e Thompson (1978), no qual é detectado um filamento entre os aglomerados de galáxias Coma e A1367.

dados utilizados. A abordagem de Huchra e Geller é descrita pelos autores como “bem definida, objetiva, de fácil aplicação e pode ser adaptada para remover vieses de seleção”. A figura 1.2, retirada do artigo em questão, explicita o processo.

Aqui, D_i e V_i são as distância e velocidade usadas como critério de seleção. Na publicação, os autores discutem diferentes formas de determinar estes critérios: valores fixos, dependentes da massa, ou da luminosidade. Ao aplicar o método sobre um catálogo de galáxias no espaço de redshift, os autores verificaram que, independente dos critérios de seleção escolhidos, as propriedades dinâmicas encontradas para cada grupo se mantiveram as mesmas, e os membros de cada grupo não sofreram grandes alterações.

Press e Davis (1982) utilizaram a mesma abordagem para identificar grupos e aglomerado de galáxias pequenos, densos e já virializados. Aqui, o termo ‘amigos’ (friends) foi usado pela primeira vez para descrever duas galáxias que foram aprovadas pelos critérios de seleção como membros de um mesmo grupo.

No artigo de Einasto et al. (2014), foi considerada apenas a distância entre os objetos como critério de seleção, tornando o método ainda mais simples. Os autores descrevem a técnica da seguinte forma: coloca-se uma esfera de raio R centrada em uma dada galáxia. Todas as outras galáxias que estiverem dentro dessa esfera são consideradas amigas da primeira. Sobre cada nova amiga, outra esfera de mesmo raio é colocada. E assim, novas

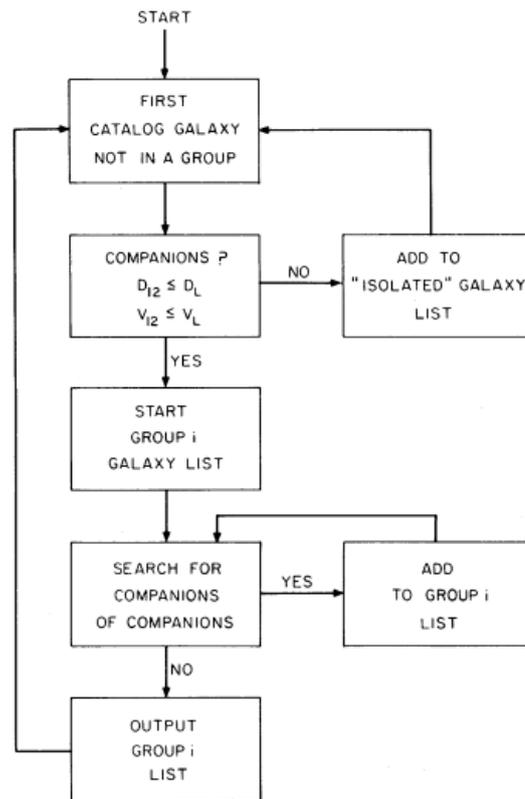


Figura 1.2: Diagrama explicativo do funcionamento do método *Friends-of-Friends*, retirado de Huchra e Geller (1982).

amigas são encontradas, seguindo a lei “qualquer amigo do meu amigo é meu amigo” - originando o termo friends- of-friends (FoF). A busca é interrompida quando não são mais encontradas novas galáxias dentro das esferas.

A partir de então, a abordagem foi continuamente utilizada e aprimorada, uma vez que não assume qualquer teoria a priori, é de fácil aplicação, facilmente adaptável, e contém poucos parâmetros de entrada (apenas as posições dos pontos).

1.1.2 Tesselagem Voronoi

A Tesselagem Voronoi é um método de repartição do espaço. Em torno de cada ponto, é gerada uma célula, a qual tem suas bordas definidas como a distância média entre os pontos vizinhos. Utilizado em diversas áreas, foi aplicado pela primeira vez no contexto de detecção de estruturas astronômicas por Icke e van de Weygaert (1991) que descrevem seu funcionamento como segue.

Uma vez que a morfologia do universo em larga escala tenha sido causada pelas pequenas irregularidades na distribuição de massa no Universo Primordial, as regiões de

subdensidade (chamados ‘núcleos’ neste artigo) se tornam centros de expansão (já que os pontos de sobredensidade atraem cada vez mais matérias, ‘esvaziando’ cada vez mais os ‘núcleos’). Com isso, a concentração de matéria ocorrerá em planos perpendiculares aos eixos que ligam os ‘núcleos’. Esses planos acabam seccionando o espaço, e formam a Tesselagem Voronoi. Tridimensionalmente, tem-se uma estrutura que se assemelha a uma esponja, na qual os vértices são os aglomerados de galáxias, as bordas como os filamentos, e os vazios são as células.

No artigo em questão, comparou-se a distribuição Voronoi com dados observacionais. Foram identificados aglomerados Abell como os vértices das células. Por fim, Icke e van de Weygaert concluíram que a distribuição Voronoi reproduz as observações dentro da confiança estatística.

Ebeling e Wiedenmann (1993) avaliaram tesselagem Voronoi juntamente com uma técnica de percolação semelhante ao FoF como métodos de detecção de estruturas em duas dimensões. A abordagem obteve resultados satisfatórios. Porém, a tesselagem Voronoi demandou muito tempo computacional, restringindo suas aplicações a áreas pequenas, ou a regiões que não possuem muitos eventos de sobredensidade.

Em outras abordagens, por exemplo Ramella et al. (2001), as células passaram a encerrar galáxias. Nesse caso, a identificação de estruturas é feita da seguinte forma: regiões com células grandes e em pequeno número representam áreas pouco densas, como os vazios. Já as regiões com células pequenas e em grande número descrevem, por exemplo, aglomerados e filamentos.

1.2 Aglomerados de galáxias e gás intra-aglomerado

Uma forma de se analisar o estado dinâmico e a população de aglomerados e super-aglomerados é a partir de observações do gás quente e difuso no qual as galáxias estão. Este ambiente de alta densidade é conhecido como meio intra-aglomerado (intracluster medium - ICM), e é observado em raio-X devido ao mecanismo Bremsstrahlung termal (Lea et al. (1973)) pelo qual o gás emite (este mecanismo, também chamado de emissão livre-livre, ocorre quando elétrons livres acelerados são defletidos por íons, perdendo energia pela emissão de fótons). A partir deste e de outros mecanismos menos significativos, o gás

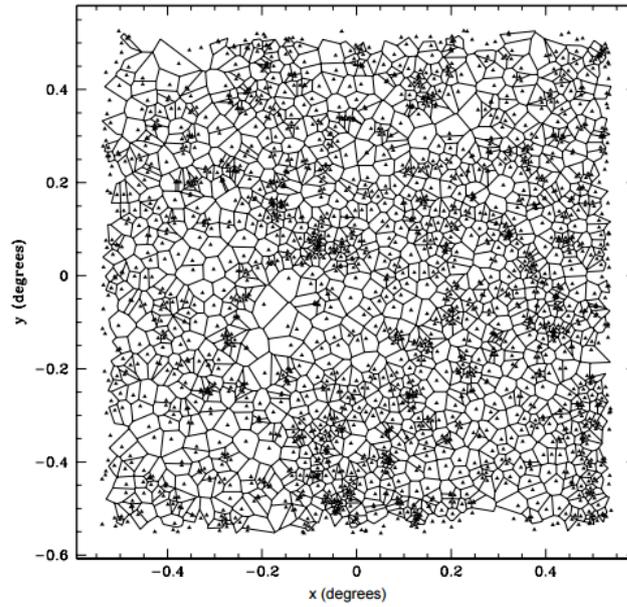


Figura 1.3: Tesselagem Voronoi aplicada sobre um campo com galáxias. É possível identificar vazios e regiões de alta densidade, como grupos, aglomerados e filamentos. Ramella et al. (2001).

intra-aglomerado resfria. O tempo de resfriamento é dado por Sarazin (1988):

$$t_{resf} \approx \frac{E}{dE/dt} \quad (1.1)$$

$$E = \frac{3}{2}nKT \quad (1.2)$$

$$t_{resf} \approx 9,3 \times 10^{-9} \frac{(kT)^{1/2}}{n_3} \text{ anos} \quad (1.3)$$

Sendo a equação 1.2 a energia para gases ideais, $n_3 \equiv n/(10^{-3}cm^{-3})$ com n a densidade partículas e k a constante de Boltzmann. kT é dado em KeV e o tempo em anos.

Em alguns casos o meio intra-aglomerado na região central do aglomerado possui uma densidade muito alta, fazendo-o emitir mais intensamente, e, portanto, esfriar mais rapidamente, num tempo menor que o tempo de Hubble. Por isso, objetos com esta característica são chamados de cool-core. A presença ou não de cool-core, assim como a morfologia da distribuição das galáxias, está correlacionada com o estado dinâmico do aglomerado. Aqueles com temperatura central menor que o tempo de Hubble estão em estado relaxado, e

os que não apresentam cool-core são sistemas em evolução (Markevitch e Vikhlinin (2007); Böhringer e Werner (2010)).

Se a emissão em raio-X for muito luminosa e com distribuição suave, sendo mais brilhante na região central do aglomerado, o aglomerado será dominado por galáxias vermelhas, muitas vezes com uma gigante elíptica (cD) no centro, e estará em equilíbrio dinâmico, isto é, em estado relaxado. Ou seja, é um aglomerado regular.

Por outro lado, se a distribuição for irregular (ou melhor, se a observação possuir diversos pontos de alta emissividade), ele será composto não só por early-types, mas também por uma fração significativa de galáxias azuis, e terá passado por processos com forte interação gravitacional, portanto, será um aglomerado ainda em evolução (Schneider (2006)).

1.2.1 Modelo β

Uma das formas de se analisar a distribuição do ICM é a partir de ajustes de modelo sobre as observações. O modelo Lorentziano com potência variável, também chamado de modelo β , é comumente utilizado para esta finalidade (Hallman et al. (2007); Cavaliere e Fusco-Femiano (1978)). Ele descreve a densidade de partículas do ICM em função da posição, considerando que o perfil de temperatura é isotérmico:

$$n(R) = \frac{n_0}{[1 + (R/R_c)]^{3\beta-1/2}} \quad (1.4)$$

Onde n_0 é a densidade numérica central de íons e R_c o raio de core (raio no qual a densidade projetada do aglomerado é metade da sua densidade central).

Aplicando este modelo em uma dimensão, é possível criar o perfil radial de intensidade do aglomerado, já que a emissividade do objeto é proporcional à sua temperatura:

$$\epsilon \propto (n(R))^2 T^{1/2} \quad (1.5)$$

Como a intensidade é dada por:

$$I \propto \int_{-\infty}^{\infty} \epsilon dz \quad (1.6)$$

e o perfil de temperatura é tomado como isotérmico, tem-se que:

$$I(R) = \frac{I_0}{[1 + (R/R_c)^2]^{3\beta-1/2}} \quad (1.7)$$

Em duas dimensões, o modelo é descrito da mesma forma, porém:

$$R = R(x, y) = \frac{\sqrt{x_n^2(1 - \varepsilon)^2 + y_n^2}}{1 - \varepsilon} \quad (1.8)$$

$$x_n = (x - x_0) \cos(\theta) + (y - y_0) \sin(\theta) \quad (1.9)$$

$$y_n = (y - y_0) \cos(\theta) - (x - x_n) \sin(\theta) \quad (1.10)$$

onde (x_0, y_0) são as coordenadas do centro do aglomerado, ε sua elipsidade e θ o ângulo de inclinação da elipse.

1.2.2 Mapa de razão de dureza

Mapas de razão de Dureza (*Hardness Ratio - HR*) são usados como caracterizadores da temperatura, índice espectral ou coluna de densidade associada. A razão de Dureza é definida como a diferença normalizada de contagens em duas bandas diferentes, uma de maior energia (raios-X duros ou *hard*, > 1 KeV), e outra menos energética (raios-X moles ou *soft*, < 1 KeV):

$$HR = \frac{\text{hard} - \text{soft}}{\text{hard} + \text{soft}} \quad (1.11)$$

Desta forma, $-1 < HR < 1$. Quanto mais dura é fonte (isto é, quanto maior a predominância de fótons mais energéticos), mais HR se aproxima de 1 e quanto mais mole (ou seja, maior a predominância de fótons menos energéticos), mais próximo de -1 (Park et al. (2006)).

No caso do gás intra-aglomerado, espera-se um espectro térmico. Assim, HR se correlaciona diretamente com a sua temperatura: menores valores de HR implicam em temperaturas baixas, e maiores valores, em temperaturas altas. Portanto, mapas de são indicadores qualitativos da variação de temperatura, permitindo a visualização de, por exemplo, a presença ou não de *cool-core* (Lagana et al. (2010)).

Base de dados

O projeto foi desenvolvido sobre três aglomerados de galáxias: A267, A2631 e RXJ2129+0005.

Utilizando a plataforma NED, estes objetos foram selecionados por:

- 1 - estarem no Stripe 82;
- 2 - terem redshift médio baixo ($z < 0,5$);
- 3 - possuírem observações em raio - X.

Os dados destes aglomerados estão na tabela 2.1¹.

Tabela 2.1 - Dados dos aglomerados e regiões observadas.

Aglomerado	RA	DEC	z	$Raio_{observacao}$ (Mpc)
A267	01h52m42,2s	+01°00'46,8"	0,231	3,62
A2631	23h37m40,1s	+00°16'33"	0,273	4,10
A267	01h52m42,2s	+01°05'20"	0,235	3,67

Para cada um dos três objetos, foram utilizadas suas observações em raio-X, realizadas com o telescópio espacial Chandra, no intuito de avaliar suas propriedades dinâmicas a partir do gás intra - aglomerado. Já a análise morfológica da estrutura em larga escala foi feita sobre dados no óptico, retirados do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). A plataforma SciServer é um sistema online de big data que traz todas as informações obtidas pelo SDSS. Nela, é possível acessar o CasJobs, ferramenta na qual se acessa os dados do SDSS a partir de códigos na linguagem SQL.

Foi feito um código solicitando as informações de posição, magnitude nas bandas u , g , r , i , z , cores, magnitudes com correção de avermelhamento (devido ao espalhamento e absorção da radiação pelo gás e poeira), raio efetivo e redshift fotométrico, espectroscópico

¹ Considerando $H_0 = 73 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\omega_{materia} = 0,27$ e $\omega_{vacuo} = 0,73$ (Mpc)

(quando disponível) e suas respectivas incertezas de galáxias situadas num cone de 3° de diâmetro, centralizado nos aglomerados selecionados, com $0 < z < 1$. Este intervalo de redshift foi escolhido apenas por completeza.

2.1 NASA/IPAC Extragalactic Database

A NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) é uma base de dados com interface online de fácil acesso, que possui uma grande gama de informações de objetos extragalácticos adquiridos de diversas pesquisas, observações e catálogos. Nele, tem-se acesso às informações em vários comprimentos de onda, além das coordenadas, redshift, entre outros. Na interface, é possível procurar dados de um objeto específico a partir de seu nome, ou mesmo de todos os astros de um certo tipo, com características específicas, numa dada região do céu.

2.2 Telescópio Chandra

O Observatório de raios-X Chandra, missão da NASA lançada em 1999, tem como intuito observar regiões com altas temperaturas, como novas e supernovas, discos de acreção e meio intra-aglomerado (Evans et al. (2010)), local de interesse neste trabalho. O observatório é constituído por um telescópio com 4 espelhos e 4 dispositivos de captura e medição. A High Resolution Camera (HRC) e a Advanced CCD Imaging Spectrometer (ACIS) formam imagens precisas e informam a posição da emissão, sua energia e o momento no qual foi detectada. Já os equipamentos HETGS e LETGS (High/Low Energy Transmission Grating Spectrometer) realizam medidas da energia das detecções, a partir de espectroscopia de alta resolução.

2.3 Sloan Digital Sky Survey

O Sloan Digital Sky Survey (SDSS) começou sua operação em 2000 e tem como objetivo realizar um mapeamento do céu em 3 dimensões completo e detalhado, utilizando o telescópio Sloan Foundation de 2,5 m, localizado no Observatório Apache Point. O Data Release 12 (DR12) (Alam et al. (2015)) contém as informações obtidas até 2014, e foi o utilizado neste trabalho. Em específico, optou-se por estudar a região do Stripe 82

$(-50^\circ \leq RA \leq 59^\circ, -1,25^\circ \leq DEC \leq 1,25^\circ)$ observada profundamente em 303 exames.

Metodologia

3.1 Propriedades dinâmicas de aglomerados de galáxias

A ferramenta utilizada para processar e analisar os dados obtidos pelo observatório Chandra foi o software CIAO - Chandra Interactive Analysis of Observations, disponível gratuitamente para uso.

3.1.1 Dados e reprocessamento

Para um determinado objeto astronômico, obtém-se diversos arquivos ao baixar as informações das observações, separados em “secundários” (onde estão os dados de nível 1) e “primários” (dados de nível 2), sendo que o último passou pelo Processamento Padrão de Dados (Standart Data Processing - SDP). Há imagens, lista de candidatos a fontes de emissão, pixels categorizados como ruins, entre outros. O mais importante, que é utilizado em grande parte das análises, é o arquivo de eventos (event file), que contém informações como o momento de detecção e posição de cada fóton registrado.

Porém, devido a fatores como melhorias no software ou alterações nos produtos de calibração, torna-se necessário, em alguns casos, o reprocessamento dos dados, que é feito utilizando os arquivos baixados. Neste trabalho, todos os dados foram reprocessados a partir do código “chandra_repro”, que automatiza o método e cria novos arquivos de nível 2.

3.1.2 Filtragem

Anteriormente à análise, é necessário 1) filtrar os dados em relação à ordem de energia que se quer avaliar, e 2) retirar das observações emissões provenientes de explosões solares, feito a partir da curva de luz do fundo.

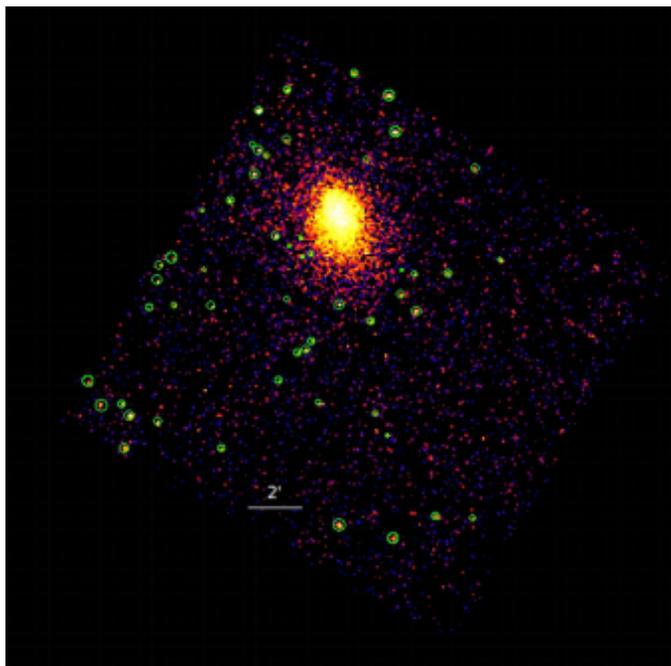


Figura 3.1: Observação do aglomerado A267. As demarcações em verde encerram fontes brilhantes de emissão

No primeiro caso, foi considerada apenas a faixa de energia de 0,3 a 7 KeV, uma vez que 1) neste intervalo se concentra a maioria da emissão do gás intra-aglomerado. Também, abaixo de aproximadamente 0,5 KeV, a absorção pelo Hidrogênio neutro presente na Via Láctea se torna relevante. E 2) porque o detector do Observatório utilizado é mais sensível e melhor calibrado nessa região. O comando “dmcopy” foi usado para tal filtragem sobre o arquivo de eventos reprocessado.

Para o segundo ponto, fontes brilhantes e/ou variáveis do campo devem ser ignoradas. A figura 3.1 ilustra esse passo: a observação do aglomerado A267 teve suas fontes selecionadas manualmente no SAOImage DS9, e as coordenadas das regiões demarcadas são salvas em um arquivo à parte.

Então, usa-se a ferramenta “dmextract” para excluir as regiões acima da observação, e gerar uma curva de luz do fundo. Para analisá-la recorre-se ao Sistema de Imageamento e Plotagem - ChIPS.

No intuito de remover os fótons provenientes de explosões solares, aplica-se sobre os dados um método de filtragem iterativo conhecido com σ -Clip: a cada iteração calcula-se a mediana, e os dados que estiverem fora do alcance de 3σ da mediana (σ é o desvio padrão da média) são removidos. O processo é interrompido quando todos os pontos estão contidos

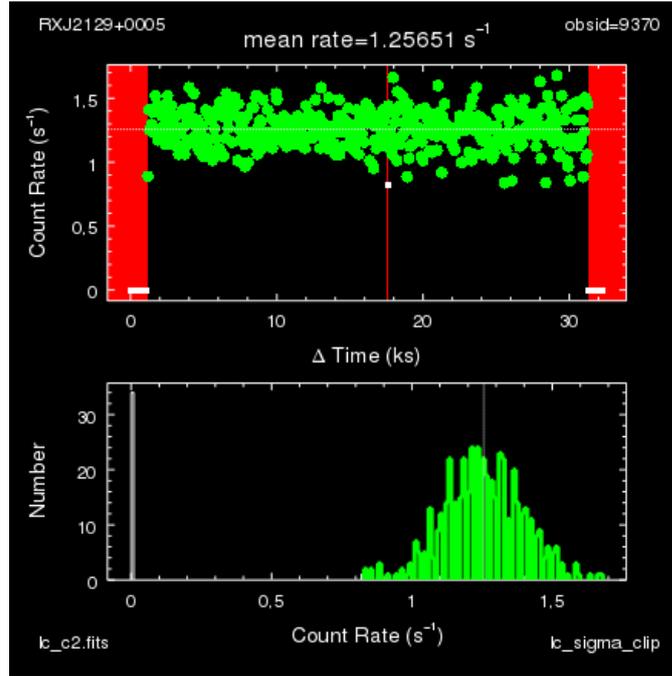


Figura 3.2: Curva de luz e histograma da taxa de contagem da emissão de fundo do aglomerado RXJ2129+0005. A linha vermelha indica a região que não foi aprovada pelo σ -Clip

em 3σ (*GNU Astronomy Utilities*¹).

No *ChIPS*, é aplicada a rotina “*lc_sigma_clip*”, que devolve os intervalos de tempo nos quais há pontos que não passaram pelo σ -Clip, a curva de luz de fundo e um histograma de taxa de contagem (ilustrado na figura 3.2). As regiões em vermelho nas curvas de luz indicam as faixas de tempo que possuem pontos desaprovados pelo σ -Clip.

Nas três observações, a contaminação por explosões solares foi pouco significativa. Por fim, usou-se novamente o comando “*dmcoppy*” para retirar do arquivo de eventos (já filtrado em energia) os dados em questão.

3.1.3 Ajuste de modelos

Tendo em mãos os arquivos de eventos filtrados, ajustou-se o modelo β uni e bidimensional ao redor de uma região contendo o aglomerado em questão e emissão de fundo.

1. Modelo β unidimensional

O mecanismo para o cálculo do brilho superficial adotado pelo *CIAO* consiste em dividir o número de contagens presentes em um anel por sua área, portanto a intensidade será dada em termos do raio médio de cada anel. Sobre o centro aproximado

¹ <https://www.gnu.org/software/gnuastro/manual/html_node.html>

de cada aglomerado foram criados dezenas de anéis concêntricos, estendendo-se para além dos limites visuais do aglomerado para que se acercasse também uma região com emissão de fundo.

Antes de prosseguir, foram mascaradas fontes pontuais de emissão, utilizando o DS9 para seleccioná-las (processo análogo ao mostrado na figura 3.1).

Então, o brilho superficial é calculado para cada anel a partir do código “dmextract”, e seus respectivos raios médios pelo “dmtcalc”. Estas etapas foram automatizadas a partir da criação de um código em C-Schell. Após isso, recorreu-se ao Sherpa, pacote de Modelagem e Ajuste do CIAO. O modelo definido consistiu na soma dos modelos β (“beta1d”) e de amplitude constante (“const1d”), este último para ajustar a emissão de fundo. Os perfis radiais e os ajustes são mostrados na figura 4.1.

2. Modelo β bidimensional

Todas as etapas deste processo foram realizadas com o pacote Sherpa. Por conta disso, os arquivos de eventos filtrados devem ser convertidos em imagens, as quais foram binadas em 4×4 . Além das fontes de emissão pontuais, também foram ignoradas das observações as áreas entre as CCDs, uma vez que nelas não há contagem, fato que influenciaria no ajuste do modelo.

Para a análise, usou-se a estatística de Cash, uma função de máxima verossimilhança derivada do produto da distribuição de probabilidades de Poisson de cada bin. A função é minimizada para que sejam determinados os valores dos parâmetros que melhor descrevem os dados (Sherpa Statistics²).

O método Simplex foi aplicado para realizar a minimização da função. Ele busca mínimos locais, partindo de estimativas iniciais dos parâmetros (Sherpa Optimization Methods³). Tentamos aplicar também um método de busca do mínimo global, por questões de comparação, porém o tempo computacional inviabilizou sua conclusão.

Finalmente, foi definido o modelo a ser ajustado: modelo β (“beta2d”) e modelo de amplitude constante (“const2d”). As estimativas iniciais dos parâmetros foram encontradas pelo DS9, no qual se determinou visualmente a região correspondente

² <<http://cxc.harvard.edu/sherpa4.4/statistics/>>

³ <<http://cxc.harvard.edu/sherpa/methods/>>

ao aglomerado, o que forneceu as coordenadas de seu centro (“xpos”, “ypos”), a elipsidade (“ellip”) e o ângulo de inclinação (“theta”).

Por fim, foi usado o comando “conf” para o cálculo dos intervalos de confiança dos parâmetros do ajuste.

3.1.4 Mapa de razão de dureza

Além dos ajustes de modelos, buscou-se informações também por Mapas de razão de Dureza. Foi utilizado um código desenvolvido pelo grupo, o qual recebe como entrada um arquivo de eventos, os limites inferiores e superiores para os raios-X moles (de baixa energia, adotados aqui como entre 0,3 e 1 KeV) e duros (mais energéticos, entre 1,5 e 7 KeV), a região do arquivo que será avaliada, a binagem desejada, e a significância mínima do sinal (ou seja, o número mínimo de contagens - σ mínimo - desejado para a suavização adaptativa da imagem bidimensional (“csmooth”), escolhido como 3σ). Os intervalos hard e soft foram escolhidos de forma a conterem aproximadamente o mesmo número de contagens, sem que se sobrepujassem. No código usado, os valores de HR são normalizados para que $0 < HR < 1$.

Tendo os Mapas, foram sobrepostos a eles as linhas de contorno de densidade dos aglomerados, obtidos através do DS9.

3.2 Morfologia da estrutura em larga escala

3.2.1 Seleção das regiões

Primeiramente, foi escrito um código em Python para filtrar os dados pela sua incerteza no redshift. Uma vez que essa medida é feita por fotometria, ela possui alta imprecisão. Os dados do SDSS são classificados em 7 categorias, de acordo com sua incerteza em z . Aqui, apenas os dados na categoria de menor incerteza, $\sigma \leq 0,043$, passaram na seleção.

Como nosso objetivo é avaliar como as galáxias estão distribuídas ao redor dos aglomerados analisados anteriormente, decidimos por estudar fatias em redshift, a fim de realizar a tomografia da distribuição. Fatias muito finas estariam sujeitas à incerteza dos dados, enquanto as muito grossas inviabilizariam a visualização de possíveis estruturas, por conterem muitos dados.

Tabela 3.1 - *Redshifts* inferior e superior de cada fatia da tomografia.

Região	fatia aglomerado		fatia superior	
	z_{inf}	z_{sup}	z_{inf}	z_{sup}
A267	0,145	0,317	0,317	0,489
A2631	0,187	0,359	0,359	0,531
RXJ2129	0,149	0,321	0,321	0,493

Por isso, em cada região observada foram feitas duas fatias, ambas com largura de 4σ : uma centrada no redshift do aglomerado, e outra, a 4σ acima. Os limites selecionados para região encontram-se na tabela 3.1. Optou-se por não utilizar uma terceira fatia centrada 4σ abaixo do redshift do aglomerado para evitar que objetos locais, como aglomerado globulares, entrassem na análise.

3.2.2 Detecção de estruturas

O estudo da estrutura em larga escala, neste trabalho, foi realizado utilizando o método de friends-of-friends. Como a região do céu avaliada é grande, abrange vários objetos, e está em $z > 0$, não é viável utilizar as velocidades das galáxias, já que poucos objetos possuem essa informação. Por isso, o FoF tornou-se a abordagem mais conveniente, pois além de ser de fácil aplicação pode ser utilizado apenas considerando a distância entre os objetos. Também, por ser um método antigo de classificação de grupos e estruturas na astronomia, está bem documentado e possui diversas fontes de comparação.

A primeira abordagem testada para a detecção de possíveis filamentos foi através de uma biblioteca em Python que contém um código de FoF, chamado PyFoF, de fácil aplicação: como entrada, só são necessárias as posições dos pontos e o raio de ligação desejado.

Um código na mesma linguagem contendo a biblioteca em questão e as especificações de plotagem dos resultados foi feito. As fatias contendo os aglomerado centrais das três regiões estudadas passaram pelo processo.

Os raios de ligação escolhidos nesta etapa de teste foram $0,05^\circ$, $0,01^\circ$ e $0,005^\circ$. Algumas das saídas gráficas são apresentadas na figura 3.3. Os resultados evidenciaram que esta abordagem não é apropriada para a detecção de estruturas, uma vez que nos casos dos raios de ligação $0,01^\circ$ e $0,005^\circ$, as regiões encontram-se delimitadas de forma muito artificial, nitidamente desacordando com a real distribuição dos pontos. Quando $rl = 0,05^\circ$, grupos

mais realistas foram traçados. Porém, não são vistas estruturas (grupos ou filamentos) nitidamente, e até mesmo o aglomerado central não está bem definido. O mesmo ocorreu nas outras duas regiões.

Por conta disso, tentou-se uma nova abordagem na qual se tem maior controle sobre o método de seleção. Baseando-se em um código de FoF em Fortran utilizado pelo grupo, no qual dados de velocidade e posição de galáxias provenientes de simulação são analisados, foi escrito um novo programa (também em Fortran). Nele, a técnica de FoF independe da velocidade, e tem como parâmetros de entrada o raio de ligação (rl) e o número mínimo de galáxias amigas para que haja um grupo ($nmin$).

Primeiro, o código enumera os pontos da tabela de entrada (criando um valor de referência para cada um), e então lê as informações de ascensão reta e declinação da galáxia de número 1. Seguindo a lógica apresentada na introdução, suas amigas são encontradas, e as amigas de suas amigas. Ao final, quando não houverem mais amigas na vizinhança, o programa avalia se a quantidade de galáxias ‘conectadas’ é superior ou inferior à $nmin$. Caso seja superior, estas galáxias serão classificadas como membros do primeiro grupo (tornando-se ‘invisíveis’ nas próximas buscas de amigos), e um arquivo de texto contendo seus valores de referência é gerado. Caso contrário, estas galáxias poderão ser avaliadas novamente como candidatas a amigas. O processo é interrompido quando todas as galáxias tiverem sido avaliadas e classificadas como integrantes ou não de um grupo. Ao final, outro arquivo de texto, com as informações de quantos membros há em cada grupo, é gerado.

Tendo os arquivos de saída em mãos, um código em Python foi escrito para graficar os grupos encontrados. Inicialmente, o programa correlaciona os valores de referência das galáxias de cada grupo com suas informações físicas de posição, criando uma nova tabela para guardar esses dados. Este processo é feito para todos os grupos identificados. Depois, todos os pontos da tabela de entrada, sobrepostos às galáxias classificadas como pertencentes a um grupo, são colocadas em um gráfico de ascensão reta por declinação.

A escolha dos valores dos parâmetros de entrada foi feita através múltiplos testes realizados sobre a região contendo A267. Se o raio de ligação fosse muito grande, todos os pontos se tornariam membros do mesmo grupo; se fosse muito pequeno, haveriam muitos poucos grupos. Após encontrarmos valores adequados para estes parâmetros, convertemos o raio de ligação de graus para distância física. Como as fatias estudadas estão em redshifts diferentes, não é razoável utilizar a mesma distância angular em todas as regiões como

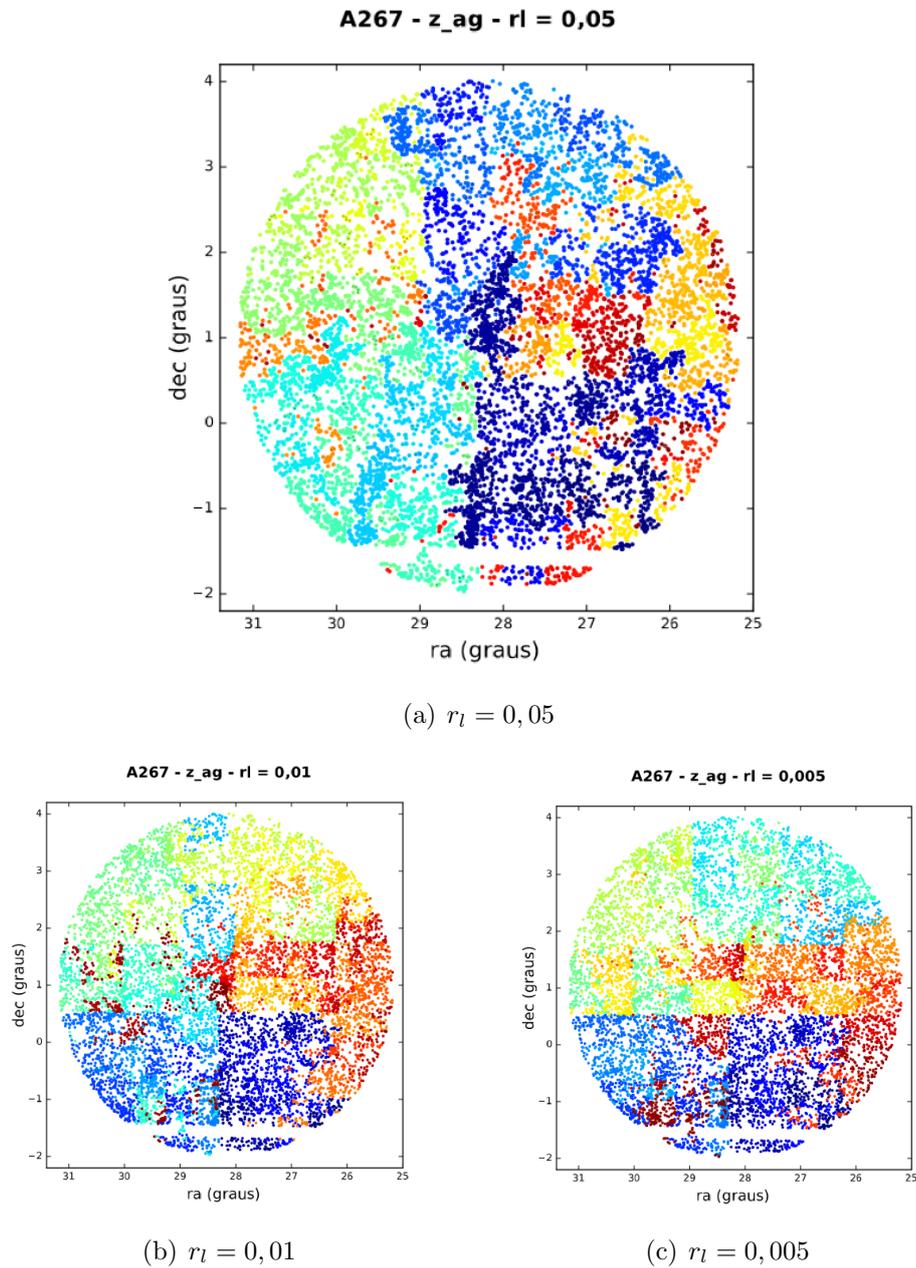


Figura 3.3: Saídas após o processamento dos dados da região de A267 pela biblioteca PyFoF.

raio de ligação. Os valores escolhidos como parâmetros de entrada estão na tabela 3.2.

Tabela 3.2 - Valores dos parâmetros de entrada no código de detecção de grupos.

r_l (Mpc)	$nmin$
22	80
37,5	180
55	240

Apenas para comparação, a fatia contendo A267 foi analisada pelos códigos acima considerando o raio de ligação como $0,05^\circ$ (equivalente à 668,80 Kpc), valor no qual os testes de PyFoF obtiveram seus resultados mais palatáveis. Como se vê na figura 3.4, este raio de ligação é muito grande, e há a identificação de apenas um grande grupo, em oposição com o mostrado na figura 3.3. Esse resultado nos dá mais um indício de que a biblioteca PyFoF não é útil para a detecção de estruturas em larga escala.

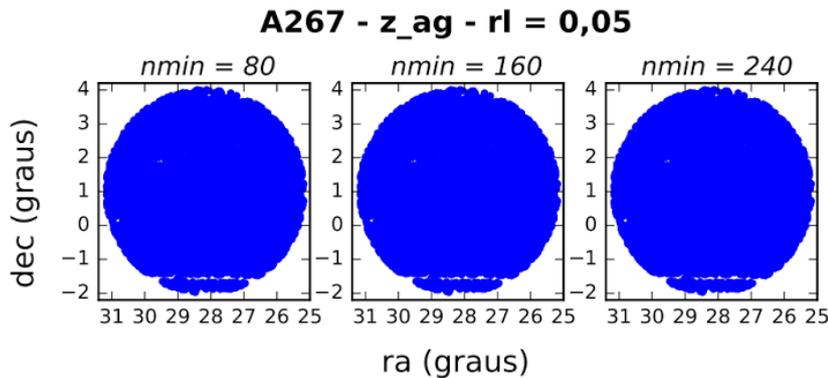


Figura 3.4: Resultado após processamento dos dados pelo código de FoF em Fortran, com o raio de ligação que apresentou os melhores resultados na análise pelo PyFoF.

3.2.3 Mapa de luminosidade

Um novo código em Python foi criado para separar os dados pertencentes à cada região, devolvendo uma tabela com ascensão reta, declinação, magnitude em r e raio efetivo em r . Estas informações foram lidas por um código em Fortran utilizado pelo grupo, e já aplicado anteriormente em O'Mill et al. (2015). No código, cada célula i, j de uma matriz representa um pixel. Cada galáxia é representada por uma função dependente de sua magnitude e seu raio efetivo, e é proporcional à:

$$f \propto \frac{1}{(1 - r_{i,j}^2)^{(3/2)}} \quad (3.1)$$

com $r_{i,j}$ a distância do pixel i, j ao centro da galáxia. Esta função espalha a luminosidade da galáxia em vários pixels, e o tamanho do espalhamento depende do raio efetivo. O resultado é uma imagem no formato FITS, que reproduz uma observação da região em questão.

Resultados e Discussão

4.1 Propriedades dinâmicas de aglomerados de galáxias

4.1.1 Perfil radial

Os perfis radiais gerados de acordo com a seção 3.1.3 assim como os parâmetros dos ajustes, encontram-se abaixo nas figuras 4.1(a), 4.1(b) e 4.1(c), e na tabela 4.1

Os aglomerados A267 e A2631 foram bem ajustados pelo modelo, indicando que não possuem excesso de emissão da região central. RXJ2129+0005, por outro lado, não foi bem ajustado pelo modelo para raios pequenos.

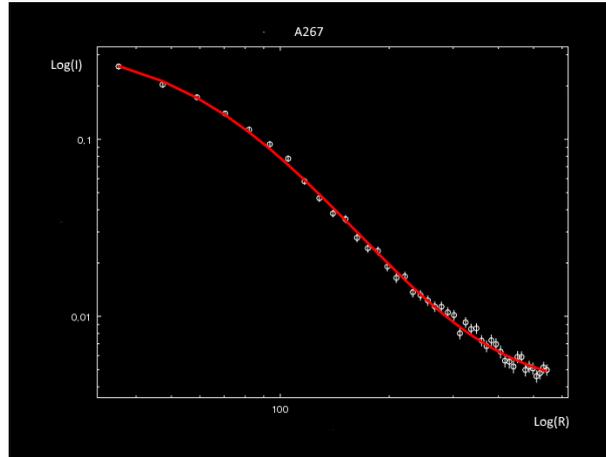
Tabela 4.1 - Valores dos parâmetros devolvidos pelo ajuste do modelo β unidimensional.

Aglomerado	R_c (Mpc)	β
A267	0,124	0,639
A2631	0,267	0,720
RXJ2129+0005	0,225	0,744

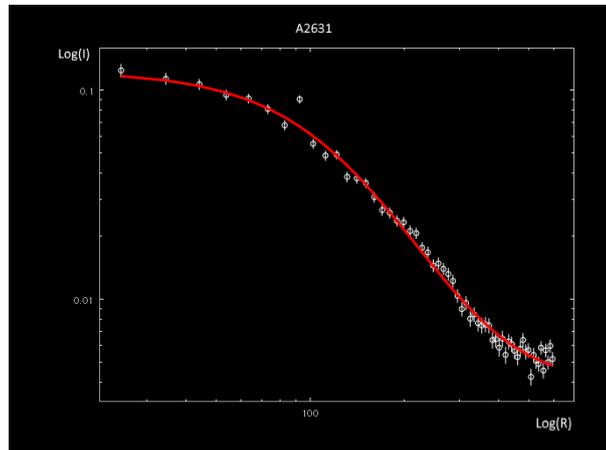
4.1.2 Ajuste bidimensional

Após os ajustes feitos sobre os aglomerados conforme a seção 3.1.3, foram obtidas as figuras 4.2(a), 4.2(b) e 4.2(c) abaixo, que mostram, da esquerda para a direita, o aglomerado, o modelo e o resíduo.

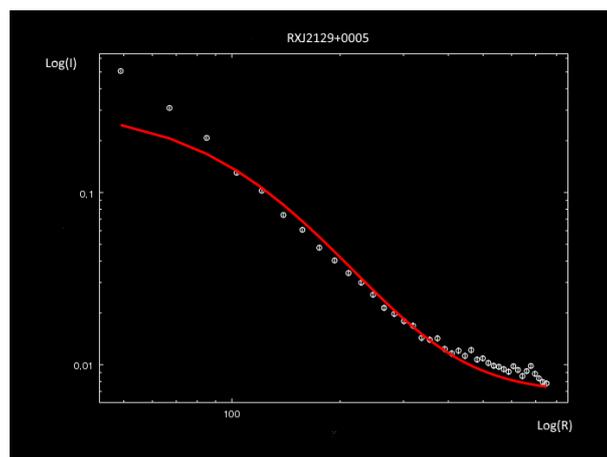
Analisando os resultados de A267, nota-se que o modelo não é suficiente para descrever a observação: o aglomerado é ligeiramente assimétrico, possuindo maior quantidade de emissão em sua parte inferior. Além disso, é possível notar em seu centro dois picos de emissão, sugerindo a presença de uma estrutura interna. Contudo, o modelo se mostra



(a) A267



(b) A2631



(c) RXJ2129+0005

Figura 4.1: Perfil radial de intensidade, com ajuste do modelo β unidimensional.

simétrico e com emissão regular em seu centro (o que não poderia ser diferente, já que foi ajustado apenas um modelo β). Os resíduos (subtração da observação pelo modelo) evidenciam a diferença: na parte central superior vê-se excesso de emissão, enquanto na inferior, o modelo prevê uma emissão maior do que a real.

No caso de A2631 também se observa uma assimetria no aglomerado que não é reproduzida fielmente pelo modelo. Em ambos os casos (A267 e A2631), porém, a distribuição dos resíduos não apresenta grandes inomogeneidades.

Já para RXJ2129+0005, há nos resíduos uma intensa emissão central, envolta por uma região na qual o modelo previu uma intensidade maior do que a observada.

Tabela 4.2 - Valores dos parâmetros devolvidos pelo ajuste do modelo β bidimensional.

Aglomerado	R_c (Mpc)		β	
A267	0,150	\pm 0,005	0,644	\pm 0,034
		0,005		\pm 0,33
A2631	0,379	\pm 0,025	0,868	\pm 0,158
		0,023		\pm 0,138
RXJ2129+0005	0,033	\pm 0,001	0,500	\pm 0,010
		0,001		\pm 0,009

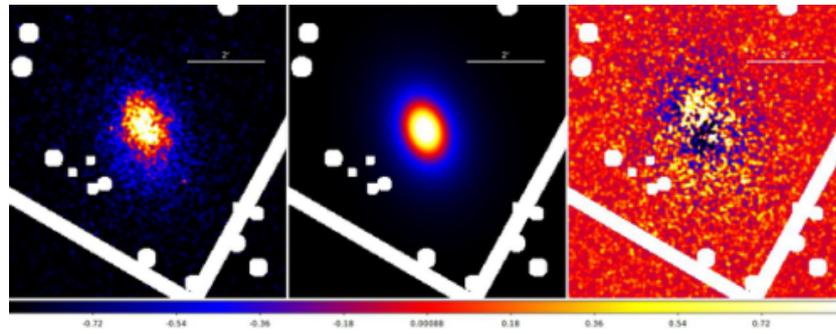
4.1.3 Mapa de razão de dureza

Os mapas de HR sobrepostos às linhas de contorno dos aglomerados são mostrados nas figuras 4.3 e 4.4.

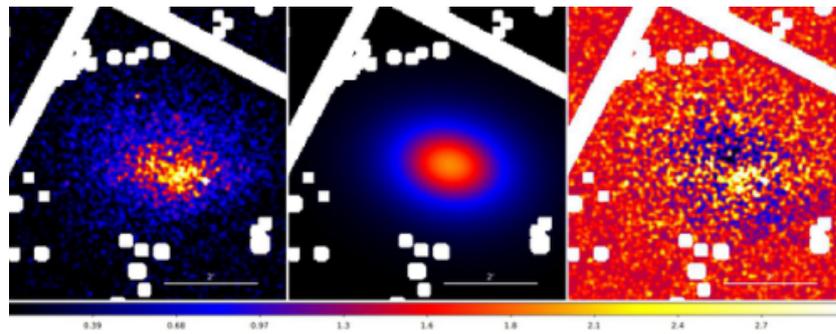
O mapa de A267 apresenta duas regiões mais frias que as demais, e encontram-se deslocadas dos dois picos de emissão destacados nos contornos. O restante do aglomerado possui, visualmente, distribuição uniforme de temperatura.

A2631 encontra-se envolto por regiões mais frias que seu centro. A assimetria vista nos resíduos, para ambos os aglomerados, aparece também nos contornos de densidade.

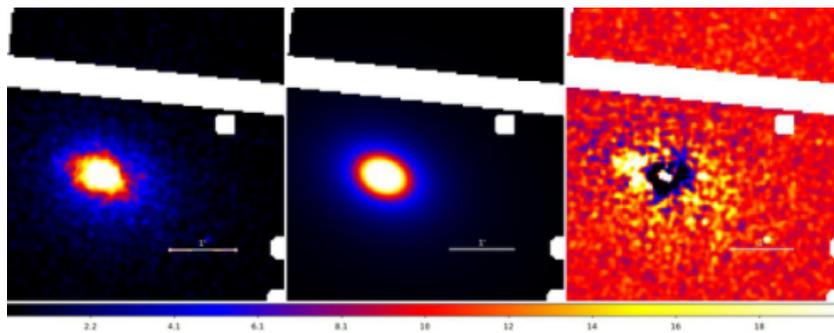
No caso de RJX2129+0005, a região central é muito mais fria do que o restante do aglomerado e coincide com o pico de emissão traçado pelos contornos.



(a) A267

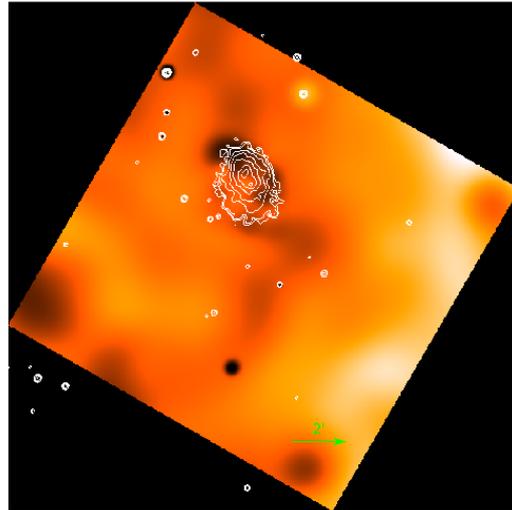


(b) A2631

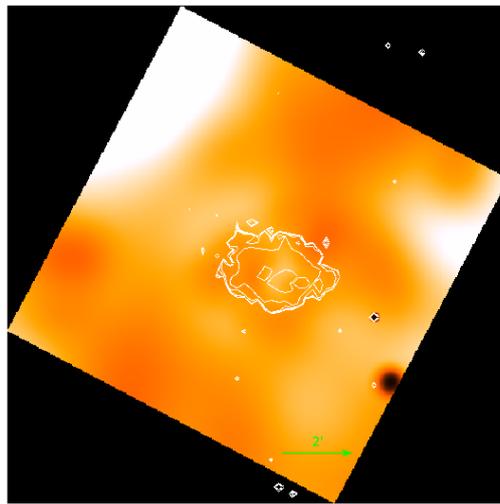


(c) RXJ2129+0005

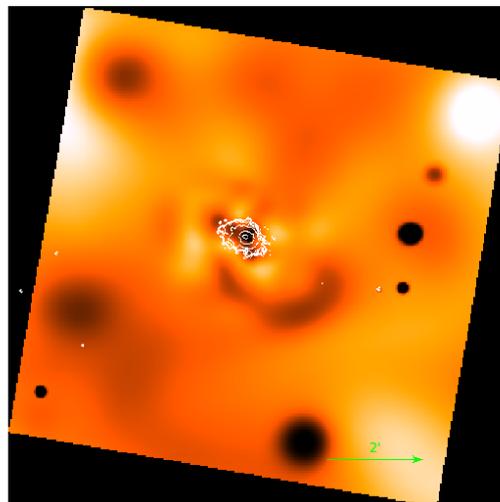
Figura 4.2: Da esquerda para a direita: observação em raio-X do aglomerado, modelo β bidimensional ajustado e resíduos.



(a) A267



(b) A2631



(c) RXJ2129+0005

Figura 4.3: Mapas de razão de dureza. A cor preta indica $HR = 0$, e a branca, $HR = 1$.

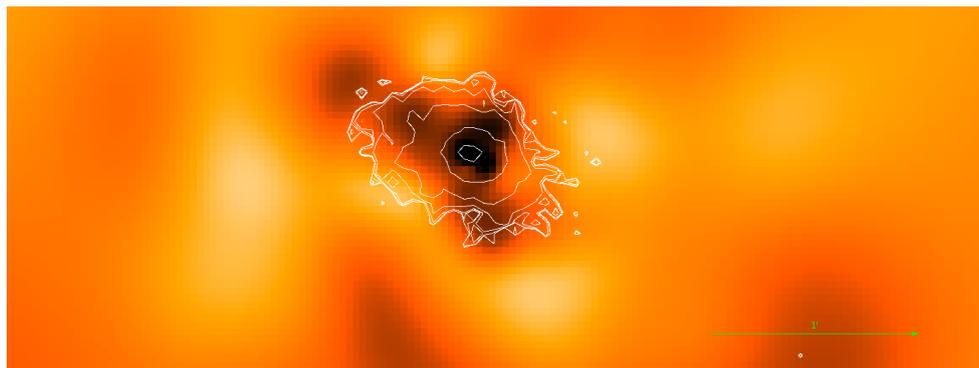


Figura 4.4: Detalhe do Mapa de razão de dureza de RXJ2129+0005.

4.2 Detecção de estruturas em larga escala

Realizando os procedimentos de detecção de estruturas descrito na seção 3.2.2 e de visualização da distribuição de galáxias pelo mapa de luminosidade (seção 3.2.3), foram obtidos os resultados presentes nas figuras 4.5, 4.6 e 4.7. Os métodos citados acima foram aplicados sobre os mesmos intervalos de redshift (3.1), no intuito de comparar as imagens geradas. Os mapas de luminosidade foram suavizados por uma função gaussiana de raio 4.

4.3 Discussão

Comparando os resultados obtidos em 4.1 e 4.2, as seguintes observações podem ser feitas:

4.3.1 A267

Não há indícios de que o aglomerado A267 possua cool-core. Contudo, a distribuição dos resíduos (figura 4.2), a presença de dois picos de emissão (denotados pelos contornos) e de duas regiões com temperaturas bem menores que as demais, indicam que o aglomerado possui algum tipo de estrutura interna, ou então, que esteja passando por algum processo de interação gravitacional, como a colisão de sub-aglomerados. Ou seja, gás frio deslocado dos picos de emissão pode ser uma evidência de sloshing (durante a interação de dois aglomerados, o gás é separado do restante da estrutura devido à pressão de arraste) (Machado et al., 2014).

No intuito de melhor avaliar este cenário, sobrepôs-se observações no óptico do aglome-

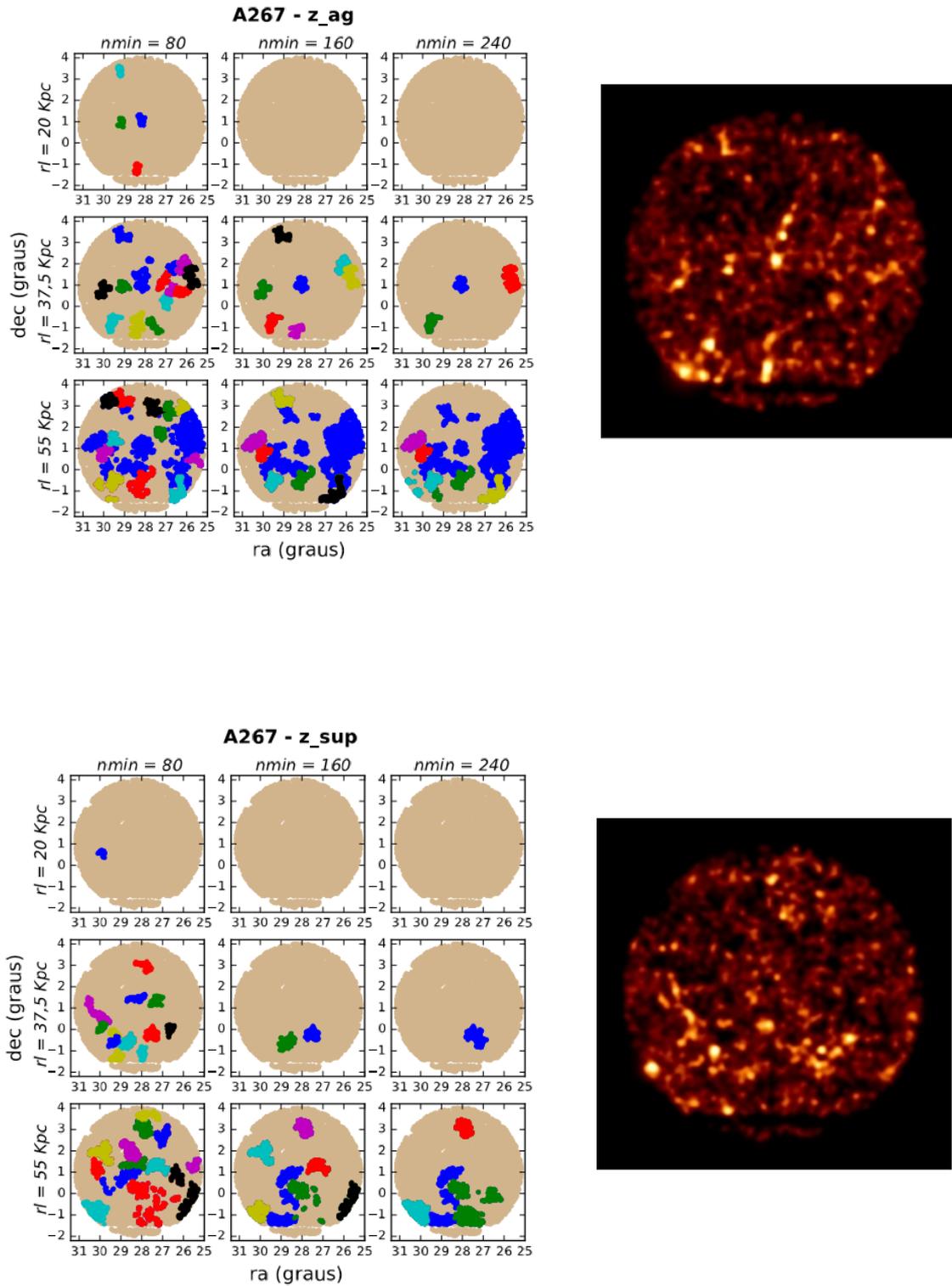


Figura 4.5: A267: À esquerda, grupos identificados a partir de FoF, com diferentes valores para os parâmetros de entrada; à direita, mapas de luminosidade. A primeira linha corresponde à primeira fatia da tomografia, centrada no *redshift* do aglomerado, e a segunda linha, à segunda fatia.

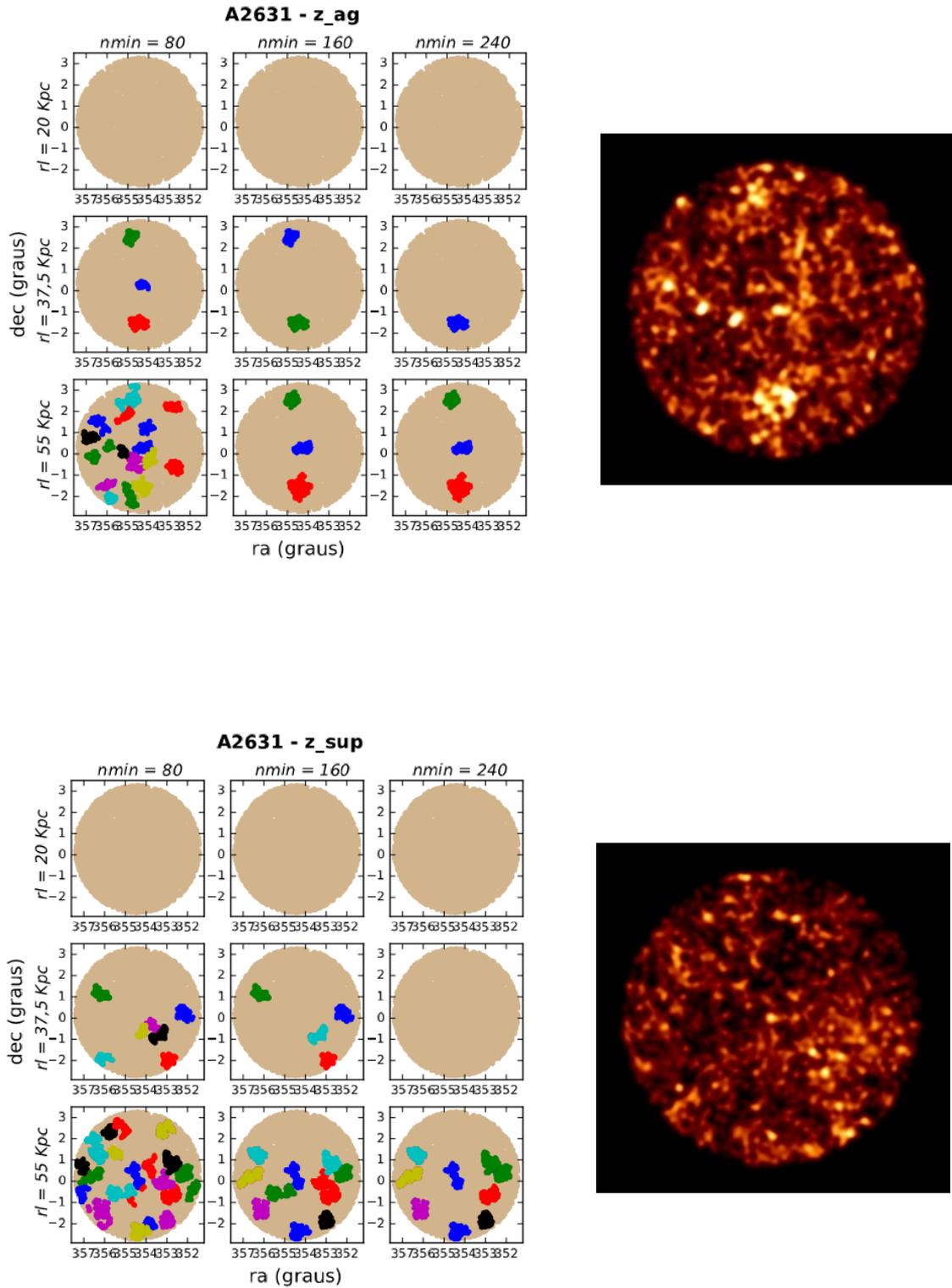


Figura 4.6: A2631

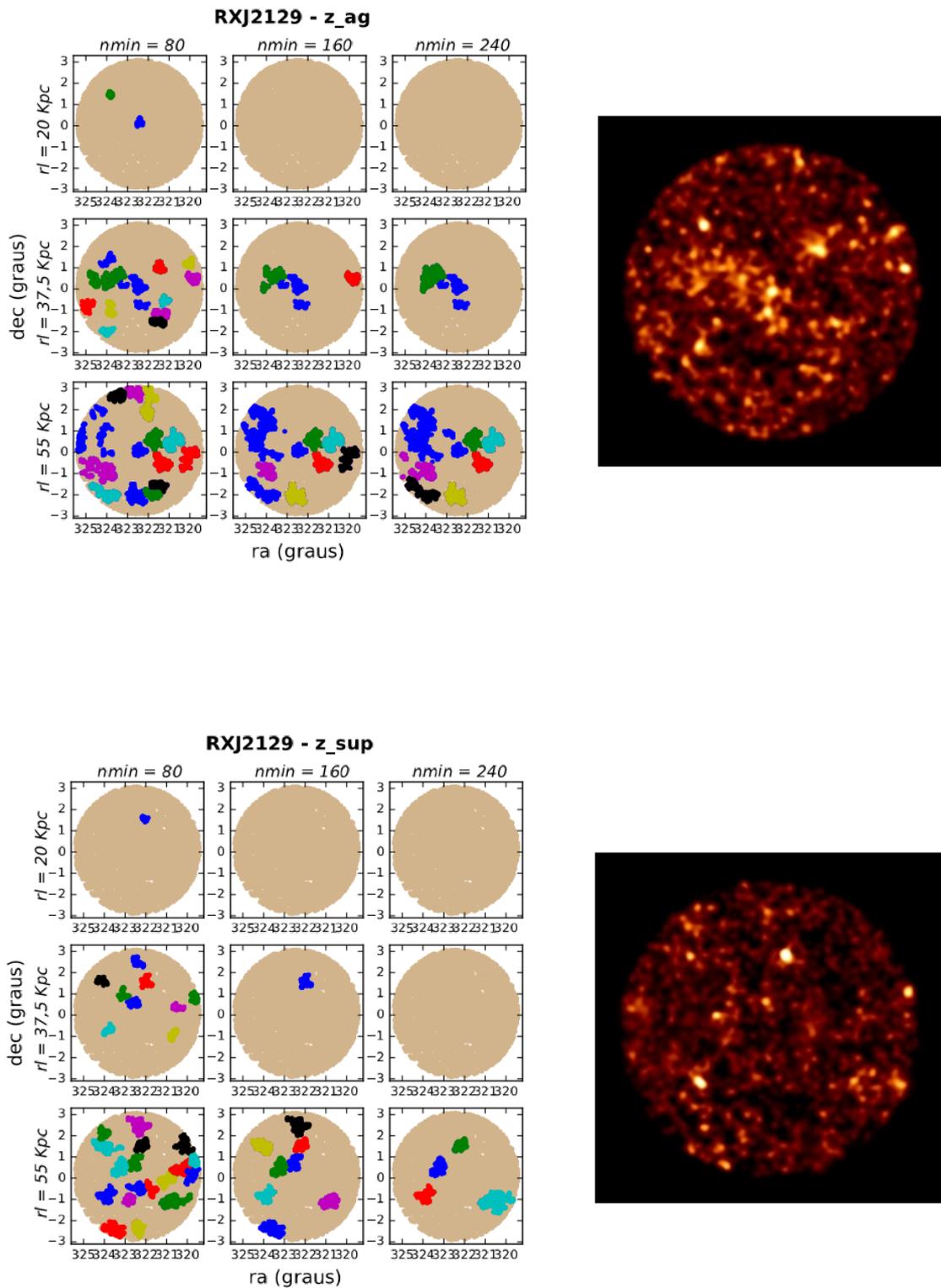


Figura 4.7: RXJ2129+0005

rado realizadas pelo Sloan Digital Sky Survey (SDSS) aos contornos de densidade (figura 4.8). Os picos de emissão em raio-X aparecem deslocados das regiões centrais mais luminosas no óptico. Também, não é possível identificar visualmente subestruturas formadas pelas galáxias do aglomerado. Para uma averiguação mais profunda, é necessária análise quantitativa, porém a mesma está fora do escopo deste projeto.

A possibilidade de choques entre subaglomerados de A267 está de acordo com a ausência de evidências de cool-core, uma vez que aglomerados deste tipo são associados a estruturas em formação.

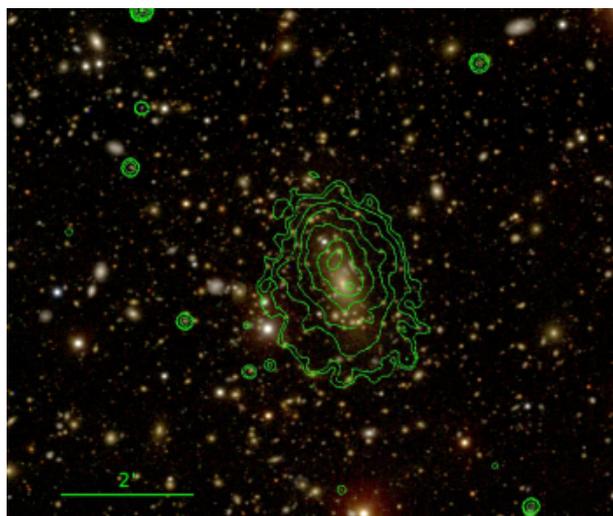


Figura 4.8: Observação no óptico de A267 com sobreposição dos as linhas de contorno de densidade do aglomerado

Quanto à morfologia da distribuição de galáxias ao seu redor, é possível identificar, na primeira fatia, um possível filamento cruzando o aglomerado central, tanto no painel $rl = 37,5 \text{ Kpc}$, $nmin = 80$, quanto no mapa de luminosidade. Além disso, pode-se dizer que A267 é um aglomerado rico, já que foi detectado nos painéis com $nmin = 240$, e $rl > 20 \text{ Kpc}$. Também, comparando as duas fatias da tomografia, vê-se que não há relação entre os grupos encontrados em cada uma delas.

4.3.2 A2631

Novamente, não foram encontrados indícios de que A2631 seja um aglomerado cool-core. Na realidade, sua região central é mais quente do que suas bordas.

O mapa de luminosidade e o diagrama de grupos revelam que a região ao redor de A2631 (na primeira fatia) não possui tantos pontos de sobredensidade como no caso de

A267. Apenas três grupos são detectados no painel $rl = 37,5$ Kpc, $n_{min} = 80$, e apenas um em $n_{min} = 240$, indicando que os poucos grupos da área não são ricos (incluindo o próprio A2631).

O painel com maior detecção de grupos é o inferior esquerdo ($rl = 55$ Kpc, $n_{min} = 80$). Nele, à esquerda e acima de A2631 parecem haver duas estruturas, correspondentes as regiões mais brilhantes no mapa de luminosidade. Porém, a região entre eles não pode ser considerada como um vazio. Dessa forma, estas possíveis estruturas não foram consideradas como filamentos. Como para A267, não se vê semelhanças entre os dois painéis da tomografia.

4.3.3 RXJ2129+0005

Em todas as análises realizadas, este aglomerado apresentou evidências da presença de cool-core. O perfil radial não foi bem ajustado pelo modelo, sendo a intensidade na sua região central maior do que a prevista; Os resíduos do ajuste do modelo bidimensional também mostram que há nesta região um pico de emissão; O mapa de HR revela que esta área é muito mais fria que o restante do aglomerado.

A análise morfológica da região mostra que RXJ2129+0005 é um aglomerado rico e denso, pois é detectado em 7 dos 9 painéis da primeira fatia. Na linha $rl = 37,5$ Kpc são mostradas áreas de sobredensidade à esquerda do aglomerado central. Contudo, assim como em A2631, as regiões ao redor dessa possível estrutura são muito populosas para que a consideremos como um vazio. Na verdade, o mapa de luminosidade revela uma distribuição relativamente uniforme. Novamente, os painéis da tomografia não apresentam grupos semelhantes.

4.3.4 Metodologia

Em relação aos modelos β , algumas observações são relevantes. De acordo com Ota et al. (2013), aglomerados cool-core tem $R_c \approx 60$ Kpc e aqueles já relaxados mas ainda não com cool-core tem $R_c \approx 200$ Kpc. Ambos os ajustes (1D e 2D) foram incapazes de descrever com precisão as observações de RXJ2129+0005. No entanto, o valor de R_c encontrado pelo modelo bidimensional se aproximou muito mais do previsto. No caso deste aglomerado, o R_c avaliado unidimensionalmente é da ordem dos valores obtidos para A267 e A2631, que não se encontram virializados. Ou seja, apesar de ambos ajustes serem

imprecisos, o bidimensional é o que obteve resultados mais realistas (vide tabelas 4.1 e 4.2).

Quanto à distribuição em larga escala, além dos resultados discutidos acima, a tomografia do diagrama de grupos e do mapa de luminosidade trazem outros produtos interessantes.

Os aglomerados A267 e RXJ2129+0005 estão em redshifts semelhantes ($z = 0,231$ e $z = 0,235$, respectivamente). Em ambos os casos, nota-se maior número de grupos densos na primeira fatia em relação à segunda. Por exemplo, em A267 no painel $rl = 20$ Kpc, $n_{min} = 80$ são identificados 4 grupos na primeira fatia, e apenas 1 na segunda; para ambas as regiões, na linha $rl = 37,5$ Kpc da fatia em redshifts menores, foram detectados muito mais grupos do que na mesma linha pra redshifts maiores.

Também, observando os seis mapas de luminosidade, nota-se que os referentes às primeiras fatias possuem visualmente mais regiões de sub e sobredensidade, enquanto as referentes às segunda fatias não possuem muitas áreas de com picos de luminosidade, indicando a escassez de grandes aglomerações de galáxias.

Portanto, o tratamento tomográfico nos mostra um resultado previsto pela teoria: quanto menor o redshift, ou seja, quanto mais velho o universo, mais colapsadas estão as estruturas.

Conclusões

Na primeira etapa deste projeto, foram estudadas e aplicadas três técnicas de análises do gás intra-aglomerado, a partir de sua emissão em raio-X: ajuste do Perfil Radial de Intensidade, ajuste de modelo bidimensional e Mapa de Temperatura, com o intuito deste é determinar o estado dinâmico de aglomerados de galáxias. Os objetos sobre os quais a análise foi feita foram classificados da seguinte forma: A267 e A2631 como não cool-core, RXJ2129+005 como cool-core.

No caso dos três aglomerados estudados as formas de análise mostraram-se consistentes, todas elas levando aos mesmos resultados. Além de dizer se os aglomerados são ou não cool-core, os métodos também deram indícios da presença de estruturas internas e da interação entre subaglomerados. Desta forma, eles foram considerados eficientes para o propósito deste estudo.

A segunda parte deste trabalho consistiu no aprendizado de métodos de detecção de estruturas em larga escala. Um deles, Friends-of-friends, foi aplicado às regiões cônicas de \mathcal{P} de raio centradas nos aglomerados citados acima, com objetivo de verificar como se dá a morfologia da distribuição de galáxias nestas áreas. Também, para inspeção visual, foram feitos mapas de luminosidade a partir de um código usado pelo grupo. Ambos métodos foram aplicados em duas fatias distintas de redshift - $z_{\text{aglo}} \pm 2\sigma$; $(z_{\text{aglo}} + 4\sigma) \pm 2\sigma$ -, criando a tomografia das observações.

Das três regiões, apenas aquela ao redor de A267 apresentou filamentos claros. Apesar da fácil aplicabilidade, o método não é tão eficiente quanto desejado para identificar estruturas filamentosas. Apesar disso, ele nos dá informações sobre a riqueza e densidade das regiões, além de explicitar a evolução de estruturas colapsadas de acordo com o redshift.

Os principais resultados estão expostos na tabela 5.1.

Tabela 5.1 - Principais resultados obtidos no projeto.

Aglomerado	<i>cool-core</i>	filamentos	Observações
A267	não	sim	possui estrutura interna
A2631	não	não	-
A267	sim	não	-

Um aglomerado com cool-core é considerado relaxado. A presença de filamentos ao seu redor poderia causar um fluxo maior de matéria sobre o aglomerado, impedindo que esse chegasse ao estado de equilíbrio em que se encontra. Seguindo este raciocínio, o fato de RXJ2129+0005 possuir cool-core é acordante com a ausência de filamentos ao seu redor. A mesma lógica se aplica sobre A267, já que não é cool-core, possui evidências de sloshing, e apresenta filamentos ao seu redor. A2631, porém, não se enquadra nessa descrição. Como foram estudadas apenas três regiões, não é possível realizar uma análise estatística para averiguar qual a robustez desse raciocínio.

Referências Bibliográficas

- Alam S., Albareti F. D., Prieto C. A., Anders F., Anderson S. F., Anderton T., Andrews B. H., Armengaud E., Aubourg É., Bailey S., et al., The eleventh and twelfth data releases of the Sloan Digital Sky Survey: final data from SDSS-III, The Astrophysical Journal Supplement Series, 2015, vol. 219, p. 12*
- Böhringer H., Werner N., X-ray spectroscopy of galaxy clusters: studying astrophysical processes in the largest celestial laboratories, The Astronomy and Astrophysics Review, 2010, vol. 18, p. 127*
- Cavaliere A., Fusco-Femiano R., The distribution of hot gas in clusters of galaxies, Astronomy and Astrophysics, 1978, vol. 70, p. 677*
- Davis M., Huchra J., Latham D. W., Tonry J., A survey of galaxy redshifts. II-The large scale space distribution, The Astrophysical Journal, 1982, vol. 253, p. 423*
- Diaferio A., The large-scale distribution of galaxies, Marie Curie Fellowship Annals, 2001, vol. 1, p. 35*
- Ebeling H., Wiedenmann G., Detecting structure in two dimensions combining Voronoi tessellation and percolation, Physical Review E, 1993, vol. 47, p. 704*
- Einasto J., Jõeveer M., Saar E., Structure of superclusters and supercluster formation, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 1980, vol. 193, p. 353*
- Einasto M., Lietzen H., Tempel E., Gramann M., Liivamägi L., Einasto J., SDSS superclusters: morphology and galaxy content, Astronomy & Astrophysics, 2014, vol. 562, p. A87*

- Evans I. N., Primini F. A., Glotfelty K. J., Anderson C. S., Bonaventura N. R., Chen J. C., Davis J. E., Doe S. M., Evans J. D., Fabbiano G., et al., *The Chandra Source Catalog*, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 2010, vol. 189, p. 37
- Gregory S. A., Thompson L. A., *The Coma/A1367 supercluster and its environs*, *The Astrophysical Journal*, 1978, vol. 222, p. 784
- Hallman E. J., Burns J. O., Motl P. M., Norman M. L., *The β -Model Problem: The Incompatibility of X-Ray and Sunyaev-Zeldovich Effect Model Fitting for Galaxy Clusters*, *The Astrophysical Journal*, 2007, vol. 665, p. 911
- Huchra J., Geller M., *Groups of galaxies. I-Nearby groups*, *The Astrophysical Journal*, 1982, vol. 257, p. 423
- Icke V., van de Weygaert R., *The galaxy distribution as a Voronoi foam*, *Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society*, 1991, vol. 32, p. 85
- Kravtsov A. V., Borgani S., *Formation of galaxy clusters*, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 2012, vol. 50, p. 353
- Lagana T. F., Andrade-Santos F., Neto G. L., *Spiral-like structure at the centre of nearby clusters of galaxies*, *Astronomy & Astrophysics*, 2010, vol. 511, p. A15
- Lea S. M., Silk J., Kellogg E., Murray S., *Thermal-Bremsstrahlung interpretation of cluster X-ray sources*, *The Astrophysical Journal*, 1973, vol. 184, p. L105
- Markevitch M., Vikhlinin A., *Shocks and cold fronts in galaxy clusters*, *Physics Reports*, 2007, vol. 443, p. 1
- O'Mill A. L., Proust D., Capelato H. V., Castejon M., Cypriano E. S., Neto G. B. L., Laerte S., *Structure and dynamics of the supercluster of galaxies SC0028-0005*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2015, vol. 453, p. 868
- Ota N., Onzuka K., Masai K., *Density Profile of a Cool Core of Galaxy Clusters*, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 2013, vol. 65, p. 47
- Park T., Kashyap V. L., Siemiginowska A., Van Dyk D. A., Zezas A., Heinke C., Wargelin B. J., *Bayesian estimation of hardness ratios: Modeling and computations*, *The Astrophysical Journal*, 2006, vol. 652, p. 610

Poudel A., Heinämäki P., Tempel E., Einasto M., Lietzen H., Nurmi P., The effect of cosmic web filaments on the properties of groups and their central galaxies, Astronomy & Astrophysics, 2017, vol. 597, p. A86

Press W., Davis M., How to identify and weigh virialized clusters of galaxies in a complete redshift catalog, The Astrophysical Journal, 1982, vol. 259, p. 449

Ramella M., Boschin W., Fadda D., Nonino M., Finding galaxy clusters using Voronoi tessellations, Astronomy & Astrophysics, 2001, vol. 368, p. 776

Ryden B., Introduction to cosmology. Cambridge University Press, 2016

Sarazin C. L., X-ray Emission from Clusters of Galaxies, 1988

Schneider P., , 2006 in , Gravitational Lensing: Strong, Weak and Micro. Springer pp 1-89