

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

Felipe Andrade Santos

**Análise de Subestruturas em Raios-X em
Aglomerados de Galáxias**

São Paulo

2008

Felipe Andrade Santos

Análise de Subestruturas em Raios-X em Aglomerados de Galáxias

Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como parte dos requisitos para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Gastão B. Lima Neto

São Paulo

2008

Ao meu irmão Guilherme.

Agradecimentos

Em primeiro lugar gostaria de agradecer ao Professor Dr. Gastão B. Lima Neto pela orientação nesse trabalho.

Agradeço também à CAPES pela bolsa concedida.

Aos pesquisadores Ralph Kraft, William Forman, Christine Jones, Kristian Pedersen e Steen Hansen.

Aos amigos Oscar, Tatiana, Vinícius, Raimundo, Sérgio, Rodrigo, Tiago, Graziela, Juan, Desirré, Cristiano, Lívia, Márcio, Caio, Danilo, Jefferson, Roberto, Camila, Pedro, Henrique e Ricardo pela ajuda.

Ao setor de informática e às secretarias do departamento de astronomia e de pós-graduação.

Aos meus primos, primas, tios, tias, avô e avó.

Por fim agradeço aos meus pais, Airton e Ana, meus irmãos, Ana Carolina e Guilherme, e minha namorada, Katia, por todo o apoio.

“There are more things in heaven and earth, Horatio, than are dreamt of in your philosophy.”

Shakespeare

Resumo

Aglomerados de galáxias são laboratórios astrofísicos interessantes, servindo para o estudo da estrutura em larga-escala do Universo e para testes de modelos cosmológicos. No cenário hierárquico de formação de estruturas, aglomerados são objetos jovens, que apresentam subestruturas. Em geral, relacionamos o grau de subestrutura com a idade dinâmica do aglomerado: ou seja, quanto mais subestruturas, mais jovem.

Nesse trabalho apresentamos um novo método para quantificarmos subestruturas em aglomerados baseado na análise do número de estruturas detectadas por um algoritmo do tipo “friends-of-friends”. Esta análise é feita em uma imagem residual obtida pela subtração da imagem em raios-X observada por uma distribuição de brilho superficial, obtida por um ajuste bidimensional de um modelo analítico (modelo β ou Sérsic) com simetria elíptica.

Nosso método foi aplicado à 55 aglomerados, que foram observados pelo telescópio espacial *Chandra* por mais de 10 ks, pelo detector ACIS-I e que estão na faixa de *redshift* $z \in [0,02, 0,2]$, e assim obtivemos a relação do grau de subestrutura com grandezas físicas, como metalicidade, massa total, luminosidade, temperatura e *redshift*, e o indicador de concentração, utilizado em economia, índice de Gini.

Concluimos que há correlação entre o grau de subestrutura, massa, luminosidade e temperatura, e que não há nenhuma evidência de correlação do grau de subestrutura com a metalicidade, índice de Gini, e pouca com relação ao *redshift* (no intervalo em questão). O método se mostrou útil por si só, pois a própria detecção de subestruturas é interessante, assim como a sua aplicação em criar amostras de aglomerados com alto e baixo graus de subestrutura, uma vez que esses grupos distintos apresentaram relações de escala diferentes, nos mostrando que o estudo de subestruturas pode ser importante para

entendermos viéses em testes de modelos cosmológicos. A forma como foi definido o grau de subestrutura sugere que o mesmo seja um indicador da história de acreções de halos pela qual passou o aglomerado, e que nos últimos 2 bilhões de anos a taxa com que os aglomerados se fundiram compensou a relaxação que eles sofreriam em um sistema físico isolado, pois o grau de subestrutura apresenta uma fraca evolução no intervalo de *redshift* em questão ($z \in [0,02, 0,2]$).

Abstract

Clusters of galaxies are interesting astrophysical laboratories, serving for the study of the large-scale structure of the Universe and for testing cosmological models. In the hierarchical scenario of structures formation, clusters are young objects, that present substructures. In general we relate the substructure level with its dynamical age, i.e, the more substructures it presents, the younger it is.

In this work we present a new method to quantify substructures in clusters of galaxies, based in the analysis of the number of structures detected by an algorithm of the type “friends-of-friends”. This analysis is done in a residual image obtained from the subtraction of the surface brightness image, obtained by fitting a bidimensional analytical model (β -model or Sérsic) with elliptical symmetry from the X-ray image.

Our method was applied to 55 clusters, which were observed by the ACIS-I detector from the *Chandra* Space Telescope for more than 10 ks, and that are in the redshift range $z \in [0,02, 0,2]$. Thus we obtained the relation of the substructure level with physical quantities, such as metalicity, total mass, luminosity, temperature and redshift, and the concentration indicator, used in economy, Gini index.

We concluded that there is correlation between the substructure level, mass, luminosity and temperature, and that there are no correlation evidences between substructure level, metalicity, Gini index, and weak correlation with redshift (in the studied interval). The method by itself has shown to be useful, once substructures detection is interesting, as well as its application to create samples of clusters with high and low substructure level, once these 2 different groups presented distinct scale relations, showing us that studying substructure may be important to better understand biases in tests for cosmological models. The way substructure level was defined suggests that it is a history of halos accretion

indicator, and that in the last 2 billion years the cluster merger rate has balanced the relaxation they would have experienced in an isolated physical system, once the substructure level presents a weak evolution in the studied redshift range ($z \in [0,02, 0,2]$).

Lista de Figuras

1.1	Simulação Millenium	23
2.1	Esquema do telescópio espacial <i>Chandra</i>	29
2.2	Esquema dos detectores ACIS	30
3.1	Modelos β e Sérsic	36
4.1	Imagem do aglomerado 3C28.0	39
4.2	Subestruturas positivas do aglomerado 3C28.0	40
4.3	Subestruturas negativas do aglomerado 3C28.0	40
4.4	Imagem do aglomerado A2163	40
4.5	Subestruturas positivas do aglomerado A2163	41
4.6	Subestruturas negativas do aglomerado A2163	41
4.7	Índice de Gini	44
4.8	Imagem do aglomerado 1E0657-56	49
4.9	Imagem, das subestruturas positivas, do aglomerado 1E0657-56	50
4.10	Imagem, das subestruturas negativas, do aglomerado 1E0657-56	50
4.11	Grau de subestruturas vs. Tempo de exposição	51
4.12	Grau de subestruturas vs. Tempo de exposição	52
4.13	Evolução do grau de subestruturas	53
5.1	Evolução do grau de subestruturas	60
5.2	Grau de subestrutura vs. Temperatura	61
5.3	Grau de subestrutura vs. Luminosidade	61
5.4	Grau de subestrutura vs. Massa total	62

5.5	Grau de subestrutura vs. Metalicidade	63
5.6	Grau de subestrutura vs. Índice de Gini	64
5.7	Massa total vs. Temperatura	64
5.8	Luminosidade vs. Temperatura	65
5.9	Luminosidade vs. Massa total	65
5.10	A907 - Perfil do grau de subestrutura total	67
5.11	A907 - Perfil do grau de subestrutura por anel	67
5.12	A907 - Perfil do grau de subestrutura local	68
5.13	A907 - Densidade do perfil do grau de subestrutura	68
5.14	A907 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subestrutura	69
5.15	A1689 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subestrutura	69
5.16	A1914 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subestrutura	70
5.17	1E0657-56 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subes- trutura	70
C.1	Imagem do aglomerado A85	87
C.2	Subestruturas positivas do aglomerado A85	87
C.3	Imagem do aglomerado A520	88
C.4	Subestruturas positivas do aglomerado A520	88
C.5	Subestruturas negativas do aglomerado A520	88
C.6	Imagem do aglomerado A907	89
C.7	Subestruturas positivas do aglomerado A907	89
C.8	Subestruturas negativas do aglomerado A907	89
C.9	Imagem do aglomerado A1689	90
C.10	Subestruturas positivas do aglomerado A1689	90
C.11	Subestruturas negativas do aglomerado A1689	90
C.12	Imagem do aglomerado A1914	91
C.13	Subestruturas positivas do aglomerado A1914	91
C.14	Subestruturas negativas do aglomerado A1914	91
C.15	Imagem do aglomerado A3667	92
C.16	Subestruturas positivas do aglomerado A3667	92
C.17	Subestruturas negativas do aglomerado A3667	92

Lista de Tabelas

5.1	Tabela com os resultados estatísticos	59
A.1	Aglomerados de Galáxias selecionados	83
B.1	Aglomerados de Galáxias e seus parâmetros físicos	85

Sumário

1. <i>Introdução</i>	19
1.1 Aglomerados de galáxias	19
1.2 Subestruturas em aglomerados de galáxias	22
2. <i>Amostra</i>	29
3. <i>Análise</i>	33
3.1 Redução dos dados e preparação das imagens	33
3.1.1 Reprocessamento dos arquivos de eventos 1	33
3.1.2 Correção pelo mapa de exposição	34
3.1.3 Detecção de fontes pontuais	35
3.2 Análise das imagens	35
3.2.1 Perfis de brilho superficial e densidade	36
3.2.2 Ajuste do brilho superficial	37
3.3 Análise espectral	37
3.3.1 Determinação de R_{500}	37
4. <i>Subestruturas em Aglomerados: Uma Abordagem Quantitativa</i>	39
4.1 Método utilizado	40
4.1.1 Intensidade	42
4.1.2 Multiplicidade	43
4.1.3 Índice de Gini	44
4.1.4 Incertezas	45

4.2	Descrição dos algoritmo e programa utilizados	46
4.2.1	Algoritmo <i>friends-of-friends</i>	46
4.2.2	Manipulando as imagens	47
4.2.3	Cálculos efetuados	50
4.3	Perfis do grau de subestrutura	53
4.3.1	Perfil do grau de subestrutura integrado	54
4.3.2	Perfil do grau de subestrutura por anel	54
4.3.3	Perfil do grau de subestrutura local	54
4.3.4	Perfil da densidade do grau de subestrutura	55
5.	<i>Resultados e Discussão</i>	57
5.1	Correlações do grau de subestrutura com grandezas físicas	57
5.1.1	Grau de subestrutura vs. Redshift	58
5.1.2	Grau de subestrutura vs. Temperatura.	60
5.1.3	Grau de subestrutura vs. Luminosidade.	60
5.1.4	Grau de subestrutura vs. Massa total.	61
5.1.5	Grau de subestrutura vs. Metalicidade	62
5.1.6	Grau de subestrutura vs. Índice de Gini	63
5.2	Relações de escala	63
5.3	Perfil do grau de subestruturas para os aglomerados A907, A1689, A1914 e 1E0657-56	66
6.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	71
	<i>Referências</i>	73
	<i>Apêndice</i>	81
	<i>A. Amostra</i>	83
	<i>B. Resultados</i>	85
	<i>C. Imagens de Subestruturas</i>	87

Introdução

Esse trabalho consiste em um novo método de quantificar subestruturas em aglomerados de galáxias, e aplicá-lo à uma amostra de forma à obtermos as correlações entre subestruturas presentes nos mesmos e seus parâmetros físicos.

Nesse capítulo se encontra uma breve revisão sobre a física e algumas propriedades de aglomerados de galáxias, assim como uma revisão sobre subestruturas nos mesmos. No capítulo 2 se encontra a amostra utilizada, já no capítulo 3 o tratamento dos dados é discutida. No capítulo 4 a forma como as subestruturas serão quantificadas é definida. No capítulo 5 os resultados e discussão são apresentados, e por fim no capítulo 6 encontram-se a conclusão do trabalho e perspectivas.

1.1 Aglomerados de galáxias

Aglomerados de galáxias são os maiores objetos virializados no Universo, isto é, eles podem ser vistos como o limite superior da função de massa (porcentagem de objetos colapsados gravitacionalmente com massa entre M e $M+dM$). Em um Universo dominado por uma constante cosmológica e matéria escura fria (Λ CDM), halos de matéria escura se formam através de instabilidade gravitacional à partir de flutuações quânticas primordiais no campo de densidade de matéria. A amplitude dessas flutuações aumenta conforme as mesmas deixam de expandir com o fluxo de Hubble, colapsando e virializando, formando estruturas densas e relaxadas. Essas estruturas formarão estruturas maiores, através de fusões, até formarem aglomerados de galáxias em um estágio final.

Um aglomerado de galáxias rico tem milhares de galáxias, tipicamente com uma massa total de $\sim 1-10 \times 10^{14} M_{\odot}$ e uma dimensão da ordem ou um pouco superior à $\sim 2-3 h^{-1} \text{Mpc}$

(p.ex., Sarazin, 1988). Estes valores implicam que aglomerados ricos têm uma densidade média $\bar{\rho}_{\text{aglom}} \sim 50\text{--}200\rho_c$. Estes picos de densidade no universo são relativamente raros: apenas cerca de 7% das galáxias se encontram nos aglomerados ricos.

Aglomerados são feitos de três ingredientes principais: matéria escura não-colisional ($\sim 80\%$), bárions quentes (e mornos) difusos ($\sim 17\%$), e bárions frios (estrelas em galáxias e estrelas responsáveis pela luz difusa, $\sim 3\%$). A matéria escura é dinamicamente dominante e forma poços de potencial que capturam os bárions.

O colapso leva à uma relaxação violenta: matéria escura e bárions se ajustam rapidamente e atingem um equilíbrio entre pressão e força gravitacional. As velocidades das partículas dentro dos halos se tornam aleatórias e todos os componentes da matéria atingem o mesmo equilíbrio dentro do raio do virial (p.ex., Sarazin, 1986).

Os bárions difusos são aquecidos até temperaturas entre $T_X \sim 1$ à 10 keV (grosseiramente correspondendo à massas no intervalo de 10^{14} à $5 \times 10^{15} M_\odot$) e constituem o meio intra-aglomerado (a partir de agora ICM, do inglês Intra Cluster Medium). Graças à densidade muito baixa dos elétrons (tipicamente $n_e \approx 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ no centro) o ICM é opticamente fino e está em um estado de equilíbrio colisional entre elétrons e íons pesados. A emissão resultante na faixa de $0,1 - 10$ keV (raios-X mole) é descrita por um componente contínuo devido ao *Bremsstrahlung*, mais linhas de emissão de transições das camadas K e L de elementos pesados (ferro sendo o mais proeminente). O equilíbrio colisional nos permite obter do espectro em raios-X do ICM, ambas a temperatura dos elétrons e a abundância de elementos pesados (p.ex., Kahn, 2005).

Desde a descoberta da emissão de raios-X em aglomerados de galáxias em observações feitas por balão na década de 1960 e confirmadas pelo satélite *Uhuru* em 1970, amostras de aglomerados têm sido consideradas uma das melhores ferramentas para cosmologia, graças à relação direta entre propriedades espectrais e imagem dos raios-X e a massa dinâmica total (como consequência do equilíbrio hidrostático, Sarazin, 1986). Agora que estamos na era do *Chandra/XMM-Newton*, percebemos que aglomerados hospedam uma inesperada complexidade, que necessita de um entendimento muito mais profundo da termodinâmica do ICM, e da sua relação com outras componentes de massa, como as galáxias membros e a matéria escura. Esse é um efeito bem conhecido: conforme observamos o Universo com melhores instrumentos, maior complexidade é revelada.

Observações em diferentes comprimentos de onda fornecem informações complementares às propriedades dos aglomerados. No óptico, propriedades de galáxias individuais são estudadas e a medida de suas velocidades possibilita uma estimativa da massa total, através do teorema do virial (Zwicky, 1933, 1937). Observações no óptico também possibilitam estimarmos a massa total através de lentes gravitacionais fortes e fracas (p.ex., Lynds e Petrosian, 1989; Tyson et al., 1990).

Em comprimentos de onda maiores, observações em rádio em aglomerados têm importantes aplicações. O espalhamento Compton inverso dos fótons da radiação cósmica de fundo por elétrons térmicos do ICM gera o efeito Sunyaev-Zel'dovich (SZE; veja Birkinshaw, 1999). Observações desse efeito podem ser usadas para detectarmos aglomerados e determinarmos propriedades do ICM. Jatos emitindo em rádio, de AGNs, interagem com o ICM, inflando cavidades e gerando ondas de choque no gás emitindo em raios-X, e provavelmente devem ter um importante impacto nas propriedades do ICM (p.ex., McNamara et al., 2000).

As medidas mais precisas das propriedades do ICM atualmente são feitas em raios-X. O gás ionizado do ICM é o componente bariônico principal dos aglomerados de galáxias, e observações nos permitem obter propriedades fundamentais do ICM como a luminosidade em raios-X e temperatura, e permite estimarmos a massa (assumindo equilíbrio hidrostático do gás) mesmo para aglomerados em altos *redshifts* (ver Sarazin, 1986, para revisão). No Universo local sabe-se que a maioria ($\sim 2/3$) dos aglomerados possuem centros frios (“cool cores”, Peres et al., 1998; Vikhlinin et al., 2007). A alta densidade do gás nessas regiões centrais geram um resfriamento radiativo eficiente correspondendo à picos brilhantes de emissão em raios-X e baixas temperaturas. Os primeiros modelos previam que o gás se resfriaria, embora o seu destino era desconhecido (veja a revisão de Fabian, 1994). Observações mais recentes do *Newton* mostram que o gás não se resfria tanto como previsto inicialmente, necessitando de alguma forma de aquecimento para que esse processo seja regulado (Peterson et al., 2001). Feedback de AGNs é um candidato forte para prover essa energia necessária para evitar o resfriamento (p.ex., Nulsen et al., 2005). O gás se resfriando em regiões centrais entretanto ainda é considerável; temperaturas de $\sim 30\%$ da temperatura global são comuns, com regiões de resfriamento se estendendo à $\sim 0,15R_{500}^1$

¹ R_{500} é o raio que define uma esfera cuja densidade média de matéria no seu interior é igual à 500 vezes

(Vikhlinin et al., 2005; Sanderson et al., 2006).

Enquanto regiões centrais frias são comuns em sistemas relaxados (Chen et al., 2007), aglomerados são observados em uma grande variedade de estados dinâmicos, e observações em raios-X nos permitem estudar suas morfologias. Trabalhos iniciais caracterizaram os aglomerados em diferentes classes, baseado em suas aparências (Jones e Forman, 1984, 1999), enquanto que métodos quantitativos têm sido desenvolvidos, permitindo que a morfologia dos aglomerados seja correlacionada com outras propriedades (veja Buote e Tsai, 1995; Mohr et al., 1993). Usando tais métodos, evidências a partir dos momentos da expansão em série de Fourier do brilho superficial em raios-X mostram que aglomerados são geralmente menos relaxados em $z > 0,5$ (Jeltema et al., 2005). Análises de imagens em raios-X também foram usadas recentemente para demonstrar que a fração de centros frios em aglomerados cai de $\approx 65\%$ localmente para $\approx 15\%$ em $z > 0,5$ (Vikhlinin et al., 2006). Essas duas evidências observacionais são consistentes com uma taxa maior de fusões esperada para altos redshifts, previsto no cenário hierárquico.

Uma melhor visão do ICM pode ser obtida à partir das linhas de emissão do espectro em raios-X dos aglomerados. Isso é devido à quantidade de elementos pesados no gás. As abundâncias de metais observadas são consistentes com modelos de enriquecimento do ICM por supernovas, baseado nas taxas de formação estelar observadas (Ettori, 2005). Observações em raios-X têm permitido medidas espacialmente resolvidas em aglomerados, mostrando fortes gradientes de abundância em aglomerados com regiões centrais frias, e apenas gradientes de abundância médios em aglomerados sem regiões centrais frias (De Grandi e Molendi, 2001). Um recente trabalho também mostrou uma média menor da metalicidade do ICM em altos redshifts do que localmente (Balestra et al., 2007).

1.2 Subestruturas em aglomerados de galáxias

Como mencionado anteriormente, aglomerados de galáxias são as maiores estruturas virializadas (ou próximas de um estado de equilíbrio) no Universo. No cenário de formação de estruturas hierárquico, os aglomerados são estruturas relativamente jovens – aglomerados de baixa massa (pobres) se formam por volta de $z \sim 2$ enquanto que os mais massivos colapsariam em $z \sim 1$ (p.ex., veja simulação cosmológica de Springel et al., 2005). Os

a densidade crítica do Universo no redshift em questão.

aglomerados ricos se encontrariam na intersecção de filamentos de matéria (como ilustrado pela figura 1.1); vários aglomerados ao longo de um filamento de várias dezenas de Mpc podem ser identificados como super-aglomerados.

Estas propriedades fazem dos aglomerados de galáxias importantes instrumentos em cosmologia observacional. Estes objetos são utilizados para tratar a estrutura do Universo, quantificar o grau de aglomeração da matéria (i.e., a não homogeneidade em escalas de dezenas e centenas de Mpc) e, a partir daí, dar vínculos aos modelos de formação e evolução de estruturas, através da determinação de parâmetros cosmológicos – Ω_M , Ω_Λ , σ_8 etc., (Rosati et al., 2002). Isto pode ser feito, por exemplo, estudando-se a abundância de aglomerados em função do *redshift*: por exemplo, se no futuro encontrarmos alguns aglomerados massivos em $z = 3$, por exemplo 1 aglomerado com massa superior à $10^{15} M_\odot$, o modelo cosmológico Λ CDM estará em sérias dificuldades.

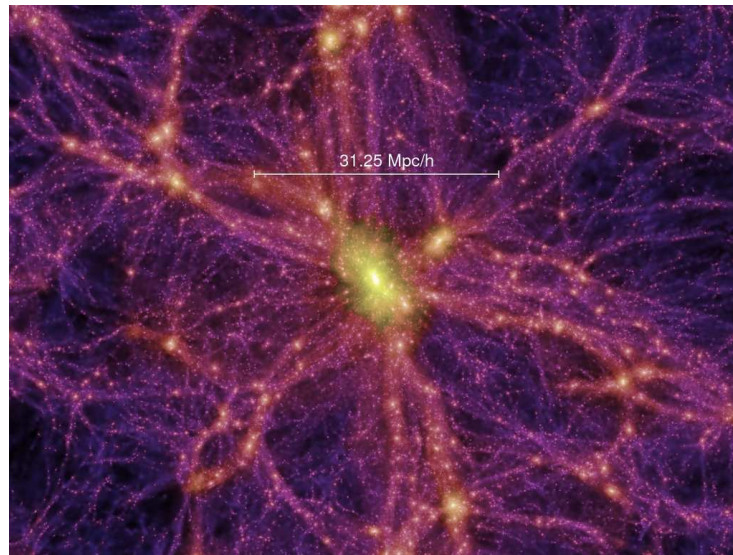


Figura 1.1: Simulação Millenium. Imagem de Volker Springel.

Individualmente, aglomerados são testemunhas de uma história recente de fusões, como previsto pelo modelo de formação hierárquica de estruturas – em um universo aberto, de baixa densidade, os aglomerados ricos não deveriam apresentar sinais de subestruturas hoje (Lacey e Cole, 1993). Em ordem de grandeza, aglomerados ricos se formam em $z \sim \Omega_0^{-1} - 1$.

Há mais de trinta anos que as subestruturas em aglomerados são estudadas, através da distribuição projetada de galáxias, do campo de velocidade das mesmas, pela intensidade

da emissão em raios-X do gás intra-aglomerado, por lentes gravitacionais, por mapas de temperatura do gás e, em breve, pelo efeito Sunyaev-Zel'dovich (veja Geller e Beers, 1982; Fitchett e Webster, 1987; Dressler e Shectman, 1988; West e Bothun, 1990; Mohr et al., 1993; Bird, 1994; West et al., 1995; Jones e Forman, 1999; Clowe et al., 2000). Contudo, não existe um estudo sistemático da fração de subestruturas em aglomerados de galáxias com os dados dos satélites de última geração.

Em geral, relacionamos o grau de subestrutura com a “idade dinâmica” do aglomerado (Richstone et al., 1992; Suwa et al., 2003): quanto mais subestruturas, mais jovem. Além disto, observa-se que as subestruturas muitas vezes estão alinhadas com estruturas em escalas de dezenas de Mpc (assim como as galáxias mais brilhantes também têm seu eixo principal alinhado com estruturas maiores, Lambas et al., 1988).

Fusões com outros aglomerados e grupos são responsáveis pela formação e crescimento dos mesmos, e são observadas como picos múltiplos na distribuição de densidade do aglomerado, ou morfologias perturbadas. O tempo de relaxação é relativamente pequeno, da ordem de 1 bilhão de anos, e a fração de aglomerados não relaxados deve refletir sua taxa de formação. A época de formação dos aglomerados depende de Ω_M e Ω_Λ , portanto a quantidade de subestruturas na época atual, e como elas evoluem com o *redshift* depende desses parâmetros. Aglomerados em altos *redshifts*, próximos da época de formação dos mesmos, devem na média ser dinamicamente mais jovens e apresentar mais subestruturas. Fusões introduzem erros sistemáticos em estudos cosmológicos, e podem levar à grandes desvios nas luminosidade, temperatura e velocidade de dispersão dos aglomerados (Rowley et al., 2004; Randall et al., 2002; Mathiesen e Evrard, 2001) e portanto à erros nas estimativas de massa e fração de gás, assim como desvios com relação ao equilíbrio. Por essas razões, um método de medir o estado dinâmico e entender como o mesmo evolui são importantes.

Estudos foram feitos sobre a estrutura de aglomerados em baixo *redshift*. Um dos primeiros estudos sistemáticos foi conduzido por Jones e Forman (1992), que visualmente examinaram 208 aglomerados observados pelo satélite de raios-X *Einstein*. Eles separaram os aglomerados em seis classes morfológicas, incluindo aglomerados simples, duplos, elípticos, com pico em emissão que não coincide com o centro espacial, complexos e aglomerados primários com um pequeno secundário. Eles concluíram que 40% dos aglomerados

estão nas 5 últimas classes e que 22% deles estão nas últimas 3 categorias, exibindo picos múltiplos. Esse estudo mostra que fusões são comuns em aglomerados. Entretanto para testes cosmológicos, uma medida mais quantitativa da estrutura do aglomerado e seu estado dinâmico são necessários. Métodos para quantificar estruturas têm usado ambas o brilho superficial do ICM em raios-X e a distribuição de galáxias no óptico. Entretanto, estudos no óptico requerem um grande número de galáxias (p. ex., Dutta, 1995), pelo menos algumas dezenas, e são mais suscetíveis à contaminações de galáxias de fundo e *foreground*. O único método que fornece diretamente a massa do aglomerado, sem necessidade de suposições como equilíbrio, são lentes gravitacionais. Entretanto lentes gravitacionais são sensíveis à projeção da massa ao longo da linha de visada, e portanto não têm boa resolução longe da região mais central do aglomerado. Por esses motivos é justificado o estudo em raios-X.

Estudos em raios-X de subestruturas em aglomerados usam um número diferente de indicadores estatísticos (veja Buote, 2002, para revisão). Por exemplo, Mohr et al. (1995) mediram variação no centróide, elipticidade, orientação e deslocamento radial para uma amostra de 65 aglomerados. Muitos outros estudos levaram em conta elipticidade (Gomez et al., 1997; Kolokotronis et al., 2001; Melott et al., 2001; Plionis, 2002), entretanto elipticidade não é um bom indicador da morfologia. Sistemas relaxados podem ser elípticos e subestruturas podem ser distribuídas simetricamente. A variação do centróide é um método melhor, onde o centróide do aglomerado é calculado em uma seqüência de anéis circulares de raios cada vez maiores. A variação da emissão ponderada desses centróides é uma medida de subestruturas no aglomerado (Mohr et al., 1993, 1995; Gomez et al., 1997; Rizza et al., 1998; Kolokotronis et al., 2001). Esse método é mais sensível à aglomerados duplos de mesma massa.

Outro método, desenvolvido por Buote e Tsai (1995, 1996) para estudar uma amostra de 59 aglomerados de galáxias observados com o ROSAT, é o método da razão de potências (*power ratio*). A razão de potências é construída a partir dos momentos da expansão em série de Fourier do brilho superficial em raios-X. Esse método é relacionado com o estado dinâmico e a morfologia do aglomerado.

Richstone et al. (1992) desenvolveram o primeiro estudo teórico sobre a relação entre subestruturas e cosmologia. Nos seus cálculos analíticos, eles assumiram que as subestrutu-

ras são destruídas no tempo necessário para se atravessar o aglomerado, e eles calcularam a fração de aglomerados, na aproximação de colapso esférico, que se formariam em um intervalo de tempo inferior ao tempo necessário para se atravessar o aglomerado, em função de Ω_M e Ω_Λ . Eles mostraram que essa fração depende principalmente de Ω_M , e eles estimaram que $\Omega_M \geq 0,5$, baseado nas estimativas de frequência de subestruturas em aglomerados em baixos *redshifts* (Jones e Forman, 1992). Esse método, assim como o estudo observacional de Jones e Forman (1992), prevê a fração de aglomerados com subestruturas. Uma abordagem semi-analítica mais recente foi desenvolvida por Buote (1998). Ele assume que a quantidade de subestruturas depende da quantidade de massa acretada dentro da escala de tempo de relaxamento e relaciona a fração de massa acretada com as razões de potência.

Embora esses métodos semi-analíticos forneçam uma indicação da evolução esperada das subestruturas em aglomerados de galáxias e sua dependência com parâmetros cosmológicos, talvez o melhor método para restringir modelos cosmológicos seja através de comparações com simulações de aglomerados. Simulações numéricas mostram que ambos o deslocamento do centróide e as razões de potências são capazes de distinguir modelos cosmológicos (Evrard et al., 1993; Jing et al., 1995; Dutta, 1995; Crone et al., 1996; Buote e Xu, 1997; Thomas et al., 1998; Valdarnini et al., 1999; Suwa et al., 2003). Entretanto comparações de diferentes estudos observacionais com simulações levaram a conclusões contraditórias. Mohr et al. (1995) obtiveram que seus deslocamentos de centróide eram consistentes com $\Omega_M = 1$, e Buote e Xu (1997) obtiveram que as razões de potências de seus aglomerados observados pelo *ROSAT* indicavam um universo com $\Omega_M < 1$. Ambos os estudos têm suas fraquezas. Buote e Xu (1997) usaram simulações apenas com matéria escura e aproximaram as razões de potência do brilho superficial em raios-X pelo quadrado das razões de potência da densidade de matéria escura. Mohr et al. (1995) usaram simulações que incorporam o gás intra-aglomerado mas apenas 8 aglomerados. Além do mais, essas simulações têm baixo poder de resolução para o gás.

A estrutura de aglomerados foi examinada em dois trabalhos recentes com simulações hidrodinâmicas. Valdarnini et al. (1999) calcularam razões de potências para aglomerados formados em 3 modelos cosmológicos: CDM plano, Λ CDM, com $\Lambda = 0,7$, e CHDM com $\Omega_h = 0,2$ e uma espécie de neutrino massivo. Para cada modelo eles simularam 40

aglomerados e compararam os resultados com a amostra do ROSAT estudada por Buote e Tsai (1996). Eles obtiveram que o modelo Λ CDM é inconsistente com os dados, mas nem CDM e CHDM foram excluídos. Entretanto essas simulações usaram $\sigma_8 = 1,1$. Esse valor de σ_8 é bem alto e pode causar o desacordo entre o modelo Λ CDM e os dados. Além do mais, essas simulações desprezam os efeitos de maré em largas escalas. Suwa et al. (2003) compararam aglomerados em cosmologias Λ CDM e OCDM, em ambos $z = 0$ e $0,5$, usando vários métodos para quantificar estruturas. Eles encontraram que a razão axial e o aglomeramento do gás intra-aglomerado não são bons para distinguir os dois modelos. Entretanto, deslocamentos espaciais nos centros e razões de potências são capazes de distinguir os modelos em $z = 0$. A razão de potências também se mostrou capaz de distinguir os dois modelos cosmológicos em $z = 0,5$. Eles se restringiram em comparar a capacidade de diferentes indicadores estatísticos em distinguir modelos cosmológicos, e não compararam com observações, mas os resultados por eles obtidos podem restringir valores para Ω_Λ ou uma energia do vácuo dependente do tempo.

Vemos então que a questão envolvendo subestruturas em aglomerados de galáxias requer um estudo mais aprofundado, justificando assim esse trabalho de mestrado.

A cosmologia assumida nesse trabalho é dada por: $\Omega_M = 0,3$, $\Omega_\Lambda = 0,7$ e $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$.

Amostra

O telescópio espacial *Chandra* (ver figura 2.1), com suas altas resoluções espacial e espectral, é adequado para o estudo de aglomerados de galáxias. Imageamento e espectroscopia espacialmente resolvida do ICM podem ser feitas sem as complicações de contaminações de fontes pontuais e deconvolução da PSF (*point spread function*) do telescópio. Uma importante contribuição do *Chandra* para o estudo de aglomerados é o seu arquivo de dados públicos grande, depois de mais de 8 anos de atividade. Isso permite a construção de grandes amostras de aglomerados, cujas propriedades são determinadas de uma forma consistente, permitindo um estudo estatístico poderoso das propriedades dos mesmos, suas correlações e evoluções.

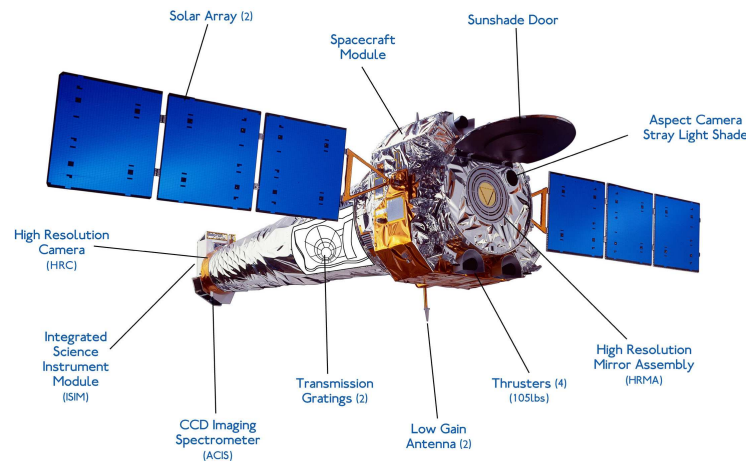


Figura 2.1: Telescópio espacial *Chandra*. Imagem retirada do site: <http://chandra.harvard.edu>

O critério de seleção dos aglomerados de galáxias pode ser resumido da seguinte forma:

- Observados pelos detectores ACIS-I do telescópio espacial *Chandra* com exceção feita ao aglomerado A496 que foi observado pelos detectores ACIS-S;

- Mais de 10 mil segundos de tempo de exposição;
- *Redshifts* na faixa: $z \in [0,02, 0,2]$ com exceção do aglomerado 1E0657-56 (Bullet Cluster).

Os critérios são justificados a seguir: Os 4 detectores ACIS-I do *Chandra* formam um quadrado, enquanto que os 6 detectores ACIS-S estão alinhados (ver figura 2.2), assim a região observada de um aglomerado pelos detectores ACIS-I é superior à mesma observada pelos detectores ACIS-S. O tempo de observação superior à 10 mil segundos possibilita imagens suficientemente profundas. A faixa de *redshifts* nos permite observar as regiões centrais, mas também regiões mais periféricas.

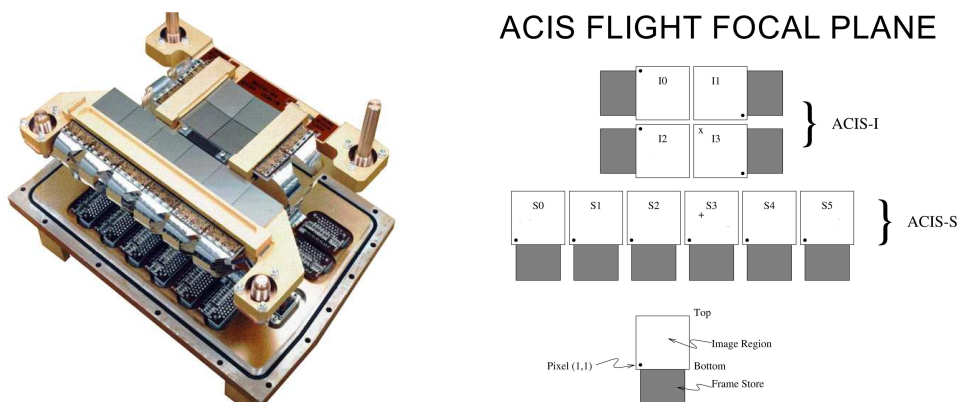


Figura 2.2: Esquema dos detectores ACIS

O critério de seleção tentou minimizar ao máximo os vieses, pois não houve nenhuma preferência por aglomerados específicos (com exceção do Bullet Cluster que pelo fato de apresentar duas grandes subestruturas muito bem pronunciadas, e ter sido muito estudado recentemente por diversos grupos por ser a maior evidência já detectada da existência de matéria escura (Clowe et al., 2006), foi adicionado à amostra). Todavia vieses que nos fogem ao controle podem ter sido adicionados à amostra por motivos de pedido de tempo. Como em qualquer outro ramo da astronomia, devemos justificar o motivo pelo qual queremos estudar determinado objeto, e de uma forma geral os aglomerados em questão foram observados porque apresentam algo de especial, muitas vezes subestruturas e irregularidades que os tornam particularmente interessantes. Portanto podemos concluir que existe a possibilidade (relativamente alta) de que a amostra selecionada apresenta uma

tendência à apresentar mais subestruturas do que a média esperada para o intervalo de distância em questão ($z \in [0,02, 0,2]$).

O grande número (55) de aglomerados que satisfazem ao nosso critério de seleção nos permite verificar as relações existentes entre o grau de subestrutura e grandezas físicas dos mesmos. Os aglomerados selecionados estão na tabela A no apêndice, onde apresentamos o tempo de exposição, o investigador principal e o *redshift*.

Análise

3.1 Redução dos dados e preparação das imagens

De forma à obtermos imagens limpas de artefatos e calibradas é necessário uma série de procedimentos, de outra forma teríamos contaminações que seriam detectadas como subestruturas.

3.1.1 Reprocessamento dos arquivos de eventos 1

Inicialmente, o arquivo de eventos dito de “nível 1” (evt1)¹, que foi obtido do arquivo público do *Chandra*, foi reprocessado com a base de dados de calibração (CALDB – *Calibration Data Base* – de setembro de 2006), gerando assim um arquivo de eventos de “nível 2” (evt2) usando o pacote CIAO 3.3.

Um *script* foi feito para gerarmos o arquivo de eventos de nível 2, baseando-se nos “*threads*” que se encontram no site do CIAO², que inicialmente corrige o evt1 dos *afterglows* usando a rotina do CIAO chamada *dmtcalc*. Depois é criado um novo arquivo de *bad pixels* para os detectores ACIS, identificando os *hot pixels* e os *Cosmic Ray Afterglows*, usando-se as rotinas *acis run hotpix* e *acis processevents* para o devido modo de observação (FAINT, VFAINT, GRADED, CC(33) FAINT e CC(33) GRADED). Os períodos com *flares*, que são altas contagens espúrias causadas por prótons energéticos acelerados pelo Sol, foram excluídos usando-se a rotina *lc_clean*. Por fim foi usada a rotina *destreak* que para a maioria dos aglomerados não modifica nada, pois se trata de uma correção para o detector

¹ A nomenclatura nível 1 e 2 é própria dos dados do satélite *Chandra*, indicando o quanto os dados brutos foram reduzidos

² <http://cxc.harvard.edu/ciao/threads/createL2/>

ACIS-S4, mas que foi adicionada ao script de forma a evitarmos possíveis problemas caso utilizássemos o mesmo detector para algum procedimento, o que garante que a amostra seja consistente.

Nesse ponto o arquivo de eventos está pronto para ser corrigido pelo mapa de exposição.

3.1.2 Correção pelo mapa de exposição

Os detectores ACIS-I do telescópio espacial *Chandra* possuem sensibilidades diferentes em pixels diferentes, conhecido como *vignetting*, portanto é necessário corrigir as imagens dividindo-as pelo mapa de sensibilidade dos detectores, ou seja, o mapa de exposição, procedimento esse semelhante à correção *flat-field* no óptico.

Como no caso do reprocessamento dos arquivos de eventos de nível 1, foi criado um *script* para obtenção dos mapas de exposição para os detectores. Inicialmente é definida a banda de energia que será utilizada, assim como a binagem espacial. No caso foi escolhida a banda de energia de 0,3 à 7,0 keV e a “binagem” espacial de 4 pixels \times 4 pixels que resulta em um novo pixel de 2”, de forma à aumentar a relação sinal-ruído (S/N). Nesse ponto determina-se o pico de energia da fonte (no caso, o ponto de máxima luminosidade do aglomerado, que pode não ser o centro, como por exemplo subestruturas se propagando rapidamente pelo aglomerado, que é o caso do Bullet Cluster), para ser criado o histograma de energia binada em 20 eV usando-se a rotina *dmextract* e assim a taxa de contagens na região mais brilhante é calculada. A rotina *asphist* é utilizada para cada um dos detectores, entre 10, que foram utilizados na observação. A rotina *mkinstmap* é usada no modo de mono energia, sendo a energia utilizada a energia do pico de luminosidade calculada anteriormente. E finalmente o mapa de exposição é criado usando-se a rotina *mkeexpmap*.

O mapa de exposição é normalizado determinado-se o pixel com maior número de contagens, assim o número de contagens de cada pixel está entre 0 e 1, e a imagem do aglomerado (na banda de energia de 0,3 à 7,0 com 2”/pixel) pode ser dividida pelo mapa de exposição, usando-se a rotina *farith* do *FTOOLS*.

Nesse ponto a imagem do aglomerado está pronta para ser corrigida pela detecção de fontes pontuais, pois após o reprocessamento do arquivo de eventos de nível 1 que gerou um arquivo de eventos de nível 2 e a correção pelo mapa de exposição, os pixels com valores muito acima da média da vizinhança de fato correspondem à fontes pontuais que devem ser

removidas, e não possíveis artefatos na imagem devido ao fato de ela não ter sido tratada.

3.1.3 Detecção de fontes pontuais

Além de estarmos interessados em subestruturas no ICM, o que já exclui fontes pontuais, que muito provavelmente são AGNs em $z > 1$, fontes pontuais podem atrapalhar de várias formas diferentes a obtenção do grau de subestrutura. Elas podem atrapalhar na determinação do modelo de brilho superficial ajustado ao aglomerado, o que gera uma imagem residual errada, e conseqüentemente a determinação do grau de subestrutura é alterada. Fontes pontuais também são detectadas como subestruturas, aumentando a intensidade e multiplicidade do grau de subestrutura (que será abordado mais adiante).

Fica evidente então que a remoção de fontes pontuais se faz necessária, de forma a obtermos uma imagem que realmente possua subestruturas pertencentes aos aglomerados.

De forma a substituímos as fontes pontuais pelo background proveniente de regiões vizinhas o seguinte procedimento foi adotado: inicialmente rodamos o programa *wavdetect* que detecta as fontes pontuais, e então através de uma inspeção visual das fontes encontradas, eliminamos as regiões correspondentes à fontes falsas, como por exemplo o centro de aglomerados com região central fria (*cool-core clusters*), ou ondas de choque se propagando através do aglomerado, como a “bala” do Bullet Cluster.

Uma vez que as falsas fontes foram retiradas, o mapa de contorno em raios-X é utilizado para identificarmos as fontes que pertençam à um mesmo conjunto, ou seja, que estejam dentro de uma região gerada por duas isofotas consecutivas, e para todas essas fontes o background utilizado é extraído de uma região, interna às duas isofotas, que seja isenta de fontes pontuais.

Nesse ponto o arquivo de eventos foi reprocessado com a última calibração disponível, possibilitando corrigirmos a imagem com o mapa de exposição, e removermos as fontes pontuais, de forma que finalmente a imagem está pronta para que o processo de quantificação de subestruturas possa começar.

3.2 Análise das imagens

Após a redução dos dados e preparação das imagens, podemos fazer a análise das mesmas, de uma forma consistente para toda a amostra, uma vez que todas as imagens

foram obtidas da mesma maneira.

3.2.1 Perfis de brilho superficial e densidade

A emissividade do ICM depende fortemente da densidade do gás ($\propto n^2$) e fracamente da temperatura ($\propto T^{1/2}$). Isso significa que o perfil de emissividade projetada pode ser usado para medirmos de uma forma precisa o perfil de densidade do gás.

O brilho superficial observado em um raio projetado é a projeção da emissividade do plasma. Foram usados dois modelos analíticos nesse trabalho para o perfil de brilho superficial: o modelo β (Cavaliere e Fusco-Femiano, 1976) e o modelo Sérsic (Pislar et al., 1997; Demarco et al., 2003), definidos da seguinte maneira, respectivamente:

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta+0.5}, \quad (3.1)$$

onde r_c é o raio do centro, β é o parâmetro de forma e Σ_0 é o brilho superficial central.

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \exp \left[- \left(\frac{r}{a'} \right)^\nu \right], \quad (3.2)$$

onde a' é o parâmetro de escala, ν (também representado como $1/n$) é o parâmetro de forma e Σ_0 é o brilho superficial central.

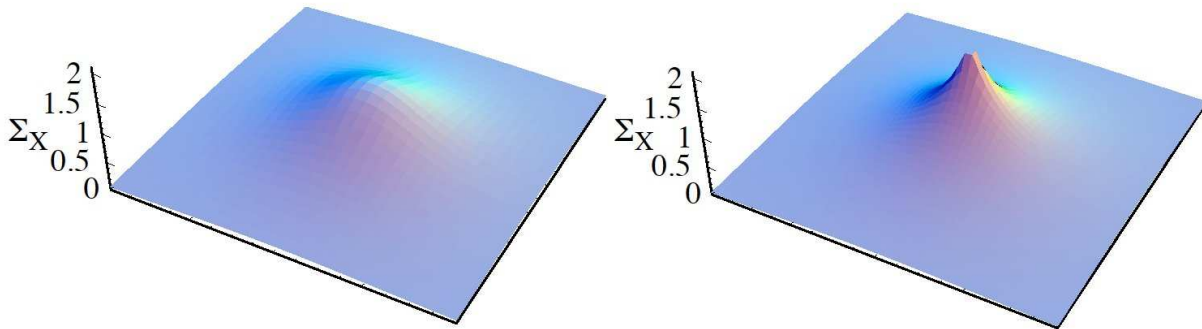


Figura 3.1: À esquerda e direita, estão os modelos β e Sérsic, respectivamente. Imagem fornecida por Gastão B. Lima Neto.

Esses modelos são bem sucedidos uma vez que permitem facilmente a deprojeção do brilho superficial do ICM, que emite via *bremstrahlung*, no perfil de densidade do gás:

$$\rho(r) = \rho_0 \left[1 + \left(\frac{r}{r_c} \right)^2 \right]^{-3\beta/2}, \quad (3.3)$$

para o modelo β , e para o modelo Sérsic temos a aproximação analítica dada pela expressão (Durret et al., 2005):

$$\rho(r) \simeq \rho_0 \left(\frac{r}{a'}\right)^{-p'} \exp\left[-\left(\frac{r}{a'}\right)^\nu\right], \quad (3.4)$$

onde $p' = 2p$, $p = 1 - 0,6097\nu + 0,05563\nu^2$ e $a = a'2^{1/\nu}$.

3.2.2 Ajuste do brilho superficial

Para o cálculo do grau de subestrutura é necessário a obtenção de uma imagem residual, que nada mais é do que o resultado da subtração do modelo melhor ajustado à imagem original. No caso foram ajustados modelos β e *Sérsic* ao brilho superficial em raios-X dos aglomerados. O resultado utilizado para o grau de subestrutura corresponde ao modelo que forneceu o menor valor, pois isso significa que o modelo em questão melhor ajustou o brilho superficial.

O programa *SHERPA* foi utilizado para o ajuste dos brilhos superficiais, e em geral automaticamente os aglomerados eram bem ajustados. Entretanto alguns aglomerados apresentando múltiplos picos de emissão em raios-X não foram ajustados inicialmente, pois o programa encontrava vários mínimos locais, e nesses casos as coordenadas dos centros dos aglomerados tiveram que ser indicadas manualmente.

3.3 Análise espectral

A análise espectral consistiu na determinação de temperaturas em determinadas regiões, assim como obtenção da respectiva luminosidade na faixa de energia [0,3 – 7,0 keV].

3.3.1 Determinação de R_{500}

A determinação de R_{500} se fez com a obtenção da temperatura T_0 em uma região circular central, cujo raio era r_c , utilizando o programa de análise espectral *XSPEC*, e o uso dos parâmetros β e r_c obtidos do ajuste em 2 dimensões do modelo- β ao brilho superficial do aglomerado. A equação, que se encontra no trabalho de Ettori (2000) utilizada foi:

$$\begin{aligned} \frac{r_\Delta}{r_c} &= \sqrt{\left(\frac{3 \beta \gamma T_0}{G \mu m_p (4/3) \pi \rho_c (1+z)^3 r_c^2 \Delta}\right)^{1/B} - 1} \\ &= \sqrt{\left(\frac{229,5}{\mu (1+z)^3} \frac{\beta \gamma T_0}{r_c^2 \Delta}\right)^{1/B} - 1}, \end{aligned} \quad (3.5)$$

onde o expoente $B = 1,5\beta(\gamma-1)+1$, γ é o índice politrópico, T_0 é a temperatura central em keV, r_c raio de *core* em h_{50}^{-1} Mpc, μ é o peso molecular em a.m.u., e os valores numéricos incluem a constante gravitacional G , a massa do próton m_p e todas as conversões de unidade. Tomando $\Delta = 500$ obtemos o valor de R_{500} .

De forma alternativa, foi utilizada (no caso em que o ajuste do modelo- β não foi possível) a relação encontrada por Evrard (1997):

$$R_{500}(T_X) = (1,24 \pm 0,09) \left(\frac{T_X}{10 \text{ keV}} \right)^{1/2} [0,3(1+z)^3 + 0,7]^{-1/2} h^{-1} \text{ Mpc}. \quad (3.6)$$

Nesse estágio a imagem já foi processada, e a análise espectral assim como o imageamento já foram feitos, possibilitando finalmente passarmos ao cálculo do grau de subestrutura, uma vez que a imagem residual e R_{500} já foram obtidos.

Subestruturas em Aglomerados: Uma Abordagem Quantitativa

Trabalhos sobre subestruturas no ICM já foram feitos, qualitativamente (Jones e Forman, 1984) e quantitativamente (Richstone et al., 1992; Buote e Tsai, 1995; Jeltema et al., 2005). Entretanto, não há trabalhos levando-se em conta o número de contagens da imagem residual (imagem original subtraída do modelo ajustado ao aglomerado). É esse o objetivo desse trabalho: Quantificar o grau de subestruturas de uma forma que ainda não foi feita e identificar possíveis correlações entre o grau de subestrutura e parâmetros físicos dos aglomerados.

Aqui estão algumas imagens de aglomerados da amostra e suas subestruturas. As imagens sofreram alisamento de 3 pixels, e estão na banda de energia de 0,3 - 7,0 keV. A intensidade está em escala logarítmica, e não deve ser comparada entre aglomerados.

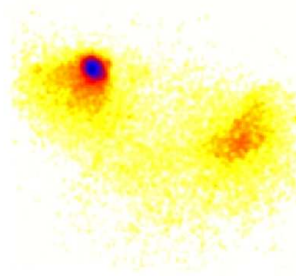


Figura 4.1: Imagem em raios-X do aglomerado 3C28.0.

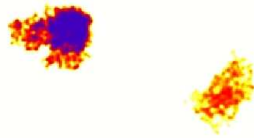


Figura 4.2: Subestruturas positivas do aglomerado 3C28.0.

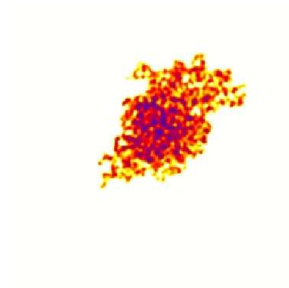


Figura 4.3: Subestruturas negativas do aglomerado 3C28.0.

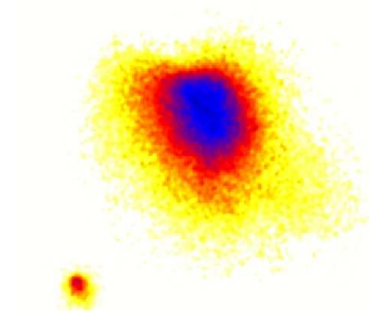


Figura 4.4: Imagem em raios-X do aglomerado A2163.

4.1 Método utilizado

O método utilizado para quantificarmos as subestruturas nos aglomerados se baseia no fato que a quantificação deve ser proporcional à razão do número de contagens das imagens residual e original, e também proporcional ao número de subestruturas encontradas na

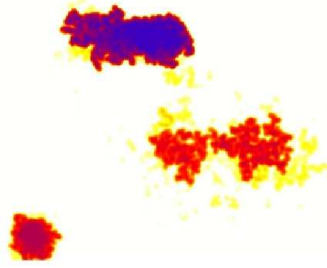


Figura 4.5: Subestruturas positivas do aglomerado A2163.

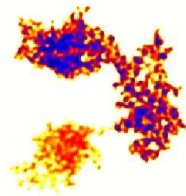


Figura 4.6: Subestruturas negativas do aglomerado A2163.

imagem residual, portanto definimos o grau de subestrutura, $S[n(r)]$, como:

$$S[n(r)] \equiv \frac{\sum_{i=1}^n f(C_i^r, A_i)}{\sum_{i=1}^n C_i^t} + g(A_1, \dots, A_n), \quad (4.1)$$

onde $n(r)$ é o número de pixels da imagem onde o grau de subestrutura será quantificado, que por sua vez é função do raio dentro do qual queremos calcular o grau de subestrutura. O raio r foi escolhido como $r = 0.7 \times R_{500}$ de forma que o grau de subestruturas seja calculado de uma forma padrão para todos os aglomerados. A função $f(C_i^r, A_i)$ deve ser monotonicamente crescente, da mesma forma que $g(A_1, \dots, A_n)$, sendo que elas são responsáveis pela intensidade e multiplicidade das subestruturas, respectivamente. C_i^r é o número de contagens no i -ésimo pixel da imagem resíduo, e A_i é a área da subestrutura onde se encontra o i -ésimo pixel. Como A_i é calculado será explicado na sub-seção 4.2.1.

4.1.1 Intensidade

A função $f(C_i^r, A_i)$ foi definida como:

$$f(C_i^r, A_i) \equiv C_i^r \left(1 + \frac{A_i}{A_t} \right). \quad (4.2)$$

Tal função é monotonicamente crescente com relação às variáveis C_i^r e A_i . Ela leva em conta o número de contagens em cada pixel, assim como a dimensão da subestrutura, pois uma subestrutura maior deve ser diferenciada de uma menor, mesmo se os números de contagens internos às subestruturas forem os mesmos.

Normalização

Levando-se em conta a forma que foi definida a função $f(C_i^r, A_i)$, o numerador do primeiro termo da equação (4.1) se escreve como:

$$F(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n) \equiv \sum_{i=1}^n f(C_i^r, A_i) = \sum_{i=1}^n C_i^r \left(1 + \frac{A_i}{A_t} \right). \quad (4.3)$$

Levando em conta que a área total A_t (da imagem, dada em pixels) é igual à n , e definindo as seguintes somatórias como,

$$\chi \equiv \sum_{i=1}^n C_i^r \quad \text{e} \quad \xi \equiv \sum_{i=1}^n A_i, \quad (4.4)$$

a equação (4.3) se escreve:

$$F(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n) \equiv \chi + \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n C_i^r A_i. \quad (4.5)$$

Chamando o segundo termo da equação (4.5) de F_2 , vemos que:

$$F_2(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n) \equiv \frac{1}{n} \left[C_1^r A_1 + \sum_{i=2}^n C_i^r A_i \right]. \quad (4.6)$$

Injetando as equações 4.4 na equação 4.6 obtemos:

$$F_2(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n) \equiv \frac{1}{n} \left[\chi \xi + \sum_{i,j=2}^n C_i^r A_j - \xi \sum_{i=2}^n C_i^r - \chi \sum_{i=2}^n A_i + \sum_{i=2}^n C_i^r A_i \right]. \quad (4.7)$$

Derivando parcialmente F_2 com relação à C_k^r , com $k \in [2, n]$, temos:

$$\frac{\partial F_2(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n)}{\partial C_k^r} = \frac{1}{n} \left[\sum_{i=2}^n A_i - \xi + A_k \right]. \quad (4.8)$$

Tomando a derivada parcial anterior igual à 0, obteremos o máximo (ou mínimo, mas obviamente o mínimo é 0, obtido com a solução trivial, logo o resultado obtido corresponde ao máximo) da função F_2 com relação à variável C_k^r :

$$A_k = \xi - \sum_{i=2}^n A_i, \quad \forall k \in [2, n]. \quad (4.9)$$

Mas o segundo termo equivale à A_1 , assim:

$$A_k = A_1, \quad \forall k \in [2, n], \quad (4.10)$$

e portanto:

$$A_i = \frac{\xi}{n}, \quad \forall i \in [1, n], \quad (4.11)$$

e da mesma forma obtemos para C_i^r :

$$C_i^r = \frac{\chi}{n}, \quad \forall i \in [1, n], \quad (4.12)$$

e tomando esses valores para C_i^r e A_i , $\forall i \in [1, n]$, obtemos:

$$F(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n) = \chi + \frac{\chi\xi}{n^2}, \quad (4.13)$$

e para que F_2 seja máximo, devemos ter $\xi = n^2$ que é o valor máximo para ξ , assim:

$$0 \leq F(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n) \leq 2\chi, \quad (4.14)$$

e como o denominador do primeiro termo da equação (4.1) é sempre superior à χ , o primeiro termo da mesma equação admite valores entre 0 e 2, de forma que um fator 1/2 o normaliza.

4.1.2 Multiplicidade

A função $g(A_1, \dots, A_n)$ representa a multiplicidade de subestruturas, ou seja, deve ser proporcional ao número de subestruturas, e de forma que ela seja normalizada, temos:

$$g(A_1, \dots, A_n) \equiv \frac{1}{1 + n/4} \sum_{i=1}^n \left(i^{-1} \sum_{j=1}^n \delta_{A_j}^i \right), \quad (4.15)$$

onde δ_i^j é o delta de Kröeniker.

Assim a equação (4.1), que define o grau de subestrutura, se escreve:

$$S[n(r)] \equiv \frac{1}{4} \left[\frac{\sum_{i=1}^n C_i^r \left(1 + \frac{A_i}{A_t} \right)}{\sum_{i=1}^n C_i^t} \right] + \frac{1}{2 + n/2} \sum_{i=1}^n \left(i^{-1} \sum_{j=1}^n \delta_{A_j}^i \right). \quad (4.16)$$

4.1.3 Índice de Gini

O índice de Gini (Gini, 1912), empregado normalmente em economia para se medir o grau de concentração de renda em uma sociedade, foi utilizado nas imagens dos aglomerados com um objetivo semelhante: medir o quão concentrado é o fluxo, podendo dar indícios de subestruturas.

O índice Gini é definido como se segue:

$$G(x_1, \dots, x_n) \equiv 2 \left[\frac{1}{2} - \sum_{i=1}^n \left(\sum_{j=1}^i x_j \right) \right]. \quad (4.17)$$

No caso do grau de concentração de renda em uma sociedade, x_i representa a renda normalizada da i -ésima pessoa com menos renda na sociedade, que é composta por n pessoas.

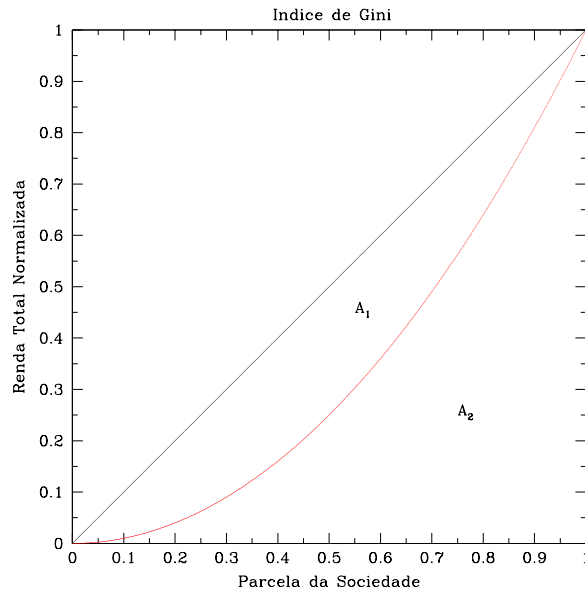


Figura 4.7: Representação gráfica do índice de Gini.

A figura 4.7 exemplifica o índice de Gini. Em preto está traçado a reta $y = x$ e em vermelho a curva que representa a renda acumulada em função da parcela da sociedade correspondente. O índice de Gini é dado em função da área A_1 : $G = 2A_1 = 2(0.5 - A_2)$, sendo que A_2 de fato é calculado.

No caso da imagem do aglomerado, x_i representa o número de contagens do i -ésimo pixel com menor número de contagens.

O fator 2 na equação (4.17) é o fator de normalização, assim $0 < G(x_1, \dots, x_n) < 1$.

4.1.4 Incertezas

A incerteza de uma quantidade física, que é função de várias variáveis independentes, é obtida a partir da equação de propagação de incertezas, dada por:

$$\sigma_{f(x_1, x_2, \dots, x_n)}^2 = \sum_{i=1}^n \left(\frac{\partial f(x_1, x_2, \dots, x_n)}{\partial x_i} \right)^2 \sigma_{x_i}^2. \quad (4.18)$$

O primeiro termo da equação (4.1) pode ser escrito da seguinte forma:

$$S_i(n(r)) \equiv \frac{C_r}{C_t}, \quad (4.19)$$

onde o índice i indica que esse é o termo responsável pela intensidade do grau de subestrutura, e

$$C_r \equiv \sum_{i=1}^n f(C_i^r, A_i) \quad \text{e} \quad C_t \equiv \sum_{i=1}^n C_i^t. \quad (4.20)$$

Assim, utilizando a equação (4.18) temos:

$$\sigma_{S_i} = \frac{(\sigma_{C_r}^2 + S_i^2 \sigma_{C_t}^2)^{1/2}}{C_t}. \quad (4.21)$$

Agora encontremos as incertezas σ_{C_t} e σ_{C_r} , a partir das equações (4.20) e (4.18):

$$\sigma_{C_t} = \left(\sum_{i=1}^n \sigma_{C_i^t}^2 \right)^{1/2}, \quad (4.22)$$

e como o número de contagens deve seguir uma lei Poissoniana, o erro na sua medida se escreve:

$$\sigma_{C_i^t} = \sqrt{C_i^t}, \quad \forall i \in [1, n], \quad (4.23)$$

obtemos:

$$\sigma_{C_t} = \left(\sum_{i=1}^n C_i^t \right)^{1/2}, \quad \forall i \in [1, n]. \quad (4.24)$$

Da mesma forma obtemos para $\sigma_{C_i^r}$:

$$\sigma_{C_r} = \left(\sum_{i=1}^n \left(1 + \frac{A_i}{A_t} \right)^2 C_i^r \right)^{1/2}, \quad \forall i \in [1, n]. \quad (4.25)$$

E finalmente obtemos a equação para a incerteza do grau de subestrutura, para $\forall i \in [1, n]$, levando-se em conta que $A_t = n$, na sua forma mais explicita:

$$\sigma_{S_i} = \frac{\left[\sum_{i=1}^n \left(1 + \frac{A_i}{n}\right)^2 C_i^r + \left(\frac{\sum_{i=1}^n \left(1 + \frac{A_i}{n}\right) C_i^r}{\sum_{i=1}^n C_i^t} \right)^2 \sum_{i=1}^n C_i^t \right]^{1/2}}{\sum_{i=1}^n C_i^t}. \quad (4.26)$$

Já o segundo termo da equação (4.1) se escreve como:

$$S_m \equiv \frac{N_S}{1 + n/4}, \quad (4.27)$$

onde N_S é o numero de subestruturas encontradas (positivas e negativas) e como $A_t = n$ é constante, a incerteza da equação anterior se escreve:

$$\sigma_{S_m} = \frac{\sqrt{N_S}}{1 + n/4}. \quad (4.28)$$

Assim, utilizando as equações (4.18), (4.26) e (4.28), obtemos o erro associado à determinação do grau de subestrutura. Cabe lembrar que as multiplicidade e intensidade do grau de subestrutura não são independentes, mas a correlação existente entre elas é por demasiado complicada de se determinar a partir de uma expressão analítica e além disso a correlação não deve cotribuir de forma significativa.

4.2 Descrição dos algoritimo e programa utilizados

De forma à quantificarmos o grau de subestrutura da maneira como foi definido na secção 4.1, foi escrito um programa em *FORTRAN 77* que lê a imagem do aglomerado, utiliza o algoritimo *friends-of-friends* (Huchra e Geller, 1982) para definir os pixels de uma região formada pela mesma subestrutura, e efetua cálculos baseado em imagens que foram processadas. O algoritimo *friends-of-friends* será explicado a seguir, assim como as operações feitas com as imagens e os cálculos efetuados.

4.2.1 Algoritimo *friends-of-friends*

O algoritimo *friends-of-friends* consiste em determinar os elementos de um tensor (que no nosso caso é uma matriz) que são conexos, ou seja, determinar todos os elementos que

façam parte de um mesmo grupo. O nosso caso é ilustrado a seguir:

Um elemento $a(i, j) = 1$ é conexo à um outro elemento $a(k, l)$, se $a(k, l) = 1$ com $k \in [i - 1, i + 1]$ e $l \in [j - 1, j + 1]$, sendo que $(k, l) \neq (i, j)$, ou seja, se esse elemento possuir valor 1 e estiver na sua vizinhança. O valor atribuído ao elemento que originalmente possuía valor 1, é igual ao número de elementos conexos da região à qual pertence. O exemplo a seguir deixa essa idéia mais clara:

Dada a matriz de entrada:

$$\begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 & 1 \\ 0 & 1 & 0 & 1 & 1 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 1 \\ 1 & 0 & 0 & 1 & 1 \\ 1 & 0 & 1 & 0 & 1 \end{pmatrix},$$

a matriz de saída deve ser:

$$\begin{pmatrix} 3 & 3 & 0 & 0 & 8 \\ 0 & 3 & 0 & 8 & 8 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 8 \\ 2 & 0 & 0 & 8 & 8 \\ 2 & 0 & 8 & 0 & 8 \end{pmatrix}.$$

4.2.2 Manipulando as imagens

Para o cálculo do grau de subestrutura, um programa em *FORTTRAN* foi feito, utilizando o pacote *cfitsio*, e baseando-se no algoritmo *friends-of-friends*.

Inicialmente a imagem residual do aglomerado é lida através da rotina *readfits* modificada para o nosso caso. Uma matriz é gerada, sendo que os valores possíveis são 0 e 1. No caso em que o valor atribuído ao pixel correspondente na imagem do aglomerado é inferior ao valor mínimo definido previamente, atribuímos o valor 0 ao mesmo e 1 no caso contrário. O mesmo é feito para a parte negativa, ou seja, uma matriz com valores 1 e 0 é obtida, sendo que o valor 1 corresponde ao valor inferior à um valor pré-definido. De uma forma matemática podemos escrever:

Seja $a(i, j) \in \mathfrak{R}$ o valor do pixel de coordenadas (i, j) da imagem residual. Seja $f > 0$, $f \in \mathfrak{R}$ o valor do filtro estabelecido previamente. No caso da obtenção da matriz correspondente à região positiva, sendo $pos(i, j) \in \mathfrak{R}$ o valor da matriz da região positiva

do elemento de coordenadas (i, j) , então:

$$pos(i, j) = \begin{cases} 1; & \text{se } a(i, j) \geq f, \\ 0; & \text{se } a(i, j) < f. \end{cases}$$

No caso da obtenção da matriz correspondente à região negativa, sendo $neg(i, j) \in \mathfrak{R}$ o valor da matriz da região negativa do elemento de coordenadas (i, j) , então:

$$neg(i, j) = \begin{cases} 1; & \text{se } a(i, j) \leq -f, \\ 0; & \text{se } a(i, j) > -f. \end{cases}$$

O exemplo a seguir exemplifica essa idéia.

Seja a matriz seguinte a matriz correspondente aos valores dos pixels da imagem residual, e o filtro utilizado $f = 1,5$,

$$\begin{pmatrix} -2 & -3 & 0 & 0 & 6 \\ -5 & 2 & 1 & 1 & -1 \\ -1 & 0 & 7 & 0 & -4 \\ 8 & 0 & 3 & 4 & 2 \\ 1 & 0 & 1 & 0 & 2 \end{pmatrix},$$

então a matriz correspondente à região positiva deve ser:

$$\begin{pmatrix} 0 & 0 & 0 & 0 & 1 \\ 0 & 1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 1 & 0 & 0 \\ 1 & 0 & 1 & 1 & 1 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 1 \end{pmatrix},$$

e a matriz corresponde à região negativa:

$$\begin{pmatrix} 1 & 1 & 0 & 0 & 0 \\ 1 & 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 1 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}.$$

Nesse ponto as matrizes correspondentes às regiões positiva e negativa são utilizadas em uma série de cálculos correspondentes ao algoritmo *friends-of-friends* descrito anteriormente, de forma que duas matrizes a mais são obtidas. Elas são:

A matriz correspondente à região positiva:

$$\begin{pmatrix} 0 & 0 & 0 & 0 & 1 \\ 0 & 6 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 6 & 0 & 0 \\ 1 & 0 & 6 & 6 & 6 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 6 \end{pmatrix},$$

e a matriz correspondente à região negativa:

$$\begin{pmatrix} 3 & 3 & 0 & 0 & 0 \\ 3 & 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 1 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}.$$

Assim obtemos as matrizes finais que serão utilizadas para criarmos as imagens das subestruturas do aglomerado. As figuras 4.9 e 4.10 mostram às regiões positiva e negativa, respectivamente, utilizando um alisamento (*smooth*) de $\sigma = 3$ pixels = 3", correspondente ao Bullet Cluster (1E0657-56).

E finalmente o grau de subestrutura pode ser calculado, utilizando-se a matriz, proveniente da imagem-resíduo, processada pelo algoritmo *friends-of-friends*.

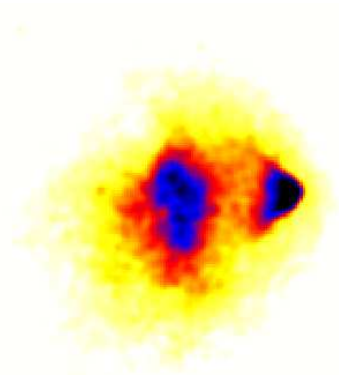


Figura 4.8: Imagem em raios-X do aglomerado 1E0657-56.

Figuras semelhantes à figura 4.9 podem ser vistas no artigo de Lagana et al. (2008), onde fui responsável pela análise e imagens das subestruturas, e no apêndice C.

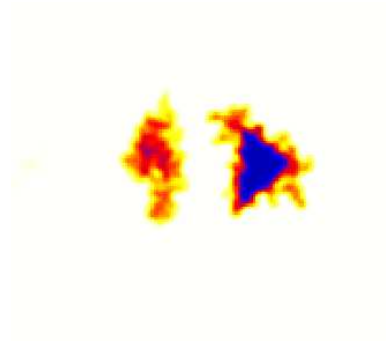


Figura 4.9: Imagem, das subestruturas positivas, obtida à partir do programa descrito anteriormente.

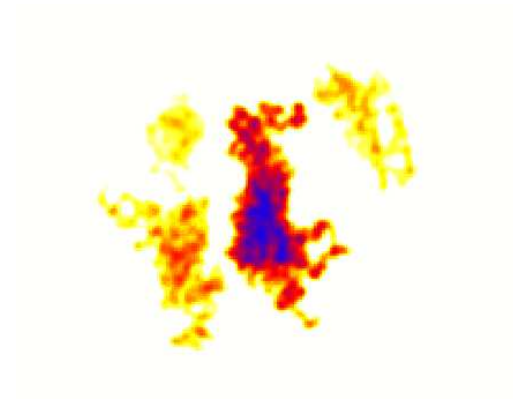


Figura 4.10: Imagem, das subestruturas negativas, obtida à partir do programa descrito anteriormente.

4.2.3 Cálculos efetuados

Fazendo uso da matriz correspondente aos elementos conexos, o grau de subestrutura pode ser calculado usando a equação (4.1). Entretanto a determinação de R_{500} da maioria dos aglomerados nos mostrou que 70% (esse valor foi definido inicialmente após análise visual de alguns aglomerados da amostra) do mesmo se encontrava muito além dos limites dos 4 detectores ACIS-I, o que nos levou a determinar o grau de subestrutura a partir do primeiro termo da equação (4.1), uma vez que o mesmo é pouco sensível ao valor de R_{500} (como pode ser visto através da figura 5.10, uma vez que para determinadas distâncias do centro o grau de subestrutura pouco varia), já o segundo termo, relacionado com a multiplicidade, é muito sensível pois a partir de uma determinada distância com relação ao centro do aglomerado o número de subestruturas detectadas cai à praticamente zero enquanto que a área continua a crescer com o quadrado da distância. O coeficiente $1/2$

que multiplica o termo responsável pela intensidade do grau de subestrutura foi eliminado nos resultados apresentados, pois o valor máximo obtido para o grau de subestrutura (sem o coeficiente $1/2$) é menor que 1 e assim temos uma interpretação física interessante do grau de subestrutura medido: ele corresponde à fração do fluxo medido que é proveniente de subestruturas.

O viés com relação ao tempo de exposição foi testado, e o alisamento da imagem original foi a solução encontrada de forma à eliminarmos esse efeito, como vemos a seguir.

A figura 4.11 foi obtida para o grau de subestrutura calculado sem alisamento nas imagens e um filtro igual à 3 vezes a variância da background, que é obtida a partir da variância do número de contagens em uma região do detector que seja o mais afastada possível do centro do aglomerado, o que mostra um forte viés, provavelmente devido ao fato que flutuações estatísticas são detectadas como subestruturas.

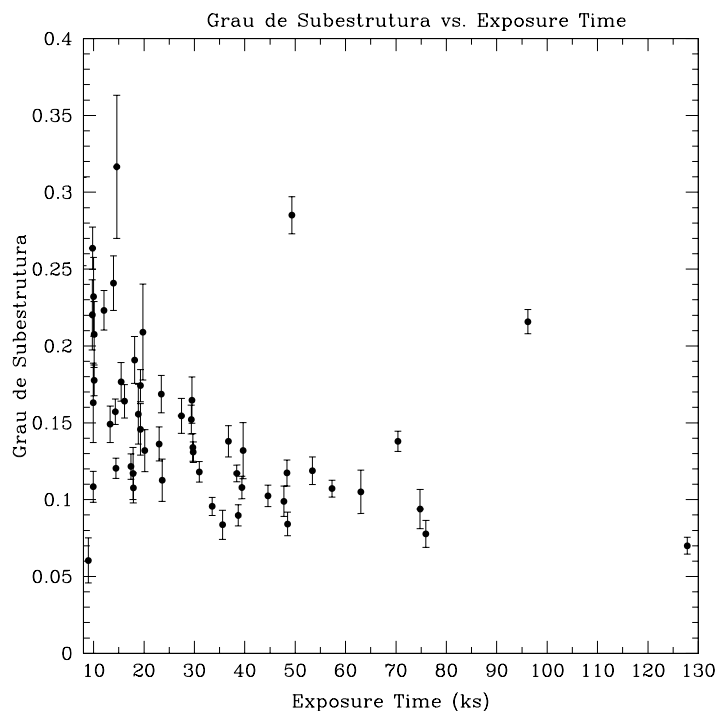


Figura 4.11: Grau de subestruturas vs. Tempo de exposição. Os erros correspondem à 68% de nível de confiança.

Já figura 4.12 foi obtida para o grau de subestrutura calculado com um alisamento de $\sigma = 2$ e um filtro igual à variância do background, o que mostra que o forte viés anteriormente detectado foi anulado. O crescimento médio do grau de subestrutura com o

tempo de exposição não é de fato significativo.

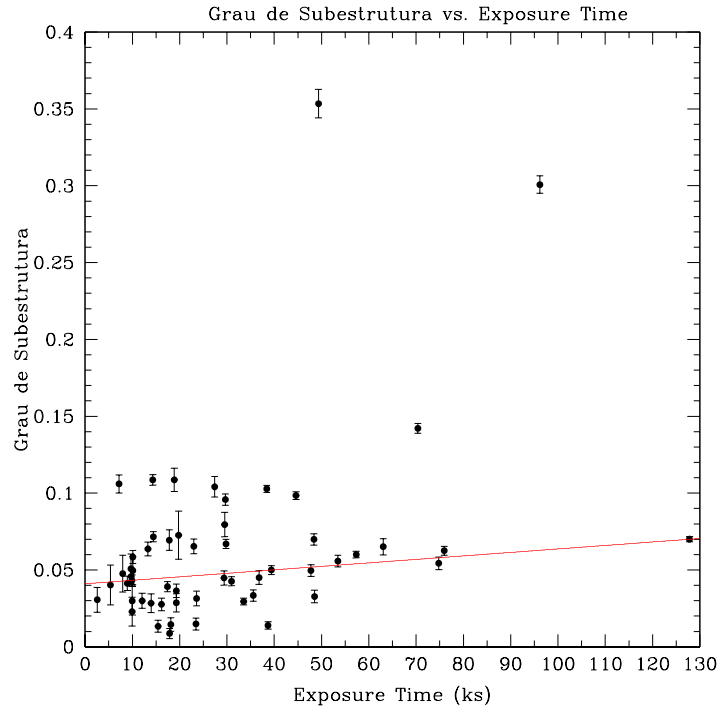


Figura 4.12: Grau de subestruturas vs. Tempo de exposição. Os erros correspondem à 68% de nível de confiança.

A figura 4.13 foi obtida para o grau de subestrutura calculado com um alisamento de $\sigma = 2$ e um filtro igual à 2 vezes a variância do background, o que mostra que os valores do grau de subestrutura foram demasiadamente diminuídos, gerando assim uma degenerescência, e colocando vários aglomerados em um mesmo patamar compatível com nenhuma subestrutura dentro dos níveis de confiança.

Assim após a decisão de usarmos um alisamento de $\sigma = 2$ e um filtro igual à variância do background, obtivemos o grau de subestrutura e o índice de Gini após um longo tratamento, ajuste e manipulações da imagem, nos permitindo então compararmos os valores do grau de subestrutura com parâmetros físicos dos aglomerados, como massa total, luminosidade em raios-X, temperatura, redshift e o indicador de concentração de renda usado em economia, índice de Gini (na secção 5).

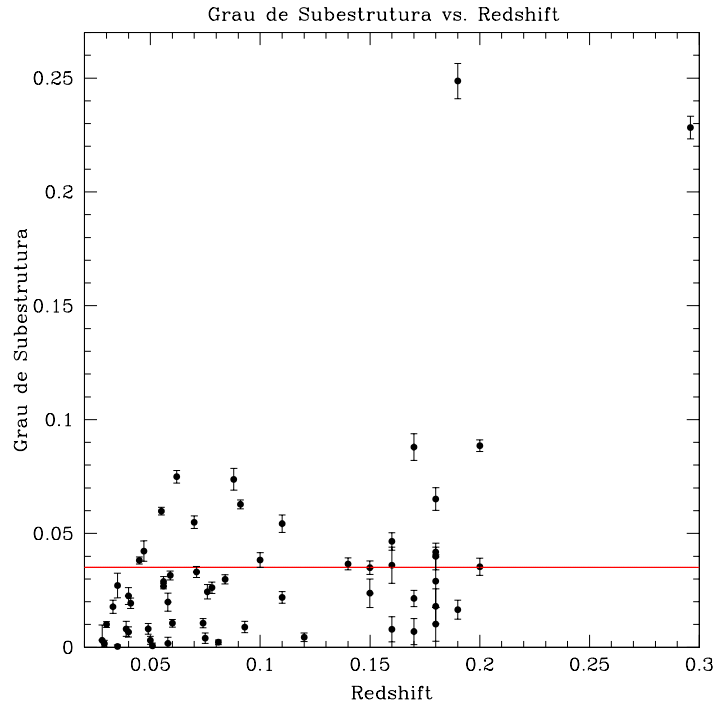


Figura 4.13: Evolução do grau de subestruturas. Em magenta está o melhor ajuste, excluindo os aglomerados 1E0657-56 e 3C28.C, e em vermelho o valor médio do grau de subestruturas, excluindo os mesmos aglomerados. Os erros correspondem à 68% de nível de confiança.

4.3 Perfis do grau de subestrutura

De forma à estudarmos o compartimento do grau de subestrutura conforme o tamanho da imagem aumenta, de uma forma simples, foi utilizada uma aproximação para a equação 4.1, onde $A_i = 0, \forall i \in [1, n]$ e $g(C_1^r, \dots, C_n^r, A_1, \dots, A_n) = 0$:

$$S'[n(r)] \equiv \frac{\sum_{i=1}^n C_i^r}{\sum_{i=1}^n C_i^t}. \quad (4.29)$$

Dessa forma com um script simples podemos obter uma estimativa para o grau de subestrutura rapidamente. A seguir mostraremos variantes dessa equação que podem nos fornecer valores cuja interpretação pode ser útil.

4.3.1 Perfil do grau de subestrutura integrado

Nesse caso o grau de subestrutura modificado é calculado segundo a equação:

$$S'[n(r)] \equiv \frac{\sum_{i=1}^n C_i^r}{\sum_{i=1}^n C_i^t}, \quad (4.30)$$

onde $n(r)$ é o número de pixels dentro de um círculo de raio r . Vemos assim que conforme o raio aumenta, somamos ao valor anterior o número de contagens dentro do próximo anel, dividido sempre pelo mesmo valor.

4.3.2 Perfil do grau de subestrutura por anel

Nesse caso o grau de subestrutura modificado é calculado segundo a equação:

$$S'[n(r_i < r < r_{i+1})] \equiv \frac{\sum_{i=1}^n C_i^r}{\sum_{i=1}^n C_i^t}, \quad (4.31)$$

onde $n(r_i < r < r_{i+1})$ é o número de pixels da imagem calculado entre os raios r_i e r_f . Assim o valor encontrado para o grau de subestrutura é o valor do grau de subestrutura dentro de um anel de raios interno e externo r_i e r_{i+1} , respectivamente.

4.3.3 Perfil do grau de subestrutura local

Nesse caso o grau de subestrutura modificado é calculado segundo a equação:

$$S'[n(r_i < r < r_{i+1}), n_t(r_f)] \equiv \frac{\sum_{i=1}^n C_i^r}{\sum_{i=1}^n C_i^t}, \quad (4.32)$$

onde $n_t(r_f)$ é o número de pixels da imagem calculado no raio final r_f . Dessa forma temos a contribuição de cada anel para o grau de subestrutura total.

4.3.4 Perfil da densidade do grau de subestrutura

Nesse caso o grau de subestrutura modificado é calculado segundo a equação:

$$S'[n(r_i < r < r_{i+1}), n_t(r_f)] \equiv n^{-1} \frac{\sum_{i=1}^n C_i^r}{\sum_{i=1}^n C_i^t}, \quad (4.33)$$

onde $n_t(r_f)$ é o número de pixels da imagem calculado no raio final r_f . Dessa forma temos a densidade do grau de subestrutura em cada anel. Os resultados serão discutidos na secção 5.

Resultados e Discussão

A tabela B.1, que se encontra no apêndice, fornece os valores encontrados para o grau de subestrutura para cada aglomerado da amostra, assim como seus parâmetros físicos que serão utilizados para obtermos as correlações com o grau de subestrutura.

5.1 *Correlações do grau de subestrutura com grandezas físicas*

Para que as correlações sejam abordadas corretamente, é necessário o conhecimento sobre as relações envolvidas, e além da análise dos indicadores estatísticos, é necessária a análise visual da situação em questão.

A regressão linear é uma ferramenta fundamental e freqüentemente usada na astronomia, entretanto pode parecer surpreendente inicialmente que um procedimento estatístico aparentemente simples possa ser complicado e controverso (veja Isobe et al., 1990; Feigelson e Babu, 1992, para revisão). De uma forma resumida, quando a questão científica claramente pergunta como uma variável depende de outra, então a preferência se dá pelo OLS($Y|X$)¹ com Y sendo a variável dependente. Já quando a questão científica de qual deve ser a variável dependente não é clara é recomendado o uso do OLS (Bisector) que é a bissetriz dos ajustes OLS($Y|X$) e OLS($X|Y$), o último caso sendo a inversão do ajuste com relação às variáveis. Com relação ao tamanho da amostra, quando a amostra é pequena (aproximadamente o número de pontos for menor que 50), métodos de reamostramento como Jackknife e Bootstrap devem ser usados. Jackknife é o reamostramento onde o ajuste de uma amostra com N pontos é feito N vezes para $N - 1$ pontos, já no caso do Bootstrap,

¹ OLS vem do inglês *Ordinary least square*. OLS($Y|X$) é o ajuste de mínimos quadrados da função $Y(X)$

o ajuste é feito por uma quantidade pré-definida de vezes com N pontos, sendo que algum ou alguns pontos são considerados mais de uma vez (Feigelson e Babu, 1992).

Tendo em vista essa questão estatística, para todas as correlações que serão abordadas, será utilizado o ajuste OLS (Bisector), com exceção da correlação entre o grau de subestrutura e o redshift que será do tipo OLS($Y|X$), uma vez que queremos estudar a relação do grau de subestrutura com o redshift, e também porque obviamente a variável dependente deve ser o grau de subestrutura. Como a amostra possui 55 aglomerados, foi utilizado o método de reamostramento Jackknife.

A correlação será dada pelo coeficiente de Pearson (p.ex., Weisstein, 2008), onde o módulo do valor está entre 0 e 1, e 1 significa total correlação e 0 nenhuma.

A interpretação da correlação depende do contexto e dos propósitos. Uma correlação de 0,9 pode ser muito baixa se estamos verificando uma lei física usando equipamentos de alta qualidade, mas pode ser vista como muito alta em ciências sociais por exemplo, onde existe muita contribuição de vários fatores complicados.

Todos os erros apresentados correspondem à 68% de nível de confiança.

A tabela 5.1 nos fornece os ajustes realizados e o coeficiente de correlação de Pearson para cada uma deles.

5.1.1 Grau de subestrutura vs. Redshift

A análise da figura 5.1 nos mostra que não há evidências de evolução estrutural dos aglomerados nos últimos 2 bilhões de anos ($z \simeq 0,2$), uma vez que existe uma fraca dependência do grau de subestrutura com o *redshift*, o que nos possibilita impor um limite inferior para a escala de tempo em que mudanças significativas, na escala de aglomerados ricos, ocorrem no Universo local. Além do mais o coeficiente de Pearson, igual à 0,37, nos mostra uma correlação baixa, o que corrobora com a idéia de não haver uma evolução significativa, assim como nos mostra que no intervalo de redshift $z \in [0,02, 0,2]$ há uma forte dispersão, significando que podemos encontrar aglomerados em todos estados dinâmicos nesse intervalo, desde os mais perturbados até os relativamente relaxados.

A análise do gráfico à esquerda da figura 5.1 nos mostra um coeficiente de Pearson de 0,46. Entretanto, quando excluímos os aglomerados 1E0657-56 e 3C28.0 (gráfico à direita da figura 5.1) o coeficiente cai para 0,37, o que nos mostra que uma análise mais profunda

Relação	Melhor Ajuste	Tipo do Ajuste	Pearson
M_{tot} vs. T	$M_{tot} = 0,59_{-0,14}^{+0,18} \times T^{1,62 \pm 0,13}$	OLS (Bisector)	0,82
L_X vs. T	$L_X = 0,21_{-0,07}^{+0,11} \times T^{2,35 \pm 0,22}$	OLS (Bisector)	0,86
L_X vs. M_{tot}	$L_X = 0,54_{-0,18}^{+0,28} \times M_{tot}^{1,42 \pm 0,16}$	OLS (Bisector)	0,71
Relações de Escala (Alto grau de subestrutura)			
M_{tot} vs. T	$M_{tot} = 0,29_{-0,10}^{+0,16} \times T^{1,98 \pm 0,25}$	OLS (Bisector)	0,81
L_X vs. T	$L_X = 0,012_{-0,008}^{+0,028} \times T^{3,89 \pm 0,70}$	OLS (Bisector)	0,70
L_X vs. M_{tot}	$L_X = 0,120_{-0,048}^{+0,079} \times M_{tot}^{2,04 \pm 0,23}$	OLS (Bisector)	0,85
Relações de Escala (Baixo grau de subestrutura)			
S vs. z	$S = 0,174_{-0,057}^{+0,086} \times z^{0,52 \pm 0,16}$	OLS Y(X) ¹	0,46
S vs. z	$S = 0,115_{-0,032}^{+0,045} \times z^{0,37 \pm 0,14}$	OLS Y(X) ²	0,37
S vs. T	$S = 0,0022_{-0,0007}^{+0,0011} \times T^{1,76 \pm 0,22}$	OLS (Bisector)	0,53
S vs. M_{tot}	$S = 0,0049_{-0,0014}^{+0,0019} \times M_{tot}^{1,04 \pm 0,14}$	OLS (Bisector)	0,59
S vs. L_X	$S = 0,0121_{-0,0031}^{+0,0042} \times L_X^{0,60 \pm 0,11}$	OLS (Bisector)	0,59
S vs. Z	$S = 0,0098_{-0,0050}^{+0,0100} \times Z^{-1,95 \pm 0,82}$	OLS (Bisector)	-0,28
S vs. G	$S = 0,081_{-0,048}^{+0,116} \times G^{1,15 \pm 2,22}$	OLS (Bisector)	0,066
Grau de Subestrutura vs. Parâmetros Físicos			

Tabela 5.1 - Tabela com os melhores ajustes. 1 e 2 significam que todos os aglomerados foram levados em conta e que os aglomerados 1E0657-56 e 3C28.0 foram excluídos, respectivamente. A temperatura é dada em keV, a massa em $10^{14}M_{\odot}$, a luminosidade em 10^{44} erg/s e a abundância em abundância solar.

é necessária. Os aglomerados excluídos são casos extremos, e portanto o coeficiente de Pearson não pode ser interpretado de forma estrita. Talvez isso aconteça pelo fato de assumirmos uma lei de potência, que não admite uma solução diferente da solução trivial (0,0) em $x = 0$ (no caso de $y = a \times x^b$, com $b > 0$), e como o grau de subestrutura médio extrapolado para $z = 0$ é diferente de zero, uma vez que aglomerados de galáxias devem apresentar subestruturas na época atual, talvez isso cause essa inconsistência nos coeficientes de correlação de Pearson.

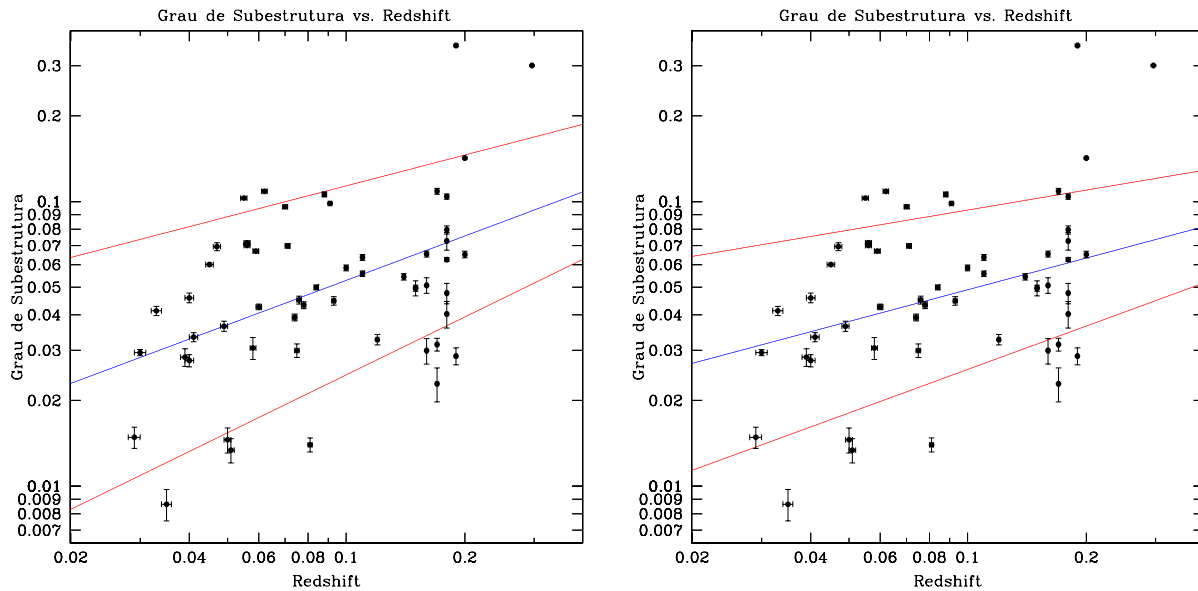


Figura 5.1: Evolução do grau de subestruturas. Em azul está o melhor ajuste e em vermelho os níveis de confiança de 68%. À esquerda o ajuste com todos os pontos e à direita sem os aglomerados 1E0657-56 e 3C28.0.

5.1.2 Grau de subestrutura vs. Temperatura.

A figura 5.2 mostra a tendência de que aglomerados mais quentes apresentam mais subestruturas. O coeficiente de Pearson encontrado de 0,53 pode ser considerado relativamente alto tendo em vista que subestruturas em aglomerados podem depender de vários parâmetros físicos. Já o expoente 1,76 mostra uma forte dependência entre a existência de subestruturas e a temperatura do gás.

5.1.3 Grau de subestrutura vs. Luminosidade.

A figura 5.3 mostra a tendência de que aglomerados mais luminosos em raios-X apresentam mais subestruturas. O coeficiente de Pearson encontrado de 0,59 pode ser considerado relativamente alto tendo em vista que subestruturas em aglomerados podem depender de vários parâmetros físicos. Já o expoente 0,6 mostra uma fraca dependência entre a existência de subestruturas e a luminosidade.

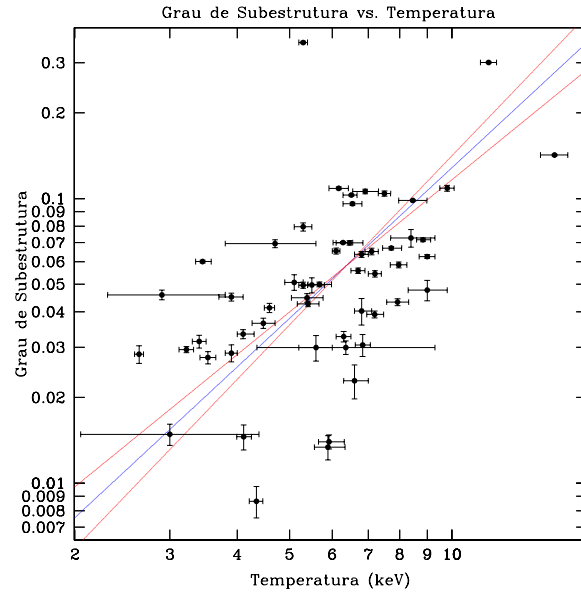


Figura 5.2: Grau de subestrutura vs. Temperatura. As cores têm o mesmo significado da figura 5.1.

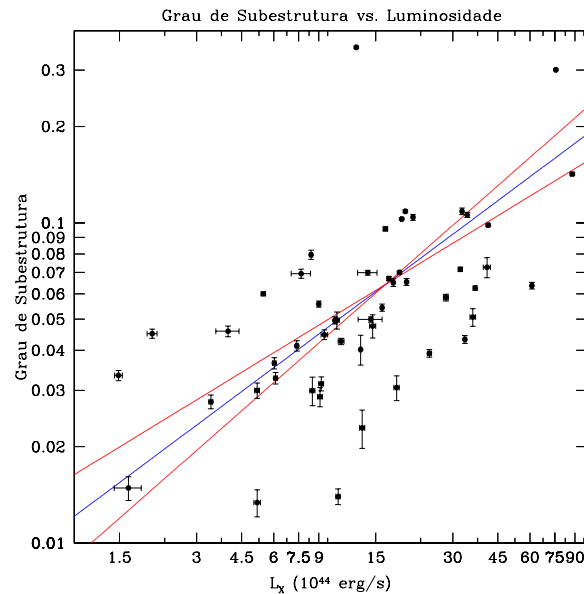


Figura 5.3: Grau de subestrutura vs. Luminosidade. As cores têm o mesmo significado da figura 5.1.

5.1.4 Grau de subestrutura vs. Massa total.

A figura 5.4 mostra a tendência de que aglomerados com maiores massas apresentam mais subestruturas. O coeficiente de Pearson encontrado de 0,59 pode ser considerado relativamente alto tendo em vista que subestruturas em aglomerados podem depender

de vários parâmetros físicos. Já o expoente 1,04 sugere uma dependência linear entre a quantidade de subestruturas e a massa.

Tendo em vista que no cenário hierárquico de formação de estruturas, objetos são formados a partir de objetos menores, através do processo de fusão, e que a relação encontrada entre o grau de subestrutura e a massa é linear, sugerimos que o grau de subestruturas como foi definido é um indicador direto da história de fusões pela qual passou o aglomerado. Unindo o fato anteriormente discutido de que o grau de subestrutura médio em $z = 0,02$ e $z = 0,2$ é praticamente o mesmo, e indícios de que o grau de subestrutura é um indicador de processos de fusões, sugerimos que a taxa pela qual os aglomerados passaram por fusão nos últimos 2 bilhões de anos é praticamente constante e elas ocorrem de forma a compensar a relaxação que ocorre nos mesmos.

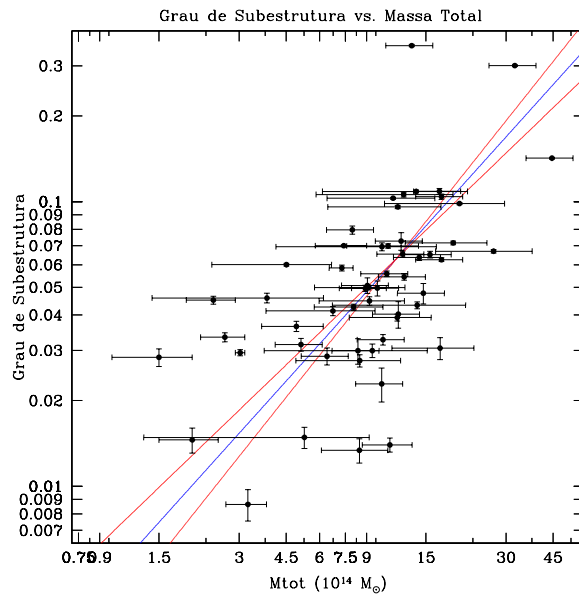


Figura 5.4: Grau de subestrutura vs. Massa total. As cores têm o mesmo significado da figura 5.1.

5.1.5 Grau de subestrutura vs. Metalicidade

Vemos através da figura 5.5 que não há indícios de relação entre a existência de subestruturas em aglomerados e a metalicidade, o que implica que subestruturas não são causadas por aquecimento do gás via supernovas, pois a dependência do grau de subestrutura com a temperatura é alta e seria detectada. Vale também ressaltar que apenas 23 pontos são

usados (tirados do artigo de Maughan et al., 2008, que fornece a metalicidade no interior de R_{500}), e portanto a estatística é pobre (não só em número de pontos mas também nas incertezas) para afirmarmos algo.

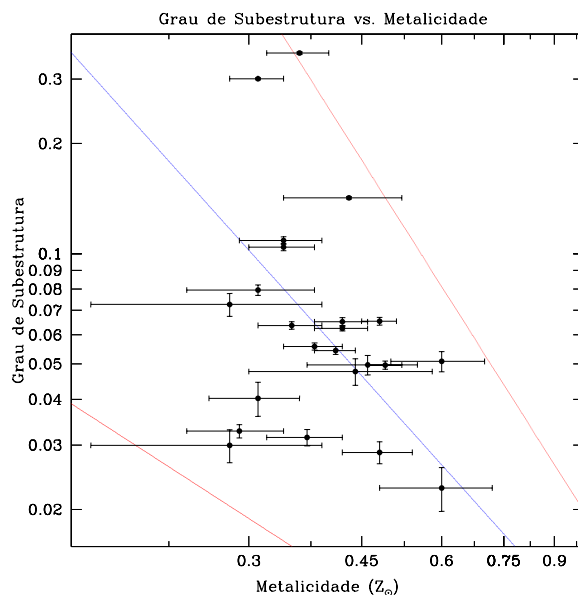


Figura 5.5: Grau de subestrutura vs. Metalicidade. As cores têm o mesmo significado da figura 5.1.

5.1.6 Grau de subestrutura vs. Índice de Gini

Vemos através da figura 5.6 que não há indícios de relação entre a existência de subestruturas em aglomerados e a concentração do fluxo em determinadas regiões, o que mostra que as subestruturas são objetos extensos e não concentrados emitindo parte significativa da energia irradiada.

5.2 Relações de escala

A segregação dos aglomerados em relação ao alto e baixo grau de subestrutura mostra a tendência de que aglomerados mais quentes não se encontram relaxados, ou seja, apresentam alto grau de subestrutura, conforme vemos nas figuras 5.2 e 5.7. Essa tendência se justifica através do cenário hierárquico de formação de estruturas, onde o acréscimo de novos halos ao aglomerado, ou seja fusões, tem como consequência aumentar a densidade local e aquecer o ICM, e conseqüentemente esses acréscimos na densidade e temperatura do

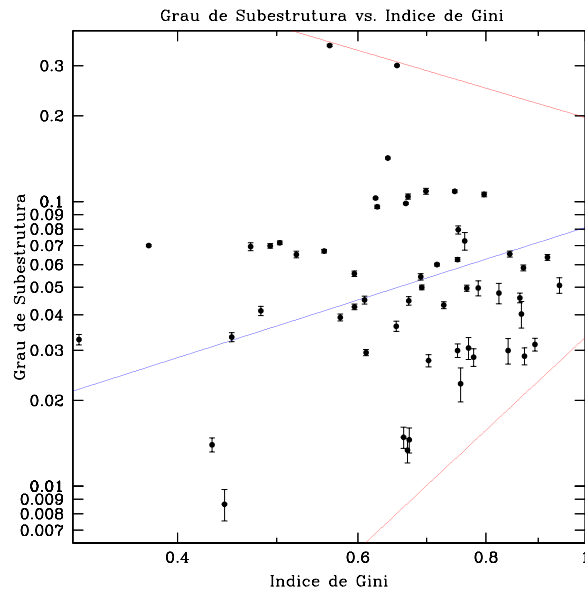


Figura 5.6: Grau de subestrutura vs. Índice de Gini. As cores têm o mesmo significado da figura 5.1.

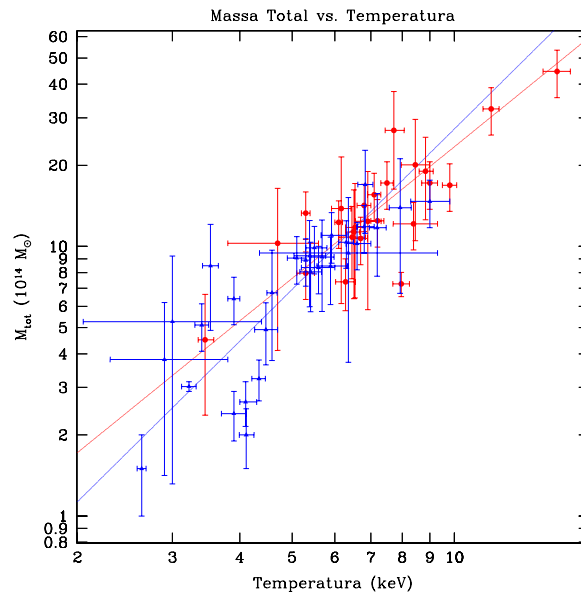


Figura 5.7: Massa total vs. Temperatura. Em vermelho estão os aglomerados com alto grau de subestrutura e em azul os com baixo grau de subestrutura.

gás, terão efeitos primários e secundários, respectivamente, na detecção de subestruturas. De uma forma semelhante podemos pensar que aglomerados quentes só têm como atingir tais temperaturas através de fusões, uma vez que o poço de energia potencial deveria ser demasiadamente profundo para que tais temperaturas fossem mediadas, e essas fusões ne-

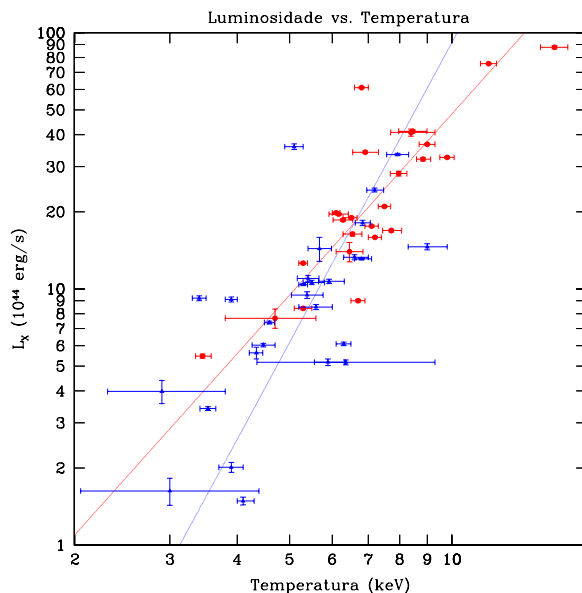


Figura 5.8: Luminosidade vs. Temperatura. Em vermelho estão os aglomerados com alto grau de subestrutura e em azul os com baixo grau de subestrutura.

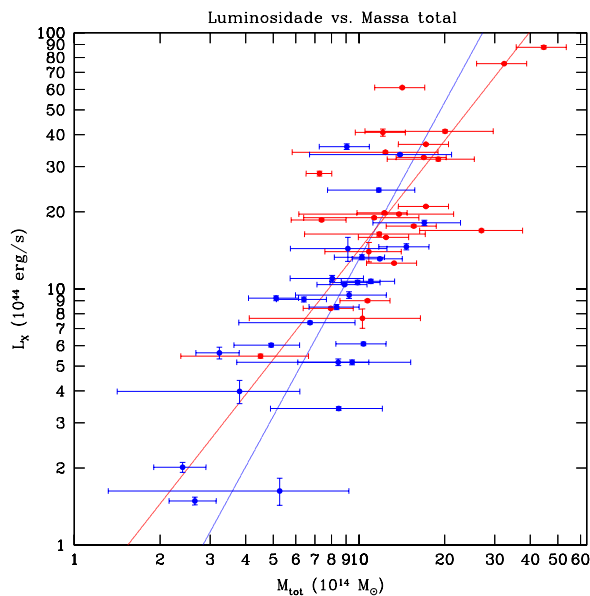


Figura 5.9: Luminosidade vs. Massa total. Em vermelho estão os aglomerados com alto grau de subestrutura e em azul os com baixo grau de subestrutura.

cessariamente seriam detectadas como subestruturas. Esse resultado está de acordo com as conclusões de Cypriano et al. (2004), que argumenta que aglomerados com temperaturas superiores à 8 keV apresentam massas inferidas por lentes gravitacionais menores que por outros métodos, o que é interpretado como evidência de não-equilíbrio.

Vemos também na figura 5.3 que aglomerados mais luminosos em raios-X apresentam, em geral, maiores valores de grau de subestrutura.

As relações entre o grau de subestrutura e as luminosidade e temperatura podem ser vistas como uma decorrência natural das relações de escala, e a relação entre o grau de subestrutura e a massa total, uma vez que as luminosidade e temperatura são diretamente proporcionais à massa total, que por sua vez também o é com relação ao grau de subestrutura.

5.3 Perfil do grau de subestruturas para os aglomerados A907, A1689, A1914 e 1E0657-56

De forma à vermos como o perfil do grau de subestrutura varia de aglomerado à aglomerado, foram escolhidos 4 aglomerados, 2 apresentando muita subestrutura e indícios de processo de fusão, A1914 e 1E0657-56 e 2 deles com pouca subestrutura, A907 e A1689.

Aqui são apresentados os gráficos. Para o aglomerado A907 são apresentadas todas as diferentes formas de se medir o perfil do grau de subestrutura e em cada um dos 4 primeiros gráficos são apresentadas as contribuições positiva, negativa e total (positiva+negativa) para o grau de subestrutura. Elas são representadas por quadrados, triangulos e cruces, respectivamente. Depois desses 4 gráficos são apresentados os gráficos correspondentes à contribuição positiva do perfil do grau de subestrutura para cada um dos 4 aglomerados (incluindo o aglomerado A907).

A análise do perfil do grau de subestrutura para os aglomerados A907, A1689, A1914 e 1E0657-56 nos mostrou que a componente positiva da densidade do grau de subestrutura pode ser um bom indicador do processo de fusão, uma vez que observamos um acréscimo significativo no perfil do grau de subestrutura nos aglomerados A1914 e 1E0657-56 que coincide com a posição das subestruturas se propagando ao longo do aglomerado, enquanto que a alta simetria axial dos aglomerados A907 e A1689 apresentou um pico no centro, correspondendo ao fato de esses aglomerados serem dinamicamente mais velhos e apresentarem caroços frios (*cool-core*), que são mal modelados pelo modelo- β que foi usado nesse caso.

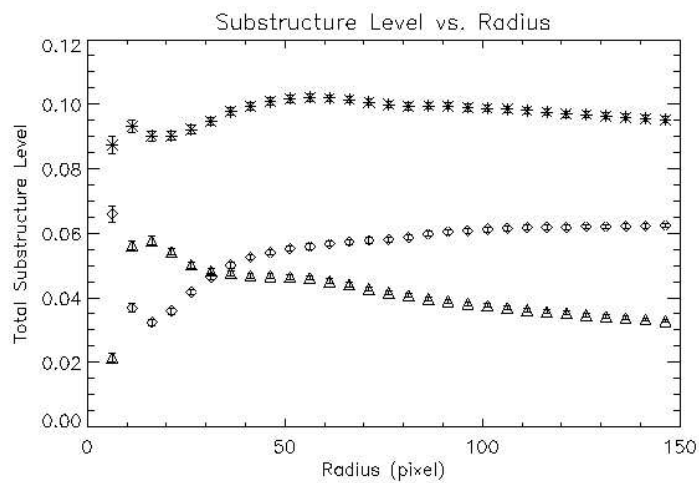


Figura 5.10: A907 - Perfil do grau de subestrutura total. 150 pixels = $0,77R_{500}$.

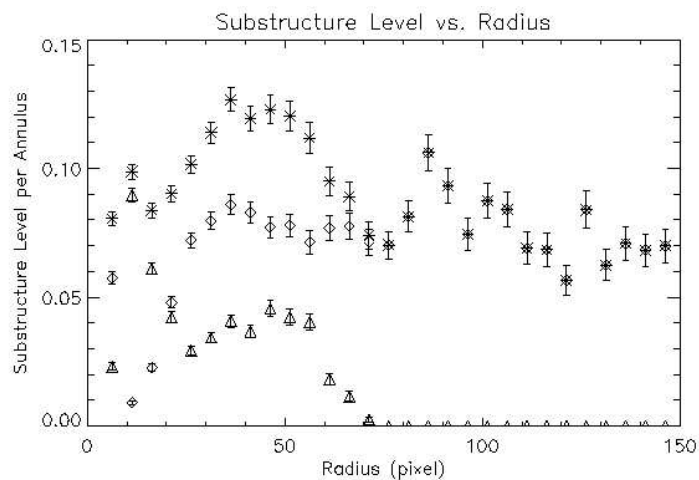


Figura 5.11: A907 - Perfil do grau de subestrutura por anel. 150 pixels = $0,77R_{500}$.

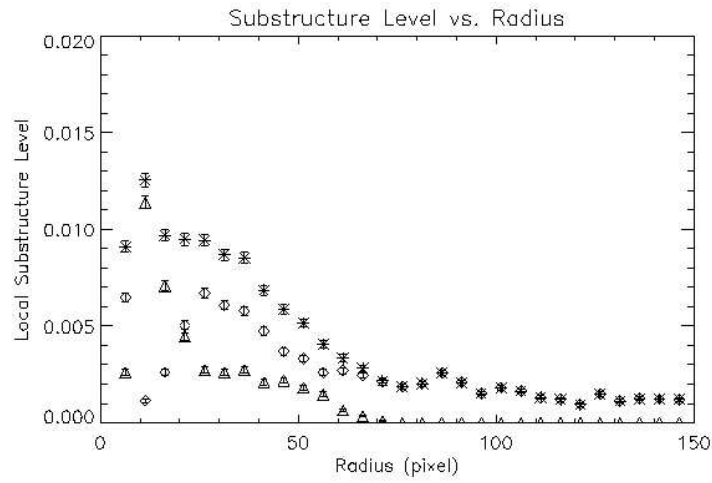


Figura 5.12: A907 - Perfil do grau de subestrutura local. 150 pixels = $0,77R_{500}$.

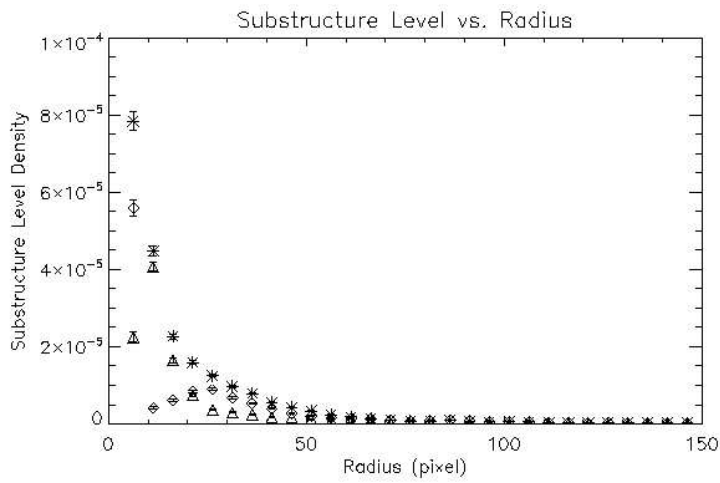


Figura 5.13: A907 - Densidade do perfil do grau de subestrutura. 150 pixels = $0,77R_{500}$.

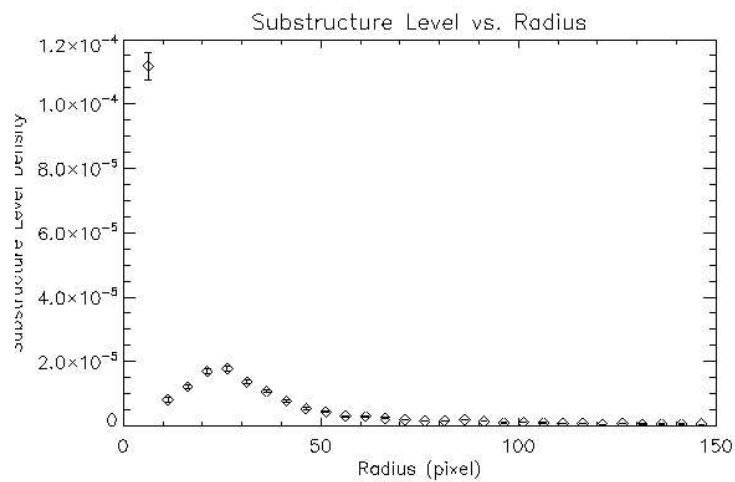


Figura 5.14: A907 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subestrutura. 150 pixels = $0,77R_{500}$.

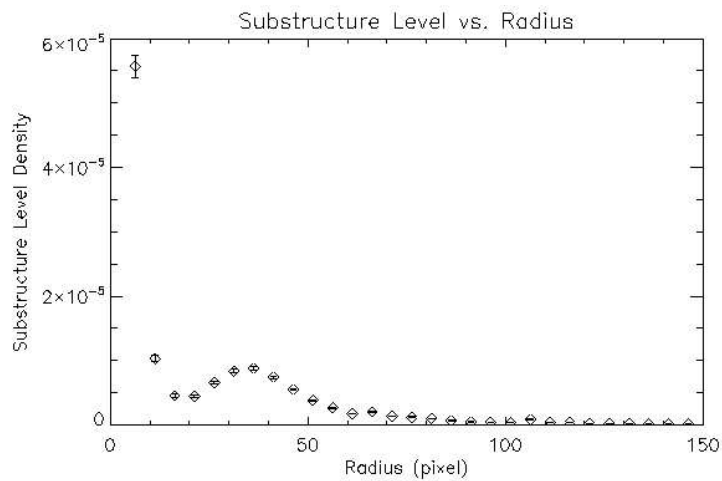


Figura 5.15: A1689 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subestrutura. 150 pixels = $0,58R_{500}$.

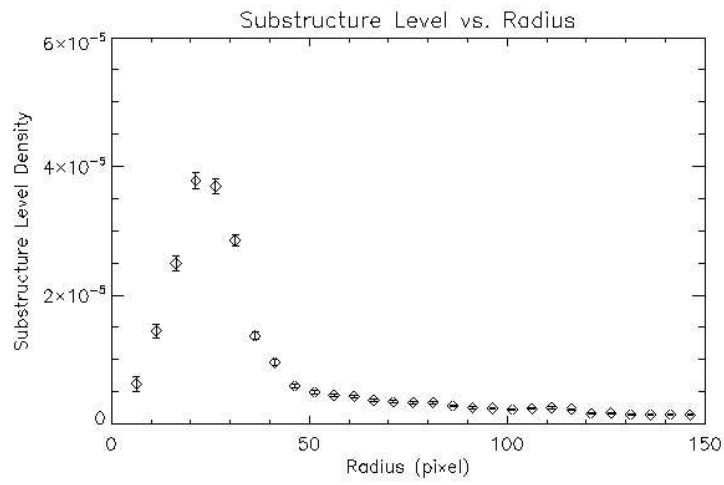


Figura 5.16: A1914 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subestrutura. 150 pixels = $0,62R_{500}$.

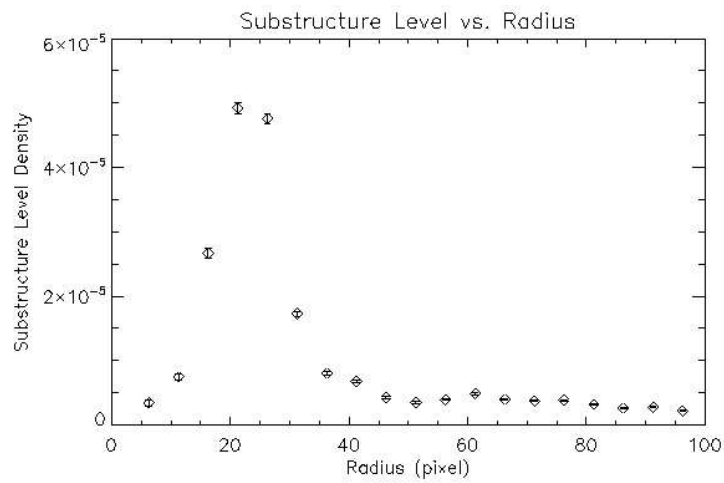


Figura 5.17: 1E0657-56 - Componente positiva da densidade do perfil do grau de subestrutura. 100 pixels = $0,54R_{500}$.

Conclusões e Perspectivas

O método desenvolvido de quantificação das subestruturas e identificação das mesmas se mostrou interessante por vários motivos:

O estudo de subestruturas em raios-X em aglomerados de galáxias nos mostrou que há pouca evidência de evolução estrutural do gás intra-aglomerado, em estruturas na escala de aglomerados ricos, nos últimos 2 bilhões de anos, o que nos possibilita impor um limite inferior para que qualquer mudança significativa ocorra na estrutura dos mesmos no Universo local ($z < 0,2$).

A grande dispersão do grau de subestrutura no intervalo de *redshift* $z \in [0,02, 0,2]$ nos mostra que encontramos aglomerados de galáxias nos mais diversos estados dinâmicos no Universo local: desde os mais perturbados até os relativamente relaxados.

A forma como foi definido o grau de subestrutura sugere que o mesmo seja um indicador de fusões e que subestruturas são causadas através da acreção de novos halos de matéria. A taxa com que fusões ocorrem no Universo local compensa a taxa de relaxação dos aglomerados, de forma que a evolução do grau de subestrutura médio entre $z = 0,02$ e $z = 0,2$ é fraca.

Podemos dizer com bastante certeza que existe correlação entre o grau de subestrutura, temperatura, massa e luminosidade, e que provavelmente não há correlação do grau de subestrutura com a metalicidade e índice de Gini, e pouca com relação ao *redshift* (no intervalo em questão).

A distinção entre aglomerados com alto e baixo graus de subestrutura se mostrou interessante pois encontramos relações de escala distintas para os diferentes grupos, portanto a análise de subestruturas pode ser importante para verificarmos vieses observacionais que

podem afetar a determinação das massas dos aglomerados e portanto a função de massa que é usada para testes de modelos cosmológicos.

E por fim cabe ressaltar que o método por si só se mostra bastante interessante, pois se trata de um novo método de se quantificar as subestruturas existentes em aglomerados, assim como de identificá-las.

Perspectivas

No doutorado temos planos de melhor entender os motivos pelos quais existem subestruturas em aglomerados, e vincular analiticamente parâmetros cosmológicos como Ω_M ao grau de subestrutura.

Queremos também aplicar o nosso método de quantificação e detecção de subestruturas à grupos de galáxias, de forma à extendermos o estudo à massas menores, e aglomerados mais distantes, utilizando também o detector ACIS-S.

Pretendemos estudar a distribuição em 2 dimensões de temperatura e metalicidade para aglomerados próximos, e relacionar o grau de subestrutura com a existência de centros frios (*cool-core*).

Temos planos também de estudar a relação entre o grau de subestrutura e propriedades ópticas (distribuição de galáxias), além de o estudo aprofundado entre AGNs, com jatos que emitem em rádio, BCGs e subestruturas também se mostrar interessante.

Referências Bibliográficas

- Balestra I., Tozzi P., Ettori S., Rosati P., Borgani S., Mainieri V., Norman C., Evolution in the Iron Abundance of the ICM, Progress of Theoretical Physics Supplement, 2007, vol. 169, p. 49
- Bardelli S., De Grandi S., Ettori S., Molendi S., Zucca E., Colafrancesco S., SC 1327-312 and SC 1329-313: Two galaxy groups in-between a major merging event observed with Beppo-SAX, A&A, 2002, vol. 382, p. 17
- Bird C. M., Substructure in clusters and central galaxy peculiar velocities, AJ, 1994, vol. 107, p. 1637
- Birkinshaw M., The Sunyaev-Zel'dovich effect, Phys. Rep., 1999, vol. 310, p. 97
- Buote D. A., Omega (0) and substructure in galaxy clusters, MNRAS, 1998, vol. 293, p. 381
- Buote D. A., X-Ray Observations of Cluster Mergers: Cluster Morphologies and Their Implications. In Merging Processes in Galaxy Clusters , vol. 272 of Astrophysics and Space Science Library, 2002, p. 79
- Buote D. A., Tsai J. C., Quantifying the Morphologies and Dynamical Evolution of Galaxy Clusters. I. The Method, ApJ, 1995, vol. 452, p. 522
- Buote D. A., Tsai J. C., Quantifying the Morphologies and Dynamical Evolution of Galaxy Clusters. II. Application to a Sample of ROSAT Clusters, ApJ, 1996, vol. 458, p. 27
- Buote D. A., Xu G., Sensitivity of galaxy cluster morphologies to Omega₀ and P(k), MNRAS, 1997, vol. 284, p. 439

- Cavaliere A., Fusco-Femiano R., X-rays from hot plasma in clusters of galaxies, *A&A*, 1976, vol. 49, p. 137
- Chen Y., Reiprich T. H., Böhringer H., Ikebe Y., Zhang Y.-Y., Statistics of X-ray observables for the cooling-core and non-cooling core galaxy clusters, *A&A*, 2007, vol. 466, p. 805
- Clowe D., Bradač M., Gonzalez A. H., Markevitch M., Randall S. W., Jones C., Zaritsky D., A Direct Empirical Proof of the Existence of Dark Matter, *ApJ*, 2006, vol. 648, p. L109
- Clowe D., Luppino G. A., Kaiser N., Gioia I. M., Weak Lensing by High-Redshift Clusters of Galaxies. I. Cluster Mass Reconstruction, *ApJ*, 2000, vol. 539, p. 540
- Crone M. M., Evrard A. E., Richstone D. O., Substructure in Clusters as a Cosmological Test, *ApJ*, 1996, vol. 467, p. 489
- Cypriano E. S., Sodré L. J., Kneib J.-P., Campusano L. E., Weak-Lensing Mass Distributions for 24 X-Ray Abell Clusters, *ApJ*, 2004, vol. 613, p. 95
- De Grandi S., Molendi S., Metallicity Gradients in X-Ray Clusters of Galaxies, *ApJ*, 2001, vol. 551, p. 153
- Demarco R., Magnard F., Durret F., Márquez I., A study of dark matter halos and gas properties in clusters of galaxies from ROSAT data, *A&A*, 2003, vol. 407, p. 437
- Dressler A., Shectman S. A., Evidence for substructure in rich clusters of galaxies from radial-velocity measurements, *AJ*, 1988, vol. 95, p. 985
- Durret F., Lima Neto G. B., Forman W., An XMM-Newton view of the cluster of galaxies Abell 85, *A&A*, 2005, vol. 432, p. 809
- Dutta S. N., Substructure in clusters of galaxies and the value of Omega, *MNRAS*, 1995, vol. 276, p. 1109
- Ettori S., Note on a polytropic β -model to fit the X-ray surface brightness of clusters of galaxies, *MNRAS*, 2000, vol. 311, p. 313

- Ettori S., Brief history of metal accumulation in the intracluster medium, *MNRAS*, 2005, vol. 362, p. 110
- Evrard A. E., The intracluster gas fraction in X-ray clusters - Constraints on the clustered mass density, *MNRAS*, 1997, vol. 292, p. 289
- Evrard A. E., Mohr J. J., Fabricant D. G., Geller M. J., A Morphology-Cosmology Connection for X-Ray Clusters, *ApJ*, 1993, vol. 419, p. L9+
- Fabian A. C., Cooling Flows in Clusters of Galaxies, *ARA&A*, 1994, vol. 32, p. 277
- Feigelson E. D., Babu G. J., Linear regression in astronomy. II, *ApJ*, 1992, vol. 397, p. 55
- Fitchett M., Webster R., Substructure in the Coma Cluster, *ApJ*, 1987, vol. 317, p. 653
- Geller M. J., Beers T. C., Substructure within clusters of galaxies, *PASP*, 1982, vol. 94, p. 421
- Gini C., reprinted in *Memorie di Metodologia Statistica*, ed. E. Pizetti & T. Salvemini (1955; Rome: Libreria Eredi Virgilio Veschi), 1912
- Gomez P. L., Pinkney J., Burns J. O., Wang Q., Owen F. N., Voges W., ROSAT X-Ray Observations of Abell Clusters with Wide-Angle Tailed Radio Sources, *ApJ*, 1997, vol. 474, p. 580
- Huchra J. P., Geller M. J., Groups of galaxies. I - Nearby groups, *ApJ*, 1982, vol. 257, p. 423
- Isobe T., Feigelson E. D., Akritas M. G., Babu G. J., Linear regression in astronomy., *ApJ*, 1990, vol. 364, p. 104
- Jeltema T. E., Canizares C. R., Bautz M. W., Buote D. A., The Evolution of Structure in X-Ray Clusters of Galaxies, *ApJ*, 2005, vol. 624, p. 606
- Jing Y. P., Mo H. J., Borner G., Fang L. Z., Substructures and density profiles of clusters in models of galaxy formation, *MNRAS*, 1995, vol. 276, p. 417
- Jones C., Forman W., The structure of clusters of galaxies observed with Einstein, *ApJ*, 1984, vol. 276, p. 38

- Jones C., Forman W., Imaging the Hot Intra Cluster Medium. In NATO ASIC Proc. 366: Clusters and Superclusters of Galaxies , 1992, p. 49
- Jones C., Forman W., Einstein Observatory Images of Clusters of Galaxies, ApJ, 1999, vol. 511, p. 65
- Kahn S. M., High-Energy Spectroscopic Astrophysics. Astrophysics and Astronomy Series: Saas-Fee Advanced Courses , Number 30, 2005
- Kolokotronis V., Basilakos S., Plionis M., Georgantopoulos I., Searching for cluster substructure using APM and ROSAT data, MNRAS, 2001, vol. 320, p. 49
- Lacey C., Cole S., Merger rates in hierarchical models of galaxy formation, MNRAS, 1993, vol. 262, p. 627
- Lagana T. F., Lima Neto G. B., Andrade-Santos F., Cypriano E. S., Star Formation Efficiency in Galaxy Clusters, ArXiv e-prints, 2008, vol. 804
- Lambas D. G., Groth E. J., Peebles P. J. E., Alignments of brightest cluster galaxies with large-scale structures, AJ, 1988, vol. 95, p. 996
- Lynds R., Petrosian V., Luminous arcs in clusters of galaxies, ApJ, 1989, vol. 336, p. 1
- Mathiesen B. F., Evrard A. E., Four Measures of the Intracluster Medium Temperature and Their Relation to a Cluster's Dynamical State, ApJ, 2001, vol. 546, p. 100
- Maughan B. J., Jones C., Forman W., Van Speybroeck L., Images, Structural Properties, and Metal Abundances of Galaxy Clusters Observed with Chandra ACIS-I at $0.1 < z < 1.3$, ApJS, 2008, vol. 174, p. 117
- McNamara B. R., Wise M., Nulsen P. E. J., David L. P., Sarazin C. L., Bautz M., Markevitch M., Vikhlinin A., Forman W. R., Jones C., Harris D. E., Chandra X-Ray Observations of the Hydra A Cluster: An Interaction between the Radio Source and the X-Ray-emitting Gas, ApJ, 2000, vol. 534, p. L135
- Melott A. L., Chambers S. W., Miller C. J., Recent Dynamical Relaxation of Galaxy Clusters: Evidence for a Low- Ω_m Universe, ApJ, 2001, vol. 559, p. L75

- Mohr J. J., Evrard A. E., Fabricant D. G., Geller M. J., Cosmological Constraints from Observed Cluster X-Ray Morphologies, *ApJ*, 1995, vol. 447, p. 8
- Mohr J. J., Fabricant D. G., Geller M. J., An X-ray method for detecting substructure in galaxy clusters - Application to Perseus, A2256, Centaurus, Coma, and Sersic 40/6, *ApJ*, 1993, vol. 413, p. 492
- Nulsen P. E. J., McNamara B. R., Wise M. W., David L. P., The Cluster-Scale AGN Outburst in Hydra A, *ApJ*, 2005, vol. 628, p. 629
- Peres C. B., Fabian A. C., Edge A. C., Allen S. W., Johnstone R. M., White D. A., A ROSAT study of the cores of clusters of galaxies - I. Cooling flows in an X-ray flux-limited sample, *MNRAS*, 1998, vol. 298, p. 416
- Peterson J. R., Paerels F. B. S., Kaastra J. S., Arnaud M., Reiprich T. H., Fabian A. C., Mushotzky R. F., Jernigan J. G., Sakelliou I., X-ray imaging-spectroscopy of Abell 1835, *A&A*, 2001, vol. 365, p. L104
- Pislar V., Durret F., Gerbal D., Lima Neto G. B., Slezak E., The rich cluster of galaxies ABCG 85. I. X-ray analysis., *A&A*, 1997, vol. 322, p. 53
- Plionis M., Recent Dynamical Evolution of Galaxy Clusters, *ApJ*, 2002, vol. 572, p. L67
- Randall S. W., Sarazin C. L., Ricker P. M., The Effect of Merger Boosts on the Luminosity, Temperature, and Inferred Mass Functions of Clusters of Galaxies, *ApJ*, 2002, vol. 577, p. 579
- Reiprich T. H., Böhringer H., The Mass Function of an X-Ray Flux-limited Sample of Galaxy Clusters, *ApJ*, 2002, vol. 567, p. 716
- Richstone D., Loeb A., Turner E. L., A lower limit of the cosmic mean density from the ages of clusters of galaxies, *ApJ*, 1992, vol. 393, p. 477
- Rizza E., Burns J. O., Ledlow M. J., Owen F. N., Voges W., Bliton M., X-ray observations of distant Abell clusters, *MNRAS*, 1998, vol. 301, p. 328
- Rosati P., Borgani S., Norman C., The Evolution of X-ray Clusters of Galaxies, *ARA&A*, 2002, vol. 40, p. 539

- Rowley D. R., Thomas P. A., Kay S. T., The merger history of clusters and its effect on the X-ray properties of the intracluster medium, *MNRAS*, 2004, vol. 352, p. 508
- Sanderson A. J. R., Ponman T. J., O'Sullivan E., A statistically selected Chandra sample of 20 galaxy clusters - I. Temperature and cooling time profiles, *MNRAS*, 2006, vol. 372, p. 1496
- Sarazin C. L., X-ray emission from clusters of galaxies, *Reviews of Modern Physics*, 1986, vol. 58, p. 1
- Sarazin C. L., X-ray emission from clusters of galaxies. Cambridge Astrophysics Series, Cambridge: Cambridge University Press, 1988, 1988
- Springel V., White S. D. M., Jenkins A., Frenk C. S., Yoshida N., Gao L., Navarro J., Thacker R., Croton D., Helly J., Peacock J. A., Cole S., Thomas P., Couchman H., Evrard A., Colberg J., Pearce F., Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars, *Nature*, 2005, vol. 435, p. 629
- Sun M., Forman W., Vikhlinin A., Hornstrup A., Jones C., Murray S. S., ESO 3060170: A Massive Fossil Galaxy Group with a Heated Gas Core?, *ApJ*, 2004, vol. 612, p. 805
- Suwa T., Habe A., Yoshikawa K., Okamoto T., Cluster Morphology as a Test of Different Cosmological Models, *ApJ*, 2003, vol. 588, p. 7
- Thomas P. A., Colberg J. M., Couchman H. M. P., Efstathiou G. P., Frenk C. S., Jenkins A. R., Nelson A. H., Hutchings R. M., Peacock J. A., Pearce F. R., White S. D. M., The structure of galaxy clusters in various cosmologies, *MNRAS*, 1998, vol. 296, p. 1061
- Tyson J. A., Wenk R. A., Valdes F., Detection of systematic gravitational lens galaxy image alignments - Mapping dark matter in galaxy clusters, *ApJ*, 1990, vol. 349, p. L1
- Valdarnini R., Ghizzardi S., Bonometto S., Global cluster morphology and its evolution: X-ray data versus CDM LambdaCDM and CHDM models, *New Astronomy*, 1999, vol. 4, p. 71
- Vikhlinin A., Burenin R., Forman W. R., Jones C., Hornstrup A., Murray S. S., Quintana H., Lack of Cooling Flow Clusters at $z > 0.5$. In *Heating versus Cooling in Galaxies and Clusters of Galaxies* , 2007, p. 48

- Vikhlinin A., Kravtsov A., Forman W., Jones C., Markevitch M., Murray S. S., Van Speybroeck L., Chandra Sample of Nearby Relaxed Galaxy Clusters: Mass, Gas Fraction, and Mass-Temperature Relation, *ApJ*, 2006, vol. 640, p. 691
- Vikhlinin A., Markevitch M., Murray S. S., Jones C., Forman W., Van Speybroeck L., Chandra Temperature Profiles for a Sample of Nearby Relaxed Galaxy Clusters, *ApJ*, 2005, vol. 628, p. 655
- Weisstein E. W., Correlation Coefficient, From MathWorld—A Wolfram Web Resource. <http://mathworld.wolfram.com/CorrelationCoefficient.html>, 2008
- West M. J., Bothun G. D., A reanalysis of substructure in clusters of galaxies and their surroundings, *ApJ*, 1990, vol. 350, p. 36
- West M. J., Jones C., Forman W., Substructure: Clues to the Formation of Clusters of Galaxies, *ApJ*, 1995, vol. 451, p. L5+
- Zwicky F., Die Rotverschiebung von extragalaktischen Nebeln, *Helvetica Physica Acta*, 1933, vol. 6, p. 110
- Zwicky F., On the Masses of Nebulae and of Clusters of Nebulae, *ApJ*, 1937, vol. 86, p. 217

Apêndice

Apêndice A

Amostra

Tabela A.1 - Aglomerados selecionados.

Obs ID	Exposure (ks)	Target Name	PI Name	Redshift
5356	98,49	1E0657-56	Markevitch	0,296
3233	50,38	3C 28.0	Krawczynski	0,195
904	38,91	A85	Sarazin	0,055
2320	19,53	A383	Vanspeybroeck	0,187
3230	49,28	A399	Mohr	0,071
518	18,24	A401	Murray	0,074
6102	10,13	A478	Allen	0,089
4215	67,15	A520	Jerius	0,199
530	10,17	A586	Vanspeybroeck	0,171
2211	30,08	A644	Stocke	0,070
3586	30,12	A665	Vanspeybroeck	0,182
3185	48,67	A907	Murray	0,153
2205	23,90	A1204	Scharf	0,171
4961	52,03	A1240	Kempner	0,159
5003	76,05	A1413	Vanspeybroeck	0,143
2206	18,96	A1644	Mohr	0,047
5823	40,13	A1650	Donahue	0,084
6930	77,15	A1689	Garmire	0,183
5289	15,15	A1795	Calibration	0,062
3593	19,12	A1914	Vanspeybroeck	0,171
6101	10,05	A2029	Allen	0,078
2204	54,70	A2034	Sarazin	0,113
4965	56,15	A2069	Murray	0,116
4960	36,04	A2107	Sarazin	0,041
5005	45,15	A2142	Vanspeybroeck	0,091
3211	18,12	A2147	Forman	0,035
1653	72,09	A2163	Murray	0,203
1454	11,56	A2218	Garmire	0,176
894	39,94	A2255	Davis	0,081
1386	12,53	A2256	Murray	0,058

Continua na próxima página

Tabela A.1 – continuação da página anterior.

Obs ID	Exposure (ks)	Target Name	PI Name	Redshift
3245	10,12	A2259	Vanspeybroeck	0,164
3246	10,12	A2294	Vanspeybroeck	0,178
3231	14,62	A2319	Mohr	0,056
3247	10,38	A2409	Vanspeybroeck	0,148
4941	16,36	A2657	Reiprich	0,040
4959	40,14	A2670	Sarazin	0,076
3712	31,35	A3158	Markevitch	0,060
899	30,14	A3266	Henriksen	0,059
4943	18,69	A3391	Reiprich	0,051
4167	19,54	A3562	Ettori	0,049
5751	130,60	A3667	Vikhlinin	0,056
4973	29,76	A3921	Ferrari	0,093
4992	33,97	A4038	Lloyd-Davies	0,030
3188	14,18	ESO3060170-B	Murray	0,039
4183	10,14	EXO0422	Sarazin	0,040
4182	23,76	IIIZW54	Sarazin	0,029
3589	20,31	MACS-J1149.5+2223	Vanspeybroeck	0,176
900	58,03	MKW 3S	Kaastra	0,045
924	30,03	MS 0906.5+1110	Ellingson	0,180
6103	10,41	PKS0745-191	Allen	0,103
4935	13,47	RXCJ 1504-0248	Predehl	0,109
1665	10,11	RXJ 1532.9+3021	Vanspeybroeck	0,164
4361	26,01	RXJ1720.1+2638	Mazzotta	0,164
4165	18,61	SC1327-312	Ettori	0,050
4184	12,22	ZWCL1215	Sarazin	0,075

Apêndice B

Resultados

A tabela a seguir contém o redshift, massa total, luminosidade em raios-X, metalicidade, temperatura, índice de Gini e o grau de subestrutura, para os 55 aglomerados da amostra.

Tabela B.1 - Aglomerados e grandezas.

Aglomerado	S	$M_{500}(10^{14}M_{\odot})$	$L_X(10^{44}\text{erg/s})$	$T(\text{keV})$	$Z(Z_{\odot})$	$Gini$	z
1E0657-56	$0,3007 \pm 0,0019$	$32,35 \pm 6,47$	$75,80 \pm 0,50$	$11,7 \pm 0,4$	$0,31 \pm 0,03$	0,65	0,296
3C 28.0	$0,3534 \pm 0,0031$	$13,28 \pm 2,65$	$12,60 \pm 0,10$	$5,3 \pm 0,1$	$0,36 \pm 0,04$	0,56	0,195
A85	$0,10277 \pm 0,00074$	$11,31 \pm 4,91$	$18,95 \pm 0,22$	$6,51 \pm 0,23$	- ± -	0,62	0,055
A383	$0,0286 \pm 0,0020$	$6,40 \pm 1,28$	$9,10 \pm 0,20$	$3,9 \pm 0,1$	$0,48 \pm 0,06$	0,87	0,187
A399	$0,0699 \pm 0,0012$	$10,84 \pm 3,25$	$13,97 \pm 1,22$	$6,46 \pm 0,38$	- ± -	0,49	0,071
A401	$0,0391 \pm 0,0011$	$11,73 \pm 3,97$	$24,32 \pm 0,43$	$7,19 \pm 0,28$	- ± -	0,58	0,074
A478	$0,1059 \pm 0,0020$	$12,39 \pm 6,56$	$34,18 \pm 0,35$	$6,91 \pm 0,40$	- ± -	0,80	0,088
A496	$0,0413 \pm 0,0016$	$6,73 \pm 2,95$	$7,39 \pm 0,10$	$4,59 \pm 0,10$	- ± -	0,48	0,033
A520	$0,0651 \pm 0,0018$	$15,56 \pm 3,11$	$17,60 \pm 0,20$	$7,1 \pm 0,2$	$0,42 \pm 0,04$	0,52	0,199
A586	$0,0229 \pm 0,0031$	$10,24 \pm 2,05$	$13,30 \pm 0,30$	$6,6 \pm 0,4$	$0,60 \pm 0,12$	0,76	0,171
A644	$0,0957 \pm 0,0012$	$11,77 \pm 5,33$	$16,37 \pm 0,29$	$6,54 \pm 0,27$	- ± -	0,63	0,070
A665	$0,1041 \pm 0,0022$	$17,18 \pm 3,44$	$21,00 \pm 0,20$	$7,5 \pm 0,2$	$0,34 \pm 0,04$	0,67	0,182
A907	$0,0496 \pm 0,0012$	$8,89 \pm 1,78$	$10,40 \pm 0,10$	$5,3 \pm 0,1$	$0,49 \pm 0,03$	0,77	0,153
A1204	$0,0314 \pm 0,0016$	$5,11 \pm 1,02$	$9,20 \pm 0,20$	$3,4 \pm 0,1$	$0,37 \pm 0,05$	0,89	0,171
A1413	$0,0543 \pm 0,0014$	$12,44 \pm 2,49$	$15,90 \pm 0,10$	$7,2 \pm 0,2$	$0,41 \pm 0,03$	0,69	0,143
A1644	$0,0694 \pm 0,0022$	$10,27 \pm 6,16$	$7,68 \pm 0,67$	$4,7 \pm 0,9$	- ± -	0,47	0,047
A1650	$0,04994 \pm 0,00095$	$9,14 \pm 3,40$	$14,37 \pm 1,55$	$5,68 \pm 0,30$	- ± -	0,69	0,084
A1689	$0,04880 \pm 0,00090$	$17,18 \pm 3,44$	$36,70 \pm 0,30$	$9,0 \pm 0,3$	$0,42 \pm 0,04$	0,75	0,183
A1795	$0,1086 \pm 0,0012$	$13,81 \pm 7,67$	$19,60 \pm 0,14$	$6,17 \pm 0,26$	- ± -	0,74	0,062
A1914	$0,1086 \pm 0,0025$	$16,87 \pm 3,37$	$32,60 \pm 0,30$	$9,8 \pm 0,3$	$0,34 \pm 0,05$	0,70	0,171
A2029	$0,0432 \pm 0,0012$	$13,93 \pm 7,22$	$33,46 \pm 0,36$	$7,93 \pm 0,39$	- ± -	0,73	0,078
A2034	$0,0557 \pm 0,0012$	$10,70 \pm 2,14$	$9,00 \pm 0,10$	$6,7 \pm 0,2$	$0,38 \pm 0,04$	0,60	0,113
A2069	$0,0327 \pm 0,0014$	$10,37 \pm 2,07$	$6,10 \pm 0,10$	$6,3 \pm 0,2$	$0,29 \pm 0,05$	0,32	0,116
A2107	$0,0333 \pm 0,0012$	$2,65 \pm 0,50$	$1,49 \pm 0,05$	$4,1 \pm 0,2$	- ± -	0,45	0,041
A2142	$0,09841 \pm 0,00084$	$20,06 \pm 9,56$	$41,26 \pm 0,57$	$8,46 \pm 0,53$	- ± -	0,67	0,091
A2147	$0,0086 \pm 0,0011$	$3,23 \pm 0,56$	$5,62 \pm 0,29$	$4,34 \pm 0,13$	- ± -	0,44	0,035

Continua na próxima página

Tabela B.1 – continuação da página anterior.

Aglomerado	S	$M_{500}(10^{14}M_{\odot})$	$L_X(10^{44}\text{erg/s})$	$T(\text{keV})$	$Z(Z_{\odot})$	$Gini$	z
A2163	0,1421 ± 0,0011	44,55 ± 8,91	87,80 ± 1,30	15,5 ± 0,9	0,43 ± 0,09	0,64	0,203
A2218	0,0402 ± 0,0043	11,83 ± 2,36	13,10 ± 0,10	6,8 ± 0,3	0,31 ± 0,05	0,86	0,176
A2255	0,01397 ± 0,00079	11,00 ± 2,33	10,70 ± 0,22	5,92 ± 0,4	- ± -	0,43	0,081
A2256	0,0305 ± 0,0027	16,96 ± 5,76	18,11 ± 0,43	6,83 ± 0,23	- ± -	0,77	0,058
A2259	0,0299 ± 0,0031	8,34 ± 1,66	8,50 ± 0,20	5,6 ± 0,4	0,28 ± 0,11	0,84	0,164
A2294	0,0476 ± 0,0040	14,67 ± 2,93	14,60 ± 0,40	9,0 ± 0,8	0,44 ± 0,14	0,82	0,178
A2319	0,0716 ± 0,0011	18,99 ± 6,42	32,08 ± 0,51	8,84 ± 0,29	- ± -	0,50	0,056
A2409	0,0496 ± 0,0030	9,88 ± 1,97	10,60 ± 0,20	5,5 ± 0,3	0,46 ± 0,09	0,78	0,148
A2657	0,0276 ± 0,0014	8,48 ± 3,59	3,41 ± 0,06	3,53 ± 0,12	- ± -	0,70	0,040
A2670	0,0450 ± 0,0015	2,40 ± 0,50	2,01 ± 0,10	3,9 ± 0,2	- ± -	0,61	0,076
A3158	0,04265 ± 0,00097	8,05 ± 2,32	11,00 ± 0,29	5,41 ± 0,26	- ± -	0,60	0,060
A3266	0,06698 ± 0,00098	26,93 ± 10,61	16,90 ± 0,22	7,72 ± 0,35	- ± -	0,56	0,059
A3391	0,0133 ± 0,0013	8,45 ± 2,36	5,17 ± 0,16	5,89 ± 0,45	- ± -	0,67	0,051
A3562	0,0364 ± 0,0015	4,91 ± 1,27	6,04 ± 0,10	4,47 ± 0,23	- ± -	0,65	0,049
A3667	0,07004 ± 0,00058	7,39 ± 1,61	18,58 ± 0,22	6,28 ± 0,27	- ± -	0,37	0,056
A3921	0,0447 ± 0,0015	9,22 ± 3,24	9,47 ± 0,27	5,39 ± 0,38	- ± -	0,67	0,093
A4038	0,02946 ± 0,00072	3,02 ± 0,12	0,50 ± 0,01	3,22 ± 0,10	- ± -	0,61	0,030
ESO3060170-B	0,0283 ± 0,0020	1,50 ± 0,50	0,25 ± 0,12	2,63 ± 0,05	- ± -	0,78	0,039
EXO0422	0,0458 ± 0,0018	3,80 ± 2,39	3,98 ± 0,41	2,90 ± 0,90	- ± -	0,86	0,040
IIIZW54	0,0148 ± 0,0013	5,26 ± 3,94	1,63 ± 0,20	3,00 ± 1,39	- ± -	0,66	0,029
MACS J1149.5+2223	0,0726 ± 0,0052	12,13 ± 2,42	40,80 ± 1,30	8,4 ± 0,9	0,28 ± 0,11	0,76	0,176
MKW 3S	0,06004 ± 0,00071	4,50 ± 2,14	5,47 ± 0,10	3,45 ± 0,13	- ± -	0,72	0,045
MS 0906.5+1110	0,0795 ± 0,0026	7,95 ± 1,59	8,40 ± 0,10	5,3 ± 0,2	0,31 ± 0,07	0,75	0,180
PKS0745-191	0,0584 ± 0,0014	7,27 ± 0,75	28,20 ± 0,60	7,97 ± 0,28	- ± -	0,87	0,103
RXCJ 1504-0248	0,0636 ± 0,0015	14,18 ± 2,83	61,10 ± 0,60	6,8 ± 0,2	0,35 ± 0,04	0,92	0,109
RXJ 1532.9+3021	0,0507 ± 0,0032	9,05 ± 1,81	35,90 ± 0,90	5,1 ± 0,2	0,60 ± 0,10	0,94	0,164
RXJ1720.1+2638	0,0653 ± 0,0016	12,29 ± 2,45	19,80 ± 0,20	6,1 ± 0,1	0,48 ± 0,03	0,84	0,164
SC1327-312	0,0145 ± 0,0015	2,00 ± 0,50	0,18 ± 0,02	4,11 ± 0,14	- ± -	0,67	0,050
ZWCL1215	0,0299 ± 0,0016	9,46 ± 5,74	5,17 ± 0,11	6,36 ± 2,94	- ± -	0,75	0,075

Os valores do grau de subestrutura e índice de Gini foram calculados, enquanto que os restantes foram tirados de artigos (Jones e Forman, 1999; Reiprich e Böhringer, 2002; Bardelli et al., 2002; Sun et al., 2004; Chen et al., 2007; Maughan et al., 2008).

Imagens de Subestruturas

Nesse apêndice se encontram imagens em raios-X de 6 aglomerados de galáxias, assim como suas subestruturas. As imagens sofreram alisamento de 3 pixels, e estão na banda de energia de 0,3 - 7,0 keV. A intensidade está em escala logarítmica, e não deve ser comparada entre aglomerados.

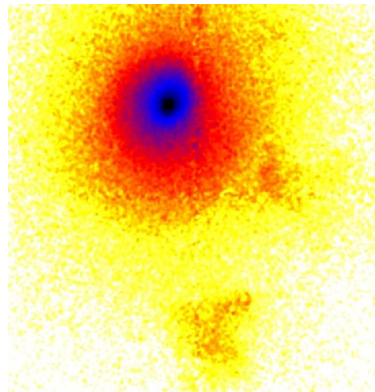


Figura C.1: Imagem em raios-X do aglomerado A85.

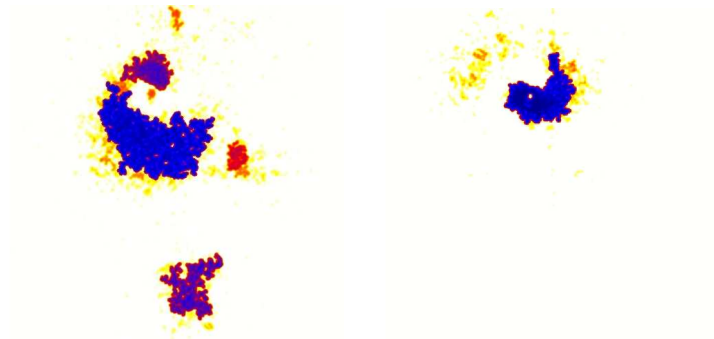


Figura C.2: Subestruturas positivas e negativas do aglomerado A85, à esquerda e direita respectivamente.

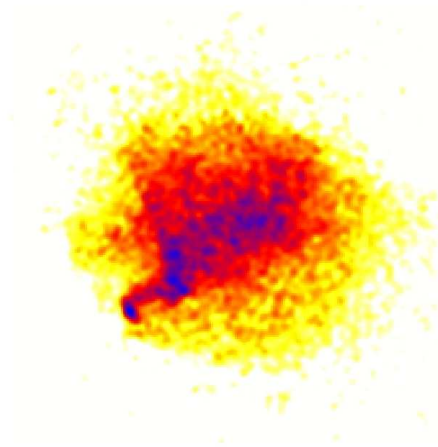


Figura C.3: Imagem em raios-X do aglomerado A520.

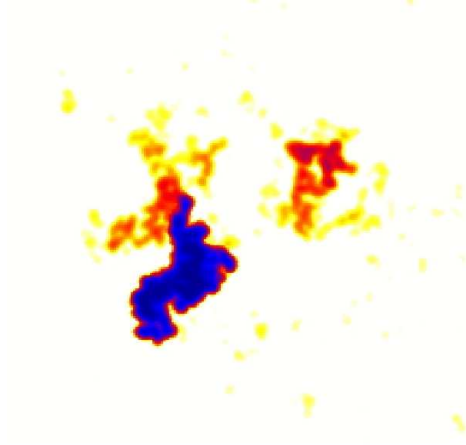


Figura C.4: Subestruturas positivas do aglomerado A520.

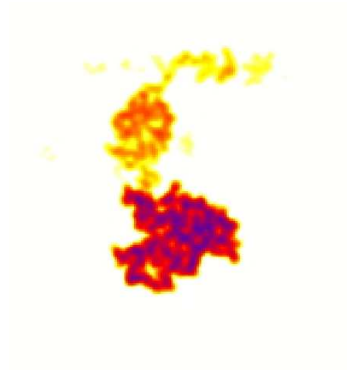


Figura C.5: Subestruturas negativas do aglomerado A520.

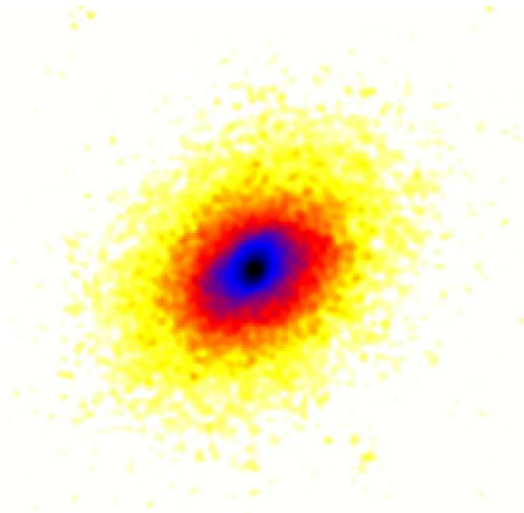


Figura C.6: Imagem em raios-X do aglomerado A907.

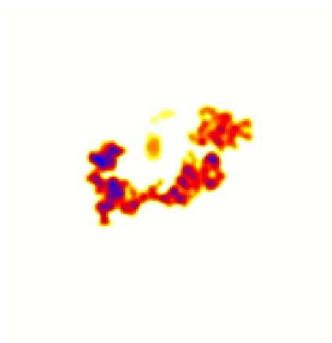


Figura C.7: Subestruturas positivas do aglomerado A907.

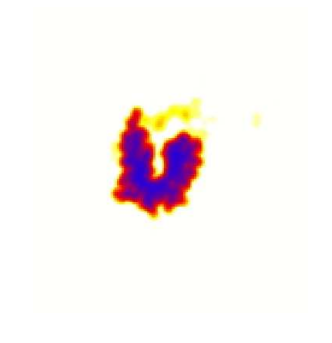


Figura C.8: Subestruturas negativas do aglomerado A907.

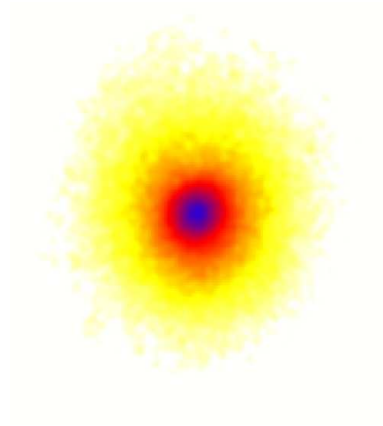


Figura C.9: Imagem em raios-X do aglomerado A1689.

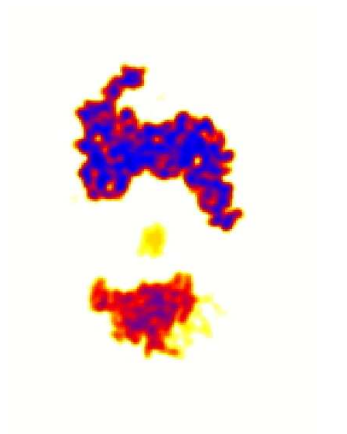


Figura C.10: Subestruturas positivas do aglomerado A1689.

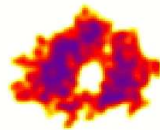


Figura C.11: Subestruturas negativas do aglomerado A1689.

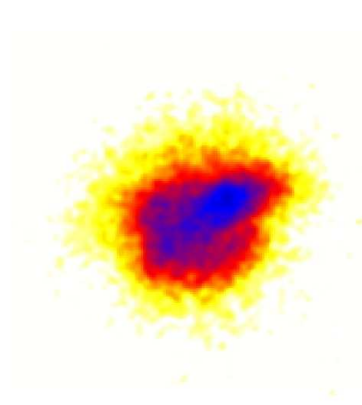


Figura C.12: Imagem em raios-X do aglomerado A1914.

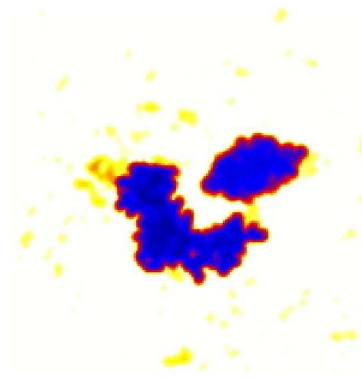


Figura C.13: Subestruturas positivas do aglomerado A1914.

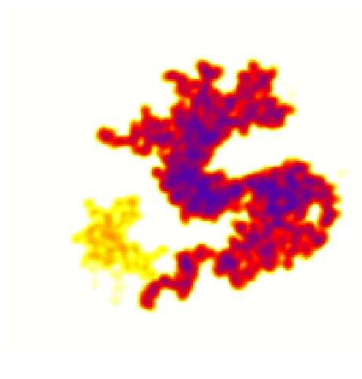


Figura C.14: Subestruturas negativas do aglomerado A1914.

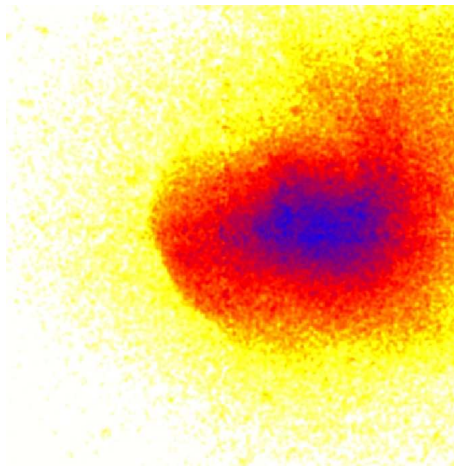


Figura C.15: Imagem em raios-X do aglomerado A3667.

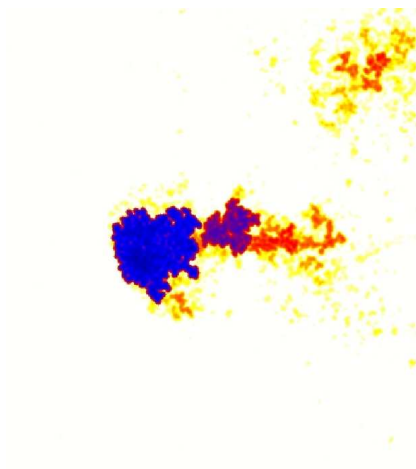


Figura C.16: Subestruturas positivas do aglomerado A3667.

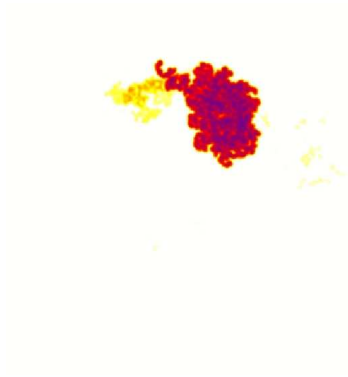


Figura C.17: Subestruturas negativas do aglomerado A3667.