



Observatório  
Nacional

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

PERSPECTIVAS SOBRE A NATUREZA DOS JATOS DE AGNS PELA  
DISTRIBUICAO DE METAIS NAS CAVIDADES NO MEIO INTRA-AGLOMERADO

PRISCILLA BEHAR JORGE

RIO DE JANEIRO

2021



Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Dissertação de Mestrado

PERSPECTIVAS SOBRE A NATUREZA DOS JATOS DE AGNS PELA  
DISTRIBUICAO DE METAIS NAS CAVIDADES NO MEIO INTRA-AGLOMERADO

por

Priscilla Behar Jorge

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

Orientador: Prof. Renato de Alencar Dupke

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Março de 2021

B837

Behar Jorge, Priscilla

Perspectivas sobre a Natureza dos Jatos de AGNs pela  
Distribuicao de Metais nas Cavidades no Meio  
Intra-Aglomerado [Rio de Janeiro] 2021.

xix, 71 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

Dissertação (mestrado) - Observatório Nacional - Rio de  
Janeiro, 2021.

1. Active Galactic Nuclei. 2. Jet. 3. Cavities. 4.  
Bubbles. 5. X-ray. 6. Galaxy Cluster. I. Observatório  
Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“PERSPECTIVAS SOBRE A NATUREZA DOS JATOS DE AGNS PELA  
DISTRIBUICAO DE METAIS NAS CAVIDADES NO MEIO  
INTRA-AGLOMERADO”

PRISCILLA BEHAR JORGE

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

Aprovada por:

---

Prof. Renato de Alencar Dupke – Observatório  
Nacional  
(Orientador)

---

Prof. Ricardo Ogando – Observatório Nacional

---

Prof. Tatiana Lagana – Universidade Cruzeiro do Sul

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL  
1 DE MARÇO DE 2021



*Esse trabalho pertence à Claudia,  
Sabrina e Rafaela Behar e à  
Karolinnna e Jorge Jorge, com  
eterna gratidão.*



# Agradecimentos

Agradeço ao meu orientador Renato Dupke por me aceitar como aluna no programa e me guiar nessa jornada, que definitivamente não foi fácil. Por todo aprendizado que tirei desse processo e tudo que consegui crescer tanto como pessoa e como aluna e futura pesquisadora! Por todas as reuniões semanais e todos os esforços que colocamos para participar sob quase quaisquer circunstâncias. Por todas as vezes que somos colocados à prova, onde esquecemos, ficamos nervosos, tentamos procurar respostas que estavam ali na nossa cabeça há segundos atrás mas que por algum motivo não estão mais. E só vai voltar quando chegarmos em casa, deitarmos na cama e lembrarmos de como o dia foi com uma frustração maior para nós mesmos do que para qualquer outra pessoa.

Agradeço com todo meu coração à minha família que me deu todo apoio necessário para que eu seguisse em frente diante de tantas dificuldades! Agradeço imensamente a minha mãe Claudia Behar que me ajudou como pode e como não pode em cada passo desse caminho. Agradeço à minha irmã Sabrina Behar por estar sempre por perto de alguma forma, pronta pra ajudar e ouvir mesmo frente às suas próprias dificuldades, e é onde meu coração mora e sempre vai morar. Agradeço às minhas irmãs também Rafaela Behar e Karolinnia Jorge e minha melhor amiga Nathalia Franchini por serem minhas maiores e mais fortes rede de apoio. Agradeço ao meu amigo de infância João Gabriel Altomar por segurar na minha mão quando eu achei que não seria mais possível e me ajudar a caminhar novamente. Agradeço ao meu pai Jorge Barbosa por dar seu melhor incentivo e palavras de apoio em cada ligação e encontro e se dispor a ajudar com o que tivesse ao seu alcance também.

Agradeço aos meus amigos que fiz no mestrado que fizeram do dia a dia um pouco mais leve, em especial Rebeca Batalha que não só foi uma peça chave para esse trabalho, mas que me acolheu de braços abertos desde o início. Também à Ana Carolina Posses e Pedro Henrique Nogueira, Rodrigo Magalhães, Pedro Henrique Bessa e Nathasha Costa por não desistirem de mim.

Agradeço aos minhas psicólogas e psiquiatra que estiveram envolvidas em todo o processo e definitivamente me ajudaram muito a enfrentar meus piores momentos e a levantar da cama inúmeras vezes.

Agradeço também à CAPES pelo financiamento da bolsa durante todo o período de vigência e à todas as instituições de fomento à pesquisa do Brasil eu desejo muita força.



PERSPECTIVAS SOBRE A NATUREZA DOS JATOS DE AGNS PELA  
DISTRIBUICAO DE METAIS NAS CAVIDADES NO MEIO INTRA-AGLOMERADO

**RESUMO**

A natureza do jato advindo de núcleos ativos de galáxias é um objeto de estudo amplamente investigado na literatura. Hoje se entende a importância desse objeto no meio em que é formado e ejetado, assim como de suas consequências. Atualmente, há muita discussão na literatura sobre o re-aquecimento do meio intra-aglomerado ao redor das galáxias centrais e mais brilhantes dos aglomerados de galáxias. Esse mecanismo que ameniza o fluxo de resfriamento, ou *cooling flow* de aglomerados de galáxias é conhecido também por ter crucial contribuição na formação de bolhas e cavidades que ali habitam. Acredita-se que essas regiões quasi-esféricas, de baixa densidade e emissão, porém visíveis através de imagens em raios X são formadas a partir da ejeção do jato uma vez que ele se choca com o meio intra-aglomerado. Uma vez que essas cavidades são formadas a partir do material do jato ao interagir com o MIA, isso significa que estudar a composição química dessas cavidades nos permite entender a natureza do jato porque esse material se encontra compreendido nessas regiões. Pelo estado da arte de sua composição, há a possibilidade dele ser composto por pares de elétrons e pósitrons, elétrons e prótons, ou até mesmo de íons pesados. Considerando que essas cavidades são formadas no centro do aglomerado, onde deveria haver a dominância de material de supernova do tipo Ia, é esperado que o material dessas bolhas também seja mais enriquecido com essas frações de abundância, quando comparamos com as regiões do MIA. Isso pode ser em princípio checado através do imageamento e espectroscopia em raios X, levando em consideração a contaminação da massa de ferro do gás intra-aglomerado por supernovas do tipo Ia e II.

Esse enriquecimento vem de um perfil gradiente negativo de contaminação dos produtos originados de supernovas tipo II em relação à supernovas do tipo Ia ao fazer um perfil radial do aglomerado, significando que as regiões externas dos aglomerados apresentam maior contaminação dos produtos de supernova do tipo II, e as regiões centrais dominação dos produtos de supernova Ia. Por meio do cálculo da razão de massa de Ferro em relação à alguns dos elementos- $\alpha$  como Oxigênio, Silício e Enxofre, identificamos que o material que compõe essas cavidades e/ou bolhas são majoritariamente provenientes da explosão de supernovas do tipo Ia, ao contrário do gás onde as permeia. Nossa análise foi possível porque levamos em consideração esses resultados prévios do gradiente de metalicidade em direção ao centro, o qual é acompanhado de um gradiente da fração de massa do metais produzidos por supernovas do tipo Ia.

Os resultados aqui obtidos favorecem o modelo de deslocamento de material na vi-

nhança da região central dos aglomerados pelo jato. Os mecanismos responsáveis pelo deslocamento podem ser de dragagem (entrainment) do material ao redor do jato ou advecção do material por trabalho feito pelo jato.

Priscilla Behar Jorge

PERSPECTIVES ON THE THE NATURE OF AGNS JETS AND THE  
ENRICHMENT SOURCE NEARBY THE SUPERMASSIVE BLACK HOLE

**ABSTRACT**

The nature of the jet powered by active galactic nuclei is an extensively topic of investigation in the literature. It is known the importance that this object has in its medium where it is formed and ejected, just like its consequences. In the current literature it is widely discussed about the reheating in the intracluster medium in the vicinities of the central and brightest galaxies within the clusters. This mechanism which holds the cooling flow in galaxy clusters is known for its crucial contribution of cavities and bubbles formation which are detected there. Those quasi-spherical regions with low density gas and low emission, but visible through x-ray images are formed by the shock between the jet and the MIA. Since these cavities are formed from the jet material when interacting with the MIA, it means that studying the chemical composition of those cavities allow us to understand the jet nature. The state of art claims that it can be composed by baryonic plasma, electron and positron pairs or heavy ions. In principle it can be checked through x-ray imaging and spectroscopy, taking into account the Iron mass contamination of the intracluster gas, enriched by type Ia and II Supernovae.

Previous studies suggest a negative gradient profile of contamination of products originating from type II supernovae in relation to type Ia supernovae by making a radial profile of the cluster, meaning that the outer regions of the cluster show greater contamination of type II supernova products, and the central regions dominance of supernova Ia products. By means of the Iron mass ratio, related to some  $\alpha$ -elements such as Oxygen, Silicon and Sulfur, we identified that the material which composes those cavities and/or bubbles are in majority yields from Supernovae Ia explosion, because this material is included in this region. This analysis was possible given these previous results about the gradient metallicity towards the center, where contains also a Iron mass fraction gradient of metals produced by SNIa. The obtained results here are favored by the material displacement model in the surroundings of the central region of the clusters by the jet. The responsible mechanism for this displacement can be either entrainment of the material around the jet or advection of the material by the work done by the jet.



# Lista de Figuras

1.1	Desenho esquemático do modelo unificado da estrutura de um núcleo ativo, considerando todos os ângulos da linha de visada para cada classificação. Na parte superior, está representada a classificação de <i>radio-loud</i> , e na parte inferior, <i>radio-quiet</i> , sem o jato . . . . .	5
1.2	Ilustração da estrutura geral de um núcleo ativo com um parâmetro de extensão do buraco negro central ao Torus . . . . .	5
1.3	Espectro típico de raios X caracterizado pela emissão contínua de Bremsstrahlung térmico e as linhas de emissão de metais pesados. . . . .	7
1.4	CCDs do Chandra separados por ACIS I, em evidência na imagem superior e S, destacado na imagem inferior. Os chips marcados com um x são os definidos como padrão como mostra a página do telescópio referenciada abaixo. . . . .	9
1.5	<i>Simulação feita por Martí (2019) mostrando o processo de formação do jato ao se chocar com o meio intra-aglomerado. A cor amarela representa as cavidades se formando, a cor azul representa o gás de baixa densidade e a cor verde o gás de alta densidade. . . . .</i>	11
2.1	Desenho esquemático dos componentes básicos que formam a estrutura da extremidade do jato . . . . .	18
3.0	Imagens das cavidades listadas nas tabelas 3.6 e 3.5 em cada aglomerado, grupo ou galáxia. . . . .	27
3.1	<i>7 cavidades enumeradas, detectadas por Fernandes et al. (2019) no aglomerado Abell 2597. Os círculos verde são as cavidades e os círculos azuis são as regiões de controle. . . . .</i>	28
3.2	<i>Região externa de projeção à uma das cavidades (cavidade 7) no aglomerado Abell 2597. . . . .</i>	33
3.3	<i>Regiões anelares do MIA usada como referência para comparação para cada uma das cavidades (cavidade 7) no aglomerado Abell 2597. Regiões selecionadas com um mínimo de 8000 contagens de fótons por anel. . . . .</i>	34
3.4	<i>Curva de Luz para uma das observações utilizadas do aglomerado Abell 2597</i>	35

3.3	<i>Espectros e respectivos resíduos das 6 cavidades detectadas do aglomerado Abell 2052. Nos espectros (fótons <math>\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{keV}^{-1}</math> em função da energia em keV), as linhas pontilhadas representam os modelos utilizados no ajuste dos dados. A inferior é referente ao modelo que simula a contribuição da emissão na linha de visada. A linha sólida é o ajuste, onde abaixo dela é possível ver os pontos em cruz com suas respectivas barras de erro. . . . .</i>	43
4.1	<i>Perfil de temperatura da média ponderada pelo erro todas as observações do aglomerado Abell 2597. As marcações em verde são as temperaturas de cavidades, enquanto a área preenchida de roxo representam a temperatura dos anéis do MIA. . . . .</i>	50
4.1	<i>Perfil radial de metalicidade do O, Si e S segundo o modelo de abundância solar ASPL do aglomerado Abell 2597 segundo o par de modelo W7 para supernovas do tipo Ia e Nomoto (1997a,b) para supernovas do tipo II. . . . .</i>	52
4.-1	<i>Fração de abundância de alguns elementos alpha em relação ao Fe para dois distintos pares de modelos de enriquecimento de supernovas do tipo I e do tipo II para as os aglomerados de galáxia e grupos listados na tabela 3.6. Um par de modelo está representado pelas linhas sólidas ou pontilhadas horizontais. Para o limite inferior de SNe Ia usamos o modelo WDD1(vermelho) e para o superior <math>Z=0,004</math> de SNe II(azul), representadas nas linhas pontilhadas. Já o modelo de enriquecimento cujo limite superior de SNeII é dado por Nomoto et al.1997a,b(azul) e o inferior de SNIa pelo modelo W7(vermelho) estão representados como as linhas sólidas. Utilizamos o modelo de abundância solar ANGR. . . . .</i>	56
4.-3	<i>Perfil radial de temperatura para cada observação dos aglomerados e grupos de galáxias dados pela tabela 3.6. Os valores em roxo representam a temperatura de cada cavidade, e a área colorida de verde os valores obtidos para os anéis do MIA em função da sua distância radial. Os pontos verdes mais escuros indicam o raio médio de cada anél analisado do MIA. . . . .</i>	61

4.-2 *Média ponderada pelo peso das as cavidades de todos os aglomerados e grupos listados na tabela 3.6 da razão de abundância do O, Si, S em relação ao Fe. Utilizamos dois pares de modelos difentes, as linhas vermelhas são os limites inferiores de SNe Ia usando o modelo WDD1 (pontilhada) e o modelo W7 (linha sólida). Para os limites superiores de SNII são representados em azul, onde  $Z=0,004$  está em linhas pontilhadas e Nomoto et al.1997a,b model como linhas sólidas. Os valores em verde são as médias ponderadas pelo erro para todos os anéis do MIA, enquanto os roxos por sua vez representam os valores das cavidades da tabela 3.6. Usamos o modelo de abundância solar ANGR na figura (a) e a figura (b) mostra a porcentagem de fração de Fe com uma mistura de dois modelos, onde consideramos limites superiores e inferiores de cada um deles. Essa escolha foi baseada nos modelos que melhor se ajustaram aos nossos resultados, que foram para o limite inferior o modelo W7 para SNIa e  $Z=0,004$  para SNII. 3.6 . . . . 62*



## Lista de Tabelas

3.1	<i>Descrição das Unidades.</i>	22
3.2	<i>Seleção de Cavidades levantada por Shin Woo &amp; Mulchaey 2016.</i>	23
3.3	<i>tabela de observações do aglomerado Abell 2597.</i>	25
3.4	<i>Dimensões espaciais das cavidades tirada da tabela 7 do artigo Fernandes et. al. Coluna 1: identificações das cavidades. Coluna 2: Distância projetada do pico de emissão ao centro da cavidade. Coluna 3: Raio aproximado de cada cavidade. Esse raio não corresponde ao das regiões utilizadas para o ajuste espectral.</i>	34
3.5	<i>área de cada cavidade para galáxias.</i>	38
3.6	<i>área de cada cavidade para aglomerados.</i>	39
4.1	<i>Média ponderada pelo erro da fração relativa de massa de Fe advinda de SNII em porcentagem (%) da contribuição dos produtos originados por esse tipo de supernova para cada razão de abundância de todas as cavidades e meio intra-aglomerado. EW é a média ponderada pelo erro de todos os valores.</i>	52



# Sumário

<b>Lista de Figuras</b>	<b>xiii</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>xvii</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Motivação Científica . . . . .	1
1.2 Núcleos Ativos de Galáxias . . . . .	3
1.3 Aglomerados de Galáxias e sua relação com AGNs . . . . .	5
1.3.1 Emissão em raios X . . . . .	6
1.3.2 Telescópio Chandra . . . . .	8
1.3.3 Enriquecimento do Meio . . . . .	8
1.3.4 AGNs nas BCGs . . . . .	10
1.4 Contexto das cavidades . . . . .	12
<b>2 Jatos e as Cavidades</b>	<b>17</b>
<b>3 Metodologia</b>	<b>21</b>
3.1 Catálogo . . . . .	21
3.2 Amostra . . . . .	25
3.2.1 AGLOMERADOS . . . . .	28
3.3 Redução dos Dados . . . . .	31
3.4 Ajuste Espectrais . . . . .	40
3.5 Fração de Abundância . . . . .	45
3.5.1 Simetrização do Erro . . . . .	46
3.5.2 Média Ponderada Pelo Erro . . . . .	46
3.5.3 Cálculo de $\alpha/Fe$ . . . . .	46
<b>4 Resultados e Discussões</b>	<b>49</b>
<b>5 Conclusão</b>	<b>65</b>
<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>67</b>



# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Motivação Científica

Ao estudar a natureza do jato lançado do centro de núcleos ativos, a literatura apresenta dois possíveis modelos distintos: o modelo de um jato formado por plasma bariônico ou por pares de elétrons e pósitrons. Ao classificar o plasma como "bariônico" antes de mais nada é importante deixar claro que adotamos essa terminologia ao nos referirmos à partículas que não se enquadram na categoria de férmions como elétrons. Para entender melhor sobre a composição desse objeto, vamos analisar regiões de baixa densidade e pressão, conseqüentemente baixa emissão, denominadas bolhas ou cavidades. Estas são provenientes da interação do jato ejetado por núcleos ativos com o que conhecemos como um gás difuso que permeia o meio intra-aglomerado. Essas bolhas flutuam nesse gás, e são observadas em diversos aglomerados. Com esse intuito, vamos introduzir e abordar cada um desses temas que compõe essas estruturas tão complexas que observamos e tentamos entender há tanto tempo.

Vamos começar por núcleos ativos de galáxias, que são objetos amplamente investigados em todos os comprimentos de ondas, o que nos permite focar em cada processo físico ou relacionar vários dos fenômenos que ocorrem em distintas partes. Cada tipo de dado nos fornece riquíssimas informações sobre a região de sua estrutura.

No entanto, alguns de seus fenômenos característicos ainda não são bem entendidos, por exemplo, a natureza dos jatos ejetados pelo buraco negro central ou seu mecanismo de formação. A natureza desconhecida do jato advém das incertezas relacionadas ao mecanismo de ejeção do mesmo. Existem vários modelos criados a partir da Magneto-Hidrodinâmica do material que é assumido como plasma bariônico, ou como pares de elétrons e pósitrons. A composição dessa estrutura é crucial para o entendimento do mecanismo de ejeção do jato, mas a discussão dos modelos teóricos baseados na MHD está além do escopo deste trabalho.

Isso significa dizer que uma das possibilidades sobre a natureza da matéria ser bariônica

envolve a colimação da matéria do disco de acreção na direção das linhas de campo magnético. O campo magnético é gerado a partir da rotação do buraco negro central em torno do seu próprio eixo, o que chamamos de *spin*.

Apesar de frequentemente discutidas na literatura, essas questões ainda permanecem em aberto. Desse modo, torna-se importante analisarmos e considerarmos todas hipóteses e evidências existentes para confirmar a composição do material do jato.

Sabemos hoje em dia que os jatos das AGNs estão correlacionados com o influxo de matéria sendo acreta do meio intra-aglomerado e com a presença de “bolhas” ou “cavidades” próximas ao centro dos aglomerados vistas na emissão em raios X. Essas bolhas são regiões obscurecidas quasi-esféricas que com uma diferença de pressão e energia cercada por sua borda que a separa do gás difuso. Esses objetos estão localizados nos arredores desses núcleos ativos, muitas vezes imersas no meio intra-aglomerado a alguns  $h^{-1}\text{kpc}$  de distância do centro de aglomerados quando tomamos como referência central o pico de emissão em raios X. A maior evidência que essas cavidades estão diretamente relacionadas com o jato é pela energia total estimada para cada uma delas, onde somente o jato seria capaz de gerar (McNamara & Nulsen, 2007).

Como consequência, algumas propriedades observacionais tais como o aquecimento do meio intra-aglomerado via essas regiões quasi-esféricas são propostas para problemas até então em aberto do porque o fluxo frio *cooling flow*, é parado nas regiões centrais dos aglomerados (Somerville & Davé, 2015). Nesse cenário não apenas o jato em si, mas as cavidades geradas pelo mesmo são responsáveis por re-aquecer o meio intra-aglomerado. Porém esse aquecimento acontece de forma que sua temperatura mesmo que ainda menor em seu centro, se mantém mais alta que se esperaria (Guo & Mathews, 2011). Esses aglomerados são chamados de *cool-core clusters* (Molendi & Pizzolato, 2001). Esse meio intra-aglomerado, também abreviado como MIA é permeado por um gás quente, difuso com uma média de  $10^{-3}$  partículas por metro cúbico. Sua temperatura é alta o suficiente (3keV a 10keV) para possuir apenas matéria ionizada. Essa matéria é majoritariamente primordial, apesar de também ser composta do gás proveniente das galáxias que é ejetada para o meio intra-aglomerado através de jatos, ventos galácticos e pressão de arrasto, enriquecida pelos produtos originados em explosões de supernovas. A contribuição advinda de galáxias dão origem ao enriquecimento de metais pesados nesse meio (David et al., 1996). Esse gás é visível em raios X devido ao seu processo radiativo dominante chamado de *Bremsstrahlung*, além das linhas de emissão. Os detalhes desse processo serão abordados na seção 1.3.1. Essa região do MIA é responsável por aproximadamente 10% da massa total do aglomerado.

O fenômeno do *cooling flow* ilustra o fato de que AGNs e seu feedback, e mais especificamente os jatos - objeto de estudo desse trabalho -, possuem um papel fundamental na formação e evolução das galáxias. Atuam no aquecimento, transporte de matéria, na injeção de gás de seu meio e também na taxa de formação estelar de sua galáxia hospedeira.

Aqui usamos espectroscopia de raios X para inferir o material presente nas cavidades, os quais são provenientes do jato produzido pela AGN a fim de tentar determinar o material presente nas cavidades e inferir a composição dos jatos.

## 1.2 Núcleos Ativos de Galáxias

Desde o início do século XX, foram identificados objetos extragalácticos que aparentavam-se a fontes estelares. Suas linhas de emissão abrangiam grande parte do espectro eletromagnético. Posteriormente, o estudo dessas linhas confirmou que tais objetos estavam associados à partes centrais de alguns tipos de galáxias, classificadas como Seyfert, quasares, blazares e radio galáxias, como ilustra a imagem 1.1. Essas galáxias hospedam os chamados núcleos ativos.

A princípio, os núcleos ativos eram distintamente classificados. Após a observação de semelhanças em núcleos ativos como a detecção da emissão das linhas largas polarizadas por espalhamento advindas de AGNs que a priori teria essa região encoberta pelo torus, estrutura em forma toroidal formada por gás e poeira que envolve o núcleo ativo, um modelo geral foi proposto (Netzer, 2015) e denominado "modelo unificado". Esse modelo permite generalizar o que se conhece como núcleos ativos de galáxia com o mesmo processo físico, como ilustra a figura 1.1. Ou seja, observacionalmente vemos objetos aparentemente diferentes porque estamos olhando a mesma estrutura dentro desses objetos.

O modelo físico dos núcleos ativos foi padronizado, apresentando um buraco negro supermassivo central, o disco de acreção formado por plasma bariônico e localizado em um plano ao redor do buraco negro supermassivo central. Mais externo ao centro, e conseqüentemente em um ambiente mais frio, essa estrutura também apresenta um torus onde se formam moléculas de poeira, capaz de absorver a radiação e conseqüentemente de obscurecer a visão de determinadas estruturas dependendo do ângulo que se observa. Além disso, também encontramos regiões de diferentes velocidades de rotação de gás conhecidas por *narrow line region* e *broad line region*, devido à largura de suas linhas emitidas e o seu jato característico, como ilustra a imagem 1.2. Atualmente sabe-se que todas essas galáxias têm um único mecanismo comum que gera todas as características distintas dessas galáxias quando observadas sob diferentes ângulos de visada.

Os núcleos ativos de galáxias, do inglês *Active Galactic Nuclei* ou AGN e assim referidos nessa dissertação, tratam-se então dos núcleos galácticos com intensa geração de energia, com origem no processo de captura, ou acreção de matéria pelo buraco negro supermassivo (SMBH do inglês *SuperMassive Black Holes*) posicionado no centro do AGN. Essa matéria forma um disco de matéria ionizada espiralando em volta do buraco negro central. A medida que esse material perde momento angular, esse material de fato cai nesse objeto massivo. Como resultado, um jato extremamente luminoso formado de plasma, cuja natureza permanece desconhecida até então, é frequentemente formado pelo

campo magnético local que transporta energia e matéria da fonte para fora por uma longa extensão, que pode atingir escalas de algumas unidades astronômicas a megaparsecs de distância do núcleo (Blandford et al., 2019). A extrema luminosidade do AGN - ou de seu jato associado - pode superar a luminosidade estelar da galáxia inteira, podendo chegar à faixa de  $10^{48}$  erg/s (Celotti et al., 1997).

A massa desses núcleos ativos varia entre  $10^6$  e  $10^{10}$  massas solares ( $M_{\odot}$ ). Eles possuem espectro não térmico, diferentemente da emissão estelar da galáxia. Nas galáxias comuns, a maior parte da emissão ocorre em frequências equivalentes a uma faixa estreita do espectro entre o infravermelho e o ultravioleta. Os AGNs, por sua vez, emitem em uma ampla faixa de frequência (Jovanović & Popović, 2009), desde rádio até raios-gama.

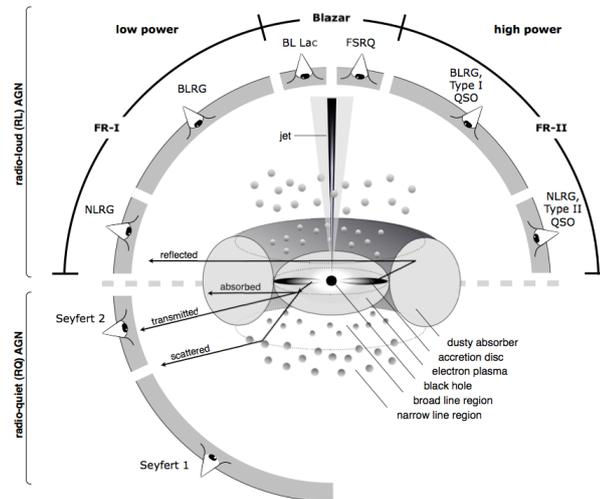
O plasma, de natureza desconhecida, no jato, com velocidades próximas da velocidade da luz, pode produzir radiação não térmica por dois processos diferentes. O primeiro deles, geralmente responsável pela emissão de radiação entre o rádio e os raios X, envolve partículas carregadas em interação com um intenso campo magnético a velocidades relativísticas, denominada radiação Síncrotron. Assume-se que essas partículas carregadas são compostas por elétrons e pósitrons. Essa radiação, emitida principalmente por elétrons e positrons na fonte, é causada pela força de Lorentz, que faz a partícula girar em uma trajetória helicoidal, em torno das linhas de campo magnético (Ghisellini, 2013). O outro mecanismo radiativo presente é chamado de efeito Compton Inverso, onde o elétron interage com fótons de radiação disponíveis no ambiente, espalhando-os para altas energias. Desta forma, há uma transferência de parte da grande energia cinética dos elétrons para os fótons.

Para investigar a natureza desse plasma existem duas possíveis vertentes. Conforme mencionado anteriormente, uma delas assume que ele é composto de pares de elétron-pósitron produzidos pela interação entre fótons de altas e baixas energias, acelerados por elétrons através do campo magnético local. Tais fótons são produzidos pelo espalhamento dos fótons emitidos previamente pela própria radiação síncrotron por essas partículas carregadas, fazendo com que sejam espalhadas novamente diversas vezes. Desse modo, esses fótons são inicialmente emitidos pela aceleração de partículas carregadas pelo campo magnético local. Mas antes que esses fótons possam escapar da fonte e serem detectados, há um aumento da energia emitida. Isso ocorre porque o fóton de energia inicial é absorvido pelo elétron ainda submetido ao campo magnético, o que causa sua aceleração.

Esse processo é denominado *Synchrotron Self-Absorption*, e é responsável pela formação de regiões opticamente espessas no jato (Hirotani et al., 2000). Essa classificação é devido à densidade numérica de elétrons na região. Tal análise pode ser estimada através da energia cinética contida no jato, responsável pela luminosidade do núcleo ativo (Wardle et al., 1998).

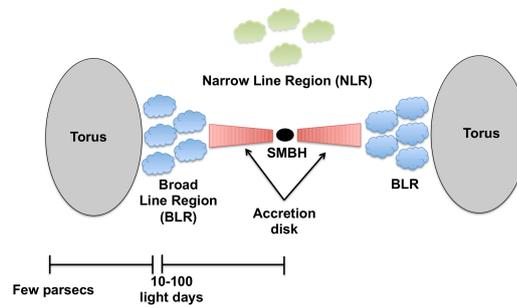
Uma segunda possibilidade é que o jato poder ser formado por elétrons e prótons/íons, por processo de dragagem (*entrainment*) ou advecção do material do ambiente próximo

Figura 1.1: Desenho esquemático do modelo unificado da estrutura de um núcleo ativo, considerando todos os ângulos da linha de visada para cada classificação. Na parte superior, está representada a classificação de *radio-loud*, e na parte inferior, *radio-quiet*, sem o jato



Fonte: Beckmann & Shrader (2012)

Figura 1.2: Ilustração da estrutura geral de um núcleo ativo com um parâmetro de extensão do buraco negro central ao Torus



Fonte: Ricci et al. (2017)

à formação do jato. No caso de íons pesados isso pode potencialmente ser observado através de espectroscopia espacialmente resolvida de bolhas ou cavidades no centro do aglomerado Abell 2597 (Fernandes et al., 2017). Esse processo será melhor descrito na metodologia, visto que o reproduzimos para aplicar em diversos outros aglomerados.

### 1.3 Aglomerados de Galáxias e sua relação com AGNs

Em 1971, aproximadamente 70 anos após o primeiro estudo detalhado sobre aglomerados de galáxias (Sarazin, 1986), esses objetos foram identificados como fontes de raios X por Riccardo Giacconi. Através do satélite *Uhuru*, ele catalogou 125 fontes individuais (Giacconi et al., 1972). Com as primeiras observações, foram sintetizadas algumas das

propriedades dessas fontes de raios X, como sua intensa luminosidade que abrange  $10^{43-45}$  erg/s, sua forma extensiva de 200 a 3000  $\text{h}^{-1}\text{kpc}$ , além de características que as diferem de objetos compactos. Algumas delas são sua não variabilidade do fluxo em relação ao tempo e seu espectro sem absorção de baixa energia. Esses traços foram suficientes para sugerir que tal emissão viria de um gás quente e difuso no meio intra-aglomerado (MIA).

### 1.3.1 Emissão em raios X

Em grupos e aglomerados de galáxias, há uma emissão proveniente do gás difuso que permeia o meio intra-aglomerado (MIA). A emissão é advinda de um processo radiativo denominado Bremsstrahlung térmico, descrito pela interação de partículas carregadas (como um elétron e um íon). O elétron é desacelerado quando entra em contato com o campo elétrico do íon. Dessa forma o elétron é desviado de sua trajetória, perdendo a energia proporcional a de seu fóton emitido. A emissividade do espectro total depende de seu meio e é proporcional à densidade ao quadrado da seguinte forma:

$$\frac{dW}{d\omega dV dt} = \frac{16\pi e^6}{3\sqrt{3}c^3 m^2 \nu} n_e n_i Z^2 g_{ff}(\nu, \omega) \quad (1.1)$$

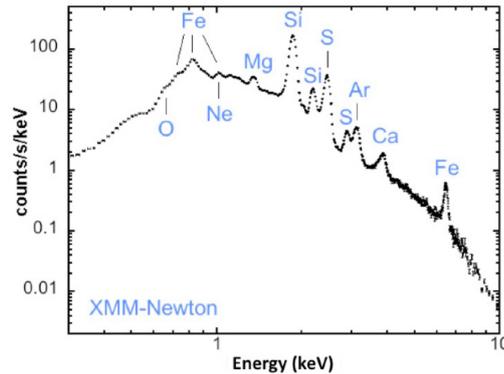
onde  $g_{ff}$  é o fator de Gaunt que representa a correção do regime clássico para o regime da mecânica quântica.  $n_e$  e  $n_i$  são as densidades eletrônicas e iônicas respectivamente e  $Ze$  é a carga do íon. Esse espectro dá forma a um espectro contínuo.

Essa emissão depende da interação de um elétron com um íon. Para meios com altas temperaturas, exatamente como o MIA, esse processo é mais favorável justamente pela presença de um plasma ionizado. Apesar do MIA ser constituído por um gás opticamente fino e difuso, essa emissão é a principal fonte de produção de raios X dos aglomerados.

Além disso, a maior densidade de elétrons e íons no centro dos aglomerados, significa que sua emissividade também é maior. Com uma alta emissividade de energia, a temperatura dessa região tende a diminuir consideravelmente, comparando com o resto do aglomerado. Essas regiões são chamadas de *cool-core* e por essa razão são observados aglomerados cujos núcleos contêm uma galáxia elíptica gigante com um núcleo ativo (ou seja um AGN) apresentando um perfil de aumento gradual de sua temperatura quando se observa as regiões externas. A medida que acontece esse processo de alta emissividade proveniente do centro do aglomerado, o que gera menores temperaturas, o gás de regiões mais externas vão caindo nesse poço potencial central, aumentando mais ainda a sua densidade e conseqüentemente a sua emissividade. Porém os jatos dos AGNs são processos que contribuem na atenuação desse fluxo de resfriamento, injetando energia no MIA e conseqüentemente aumentando sua temperatura.

É importante notar que em todos os aglomerados *cool-core*, a temperatura central do MIA não apresentam temperaturas tão baixas como é previsto para suas regiões mais in-

Figura 1.3: Espectro típico de raios X caracterizado pela emissão contínua de Breemstrahlung térmico e as linhas de emissão de metais pesados.



Fonte: Decourchelle (2017)

ternas. Acredita-se que isso ocorra devido ao jato emitido nessas regiões ser tão energético e extenso que é capaz de parar o processo de resfriamento natural (Somerville & Davé, 2015). Isso vai depender da taxa de resfriamento a medida que esse gás cai na região de maior emissividade, em relação à taxa de energia que o jato é capaz de fornecer ao MIA. Essa relação não é a mesma para todos os aglomerados, o que pode ser observado a partir de diferentes perfis radiais de temperatura que eles apresentam.

A outra emissão observada é a de linhas espectrais. Elas são decorrentes da desexcitação eletrônica dos íons do MIA que já sofreram o processo de ionização e agora se encontram com um ou mais elétrons que ocupam níveis de energia distintos de seus níveis originais. Isso gera espaço para elétrons de níveis de energia maiores decaíam para níveis de energia menores. Essa transição dá origem à linhas de emissão do determinado átomo. O fóton emitido nesse processo possui uma energia equivalente à diferença de energia das camadas inicial e final em que o elétron decaiu.

Em raios X podemos ver as linhas de emissão da transição de alguns metais como Oxigênio (O), Ferro (Fe), Neônio (Ne), Enxofre (S), Silício (Si) etc, que caracterizam o espectro como ilustra a imagem 1.3.

Construídos a partir de 1971, telescópios em raios X são de muita importância para entender os processos físicos por trás dessa emissão. Os telescópios de raios X mais modernos, desde o Einstein (1978) requerem a reflexão total dos fótons incidentes e na formação da imagem. Com esse intuito, possuem uma ou várias superfícies curvas metálicas concêntricas de forma a defletar os raios X com ângulo de incidência muito pequeno na direção do detector, efetivamente focando a imagem. O processo físico é chamado de ângulo de incidência razante.

### 1.3.2 Telescópio Chandra

O telescópio Chandra é o de maior resolução espacial em missão atualmente, com 0.5 segundos de arco de PSF (*point Spread Function*). Ele foi lançado em 1999, podendo observar fótons com energia de 0.2 a 10 keV através do espectrômetro imageador ACIS (*Advanced CCD Imaging Spectrometer*) com 10 dispositivos de carga acoplada (*Charged Coupled Devices* ou CCDs) como o próprio nome sugere, é capaz de fazer não apenas imagens, mas espectroscopia e também curva de luz dos objetos estudados. O uso de CCDs de raios X atualmente é comum à todos os telescópios de raios X como XMM-Newton, Suzaku, dentro outros. O instrumento ACIS é mostrado na 1.4, com resolução temporal de 3.2 segundos e resolução espectral de 130eV a 1.49keV ou 280eV a 5.9keV dependendo do CCD utilizado.

Com o passar do tempo, o material evaporado foi depositado cumulativamente nos filtros de bloqueio ópticos. Essa contaminação nos ACIS CCDs é uma característica relevante que devemos nos atentar para energias menores que aproximadamente 1 keV. Ocorre devido ao acúmulo de material orgânico depositado no instrumento principalmente em regiões mais frias, porém atinge temperatura suficiente para induzir a evaporação do material. O problema é que esta evaporação não é definitiva, então no momento em que a taxa de condensação desse material for maior que a de evaporação, haverá seu acúmulo. Existem algumas estratégias para amenizar isso como aplicar uma correção para esses dados, uma vez que essa contaminação é monitorada.

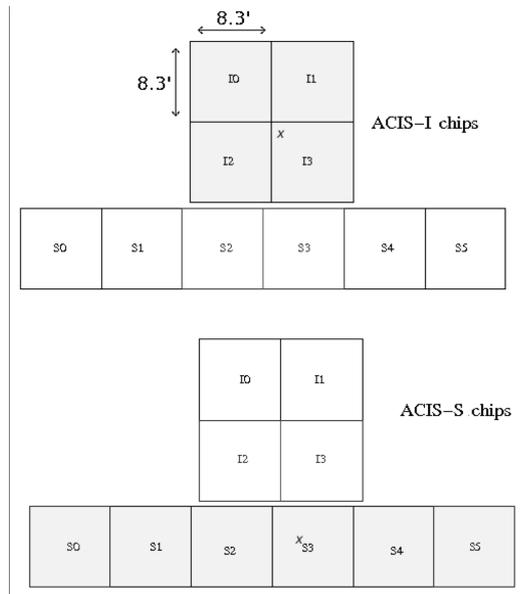
O monitoramento mostra a evolução temporal da profundidade óptica para o ACIS I e ACIS S, ilustrando a diferença na contaminação. É possível observar uma distinção principalmente após 2009, porém o ACIS-I ainda mostra maior acúmulo através de um aumentado valor da profundidade óptica no mesmo período de tempo. Apesar da diferença, ambos mostram aumento significativo no nível de contaminação a partir de 2014.

Essa contaminação não é uniforme e nem homogênea em todas as regiões em relação à sua evolução temporal. Como os valores de menor energia são os mais prejudicados para observações mais recentes, a linha de emissão do O (aproximadamente a 0.65 keV) e a extinção da fonte observada, causada pela coluna de hidrogênio neutro da nossa galáxia podem nos retornar valores menos confiáveis do que esperaríamos. Apesar de existirem correções para os dados, essa correção se torna complexa e apresenta incertezas na ordem de 10% para valores de energia abaixo de 1 keV e 20% perto das bordas. É de extrema importância ter isso em conta para poder selecionar o corte de energia para cada uma das observações, em função do seu ano.

### 1.3.3 Enriquecimento do Meio

A origem do enriquecimento de metais do gás, muitos considerados pesados como O, Si, S (Schindler & Diaferio, 2008) que permeiam o meio intra-aglomerado, vem sendo estu-

Figura 1.4: CCDs do Chandra separados por ACIS I, em evidência na imagem superior e S, destacado na imagem inferior. Os chips marcados com um x são os definidos como padrão como mostra a página do telescópio referenciada abaixo.



Fonte: *Proposer's Observatory Guide*

dada desde a descoberta das linhas de emissão do Fe XXV e Fe XXVI (ao redor de 6.7 keV) no aglomerado de Perseus (Mitchell et al., 1976). As linhas de absorção de hidrogênio são as principais características que distinguem dentre o progenitor dos diferentes tipos de supernova Ia e II, por serem produzidas somente por supernova do tipo II, ou SNII. Seus progenitores possuem como fonte de energia o colapso gravitacional do seu núcleo de ferro, e por isso ejetam para o meio metais mais pesados. Já as supernovas do tipo Ia são majoritariamente responsáveis pela produção de ferro, uma vez que sua fonte de energia é a nucleossíntese de seu núcleo, transformando carbono e oxigênio em ferro. Seus progenitores são anãs brancas que acretam massa da sua companheira em um sistema binário e conseqüentemente têm uma maior escala de vida por serem menos massivas quando comparadas à supernova do tipo II, ou SNII (McWilliam, 1997). Essa por sua vez é a maior produtora de O na galáxia e têm como progenitoras estrelas massivas e de vida curta. Dessa forma a razão de abundância de elementos alpha, os quais incluem O, Si, S, Mg, Cálcio (Ca), possuem maior abundância quanto maior for a massa da estrela progenitora. Portanto, quando calculamos essa fração  $\alpha/Fe$ , estamos distinguindo a dominância da contribuição para a massa de metais pelo tipo de supernova que enriqueceu o meio.

Resultados relevantes de Dupke & White 2000a (Dupke & III, 000a) mostraram que existe um gradiente negativo radial em relação ao enriquecimento da metalicidade (abundância) contribuído por SNe Ia de forma gradiente em relação à região central dos aglomerados de galáxia. Esse achado veio da análise radial da razão de abundâncias,

incluindo  $Ni, Si, S, O/Fe$  em 3 aglomerados distintos. Isso significa dizer que esse gradiente de metalicidade em relação ao centro provém de Supernovas do tipo Ia, ou seja, que a sua fração de Fe aumenta em direção ao centro (Dupke & III, 000b). Dessa forma, quando quantificamos a metalicidade encontrada em aglomerados, atribuímos os produtos centrais como totalmente provenientes desse tipo de Supernova, diferente do que esperamos para as regiões mais externas do aglomerado.

Há resultados relevantes na literatura desde 1978, sendo sugerida a possibilidade de ventos galácticos provenientes de supernovas (de Young, 1978). Esses ventos, além do transporte de material feito por *outflows* do AGN, contribuem para o enriquecimento das regiões próximas do centro oriundos da galáxia central. No primeiro caso, esse enriquecimento se estende de acordo com parâmetros como a intensidade dos ventos em relação ao poço potencial nas redondezas do centro do aglomerado, ou a própria extensão dos *outflows* no caso de AGNs. Os ventos galácticos com origem na deflagração de SN Ia são 10 vezes menos energéticos quando comparados com os provenientes de Supernovas do tipo II. Com base nisso, Dupke & White sugerem que em conjunto ao potencial gravitacional onde está localizada a galáxia cD, além de ser também onde se encontra a maior densidade do gás, os produtos de supernovas do tipo Ia acabam muito mais dominantes nas proximidades do centro de onde vieram os ventos do que quando comparamos com as de tipo II. Essas por sua vez conseguem superar tal potencial e por isso se encontram mais abundantes para maiores raios dos aglomerados, ou seja, suas regiões mais externas. Tais galáxias cD são ditas galáxias elípticas superluminosas que se encontram no centro dos aglomerados de galáxias normalmente caracterizadas pelo seu brilho superficial que obedece o perfil de deVaucouleurs, ou seja,  $r^{1/4}$  Tonry (1987).

As características associadas ao enriquecimento e metalicidade proveniente de supernovas e *outflows* do AGN no aglomerado mostram como o meio interfere na evolução química da galáxia, e essa análise é um bom estudo para quantificar como esses parâmetros ambientais afetam sua evolução.

### 1.3.4 AGNs nas BCGs

As galáxias mais brilhantes dos aglomerados de galáxias, ou em inglês *Brightest Cluster Galaxies* (BCG) são importantes objetos de estudos para o entendimento da evolução das galáxias. Elas são formadas e permanecem localizadas no centro dos aglomerados, no pico da distribuição de massa e da densidade do gás (Ragone-Figueroa et al., 2013).

*Feedbacks* ou *outflows* de AGNs podem ser compreendidos como processos de ejeção de energia e matéria em forma de ventos, jato, plasma, radiação para o meio. E sabemos que esses processos causam profundos impactos no meio interestelar, podendo chegar até no meio intra-aglomerado. Ragone-Figueroa et al. (2013) realizaram simulações cosmológicas incluindo modelos esses *feedback* com o intuito de representar a formação e evolução de

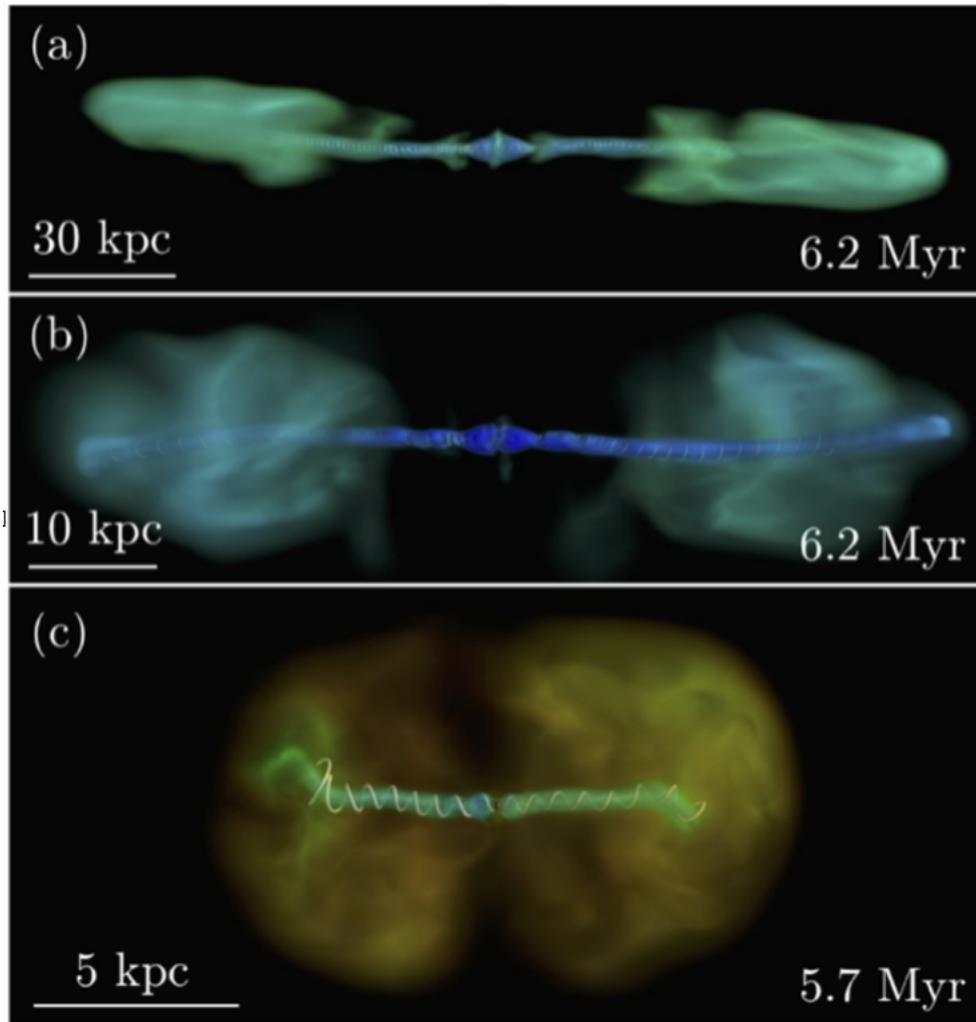


Figura 1.5: Simulação feita por Martí (2019) mostrando o processo de formação do jato ao se chocar com o meio intra-aglomerado. A cor amarela representa as cavidades se formando, a cor azul representa o gás de baixa densidade e a cor verde o gás de alta densidade.

tais objetos luminosos como hospedeiros desses núcleos ativos. Durante esse estudo, os autores ressaltam a importância de considerar os mecanismos de ejeção de AGNs como forma de restringir um limite superior para a possível massa da galáxia ao longo de sua vida. Uma relação importante salientada é a relação massa-raio. Eles afirmam que para uma galáxia normal do tipo anterior ou *Early Type Galaxies* (ETGs), essa relação é bem definida de forma que  $R \propto M^{0.6}$ , ao passo que para as BCGs, essa relação se dá de forma mais íngreme onde  $R \propto M^{0.9}$  e a justificam através dos ventos gerados por AGNs.

A conexão entre AGNs e as BCGs é tão crucial que astrônomos como Davide Martizzi (Martizzi et al., 2012) a concluíram através de simulações com dois cenários diferentes de formação de galáxias, *feedback* de supernovas e de AGNs. Sem considerar o *feedback* de AGNs, as simulações para modelar a formação das BCGs não resultam em modelos realista porque sem a contribuição da ejeção de matéria a galáxia resultante das simulações

apresentam uma massa maior que a esperada (Martizzi et al., 2012).

Outras características da BCG que são modificadas ao acrescentar esse *feedback* de AGNs é reproduzir a massa estelar, dispersão de velocidade e tamanho com escalas mais próximas do que é observado nas galáxias. Todos esses fatores resultam em modelos de formação e evolução mais próximas pela presença de AGNs. As simulações em que esse *feedback* não é considerado produz resultados de galáxias com 10 vezes mais massa estelar do que o que é observado. O mesmo ocorre com a dispersão de velocidade, ou seja, sem incluir o *feedback* de AGN as BCGs resultantes da simulação também apresentam uma rotação mais rápida do que se espera. Quando acrescentado esse elemento chave, a velocidade dessa rotação diminui. O impacto de incluir o *feedback* de AGNs no modelo em relação ao tamanho resultante da galáxia foi discutido quando mencionamos a relação massa-raio no parágrafo anterior.

Outra relação interessante entre BCGs e AGNs é a maior probabilidade de BCGs hospedar *Radio-loud* AGNs. Best et al em um estudo quantitativo feito em 2007 analisaram 625 grupos e aglomerados e concluíram que existe uma relação linear entre a fração de galáxias que hospedam AGNs *radio-loud* e a massa estelar contida nessa galáxia (Best et al., 2007). Essa relação foi estimada de forma que BCGs que hospedam AGNs *radio-loud* escala com  $M_*^{1.0}$ . Porém isso só é verdade para galáxias cuja massas estelares são aproximadamente  $5 \times 10^{11} M_\odot$ . Para galáxias com massas estelares superiores a  $10^{11} M_\odot$ , o índice da lei de potência que antes era uma ordem de magnitude, agora dobra. Apesar dessa relação estreita, Best et al ressaltam que não deveria haver surpresa nisso, uma vez que acima de  $10^{11.5} M_\odot$ , um terço das galáxias é BCG.

Em suma, a relação entre AGNs e BCGs é essencial para a modelagem de BCGs de forma a estudar e entender melhor a sua formação e evolução. A influência dos processos que envolvem o feedback de AGNs se estendem não apenas às galáxias mais massivas dos aglomerados, mas também ao gás que permeia o meio intra-aglomerado. Isso nos faz abordar temas como o aquecimento dessas regiões centrais, atenuando o processo denominado *cooling flow*. Uma característica importante para esse processo são as bolhas e cavidades originadas pelos jatos de AGNs que se encontram nesta região e contribuem para esses processos físicos.

## 1.4 Contexto das cavidades

Como mencionado anteriormente na seção 1.1, cavidades e bolhas já foram detectadas em raios X e no rádio em diversos aglomerados. Nas últimas duas décadas principalmente se constituiu uma literatura riquíssima para a análise dessas estruturas em aglomerados e sua contribuição para o meio intra-aglomerado. Neste capítulo vamos revisar um pouco sobre seu estado da arte para uma melhor compreensão do seu contexto geral. E então no capítulo seguinte vamos especificar a sua relação com o jato.

McNamara et al. (2001) comparou as observações das cavidades “fantasmas” feitas nas duas faixas de frequências mencionadas no centro do aglomerado Abell 2597. Essas cavidades são denominadas “fantasmas” porque diferente da emissão em raios X e no rádio onde geralmente são detectadas, essas cavidades fantasmas por sua vez não apresentam emissão detectável em rádio. Pelo fato da inflação dessas bolhas serem provenientes do próprio jato do AGN, seria natural esperar que se houvesse emissão de rádio nessas regiões, uma vez que esses jatos são caracterizados por sua emissão síncrotron a velocidades relativísticas com emissão em rádio. No entanto isso vai tipicamente de encontro com o que de fato é observado em alguns aglomerados. Isso ocorre apesar ter sido identificada a coespacialidade das cavidades com a emissão do jato em rádio, além de calculada a energia mínima necessária para dar origem à essas bolhas no meio intra-aglomerado e essa energia ser tão alta a ponto de ser atribuída somente ao jato de AGNs. A partir dessas análises, acredita-se que essas cavidades sejam relíquias de ciclos de ejeções passadas corridas entre 50 a 100Myr atrás. Através das cavidades fantasmas verificaram se a escala temporal dos ciclos de explosões ou *outburst* em rádio dos AGNs estaria relacionado com o fato da desaceleração do resfriamento central do aglomerado cessar eventualmente.

Para isso é necessário analisar a relação entre a fonte de rádio central e essas estruturas encontradas no gás que permeia o centro do aglomerado por intermédio de mapas de isocontornos de intensidade de emissão em rádio com observações do VLA a uma frequência de 1.4GHz. Assim como comparar com as observações do Chandra, onde as cavidades são detectadas em raios X. Com isso podemos estudar a extensão da fonte de rádio nas vizinhanças das cavidades, porém a resolução da imagem não permitiu que fossem tiradas conclusões que possibilitassem o entendimento da natureza dessas cavidades “fantasmas”.

Os autores identificaram a extensão da emissão de rádio nas vizinhanças das cavidades, e como estavam relativamente alinhada com os jatos centrais, seu estudo corroborou com a hipótese de que essas cavidades fantasmas são relíquias de emissões passadas de rádio, uma vez que elas não possuem mais partículas relativísticas advindas da emissão nuclear. Eles concluíram então que a existência das cavidades fantasmas estão associadas à várias emissões nucleares em rádio com um ciclo de 50 a 100Myr.

A escala de tempo do fluxo de resfriamento é muito próxima ao ciclo de emissão de rádio, de aproximadamente  $3 \times 10^8$  anos segundo McNamara et al. (2001). Os autores afirmam que tais bolhas possuem energia suficiente e depositam parte dessa energia no meio intra-aglomerado em forma de calor, campo magnético e até raios cósmicos. Dessa forma a BCG - descrita na seção anterior - hospeda um núcleo ativo e é capaz de produzir 10 a 100 bolhas durante a sua vida, o que equivale a aproximadamente a uma taxa de  $50M_{\odot}\text{yr}^{-1}$  do gás que cairiam no fluxo de resfriamento. Isso seria suficiente para atenuar ou cessar um fluxo de resfriamento pequeno, todavia os autores afirmam ter evidências para o aquecimento do MIA diretamente dos jatos.

A evidência da bolha ser proveniente do jato é a sua entalpia ou a quantidade de energia

disposta nessa região quasi-esférica (veremos isso com mais cuidado no capítulo seguinte). Essa energia é transferida ao meio intra-aglomerado em forma de calor, aquecendo-o. Com essa idéia já divulgada na literatura, Nulsen et al. (2007) confirma que além dos *outbursts* de AGNs, essas regiões possuem importante contribuição para a supressão do fluxo de resfriamento nos aglomerados. Concordando com McNamara et al, eles afirmam que a contribuição do jato é crucial para a produção de cavidades que são lançadas para o MIA. Da mesma forma, os autores também concordam com a literatura (Nulsen et al., 2007) sobre a importante contribuição dessas cavidades para o aquecimento do meio intra-aglomerado, assim como os choques. Segundo eles o movimento de flutuação (*buoyantly rising*) dessas bolhas faria suas energias cinéticas se dissiparem como calor.

Usando a relação entre energia potencial gravitacional e as leis da termodinâmica, foi possível quantificar a energia liberada pela bolha no meio intra-aglomerado. Isso nos permite explicar a capacidade de aquecimento dessa bolha. Nesse sentido, considerando o gás como hidrostático, Nulsen et al. (2007) sugerem que a energia potencial gravitacional liberada quando a bolha sobe é equivalente à perda de entalpia para pequenas cavidades.

Após a análise energética das cavidades, Nulsen et al fizeram uma descrição semelhante, para quantificar a perda de energia com o aquecimento do MIA por ondas fracas de choque. Os autores explicam através da segunda lei da termodinâmica que esse aquecimento, a princípio, não contribui significativamente para evitar o resfriamento do gás.

No entanto, a partir de observações em raios X da galáxia M87, os autores utilizam o tamanho do choque como parâmetro, e o relacionam com a quantidade de calor que o mesmo transfere para o meio. Dessa forma, propuseram que uma onda de choque fraco não é suficiente para aquecer o meio. Para que isso fosse viável seriam necessárias várias ondas. No entanto, mesmo neste cenário, essas várias ondas de choque ainda não cumpririam um papel dominante para o aquecimento do MIA.

Como tentativa de confirmar as possibilidades levantadas, Nulsen et al analisaram 27 galáxias onde encontraram bolhas. Estas foram analisadas para quantificar o aquecimento proporcionado por tais cavidades através da relação entre a sua potência de aquecimento e a potência de resfriamento em raios X. Os autores concluíram que precisaria haver mais ciclos de *outburst* de AGNs do que o observado para prevenir sistemas maiores de esfriar.

Desse modo, através da sua amostra de galáxias gigantes elípticas, é possível que a energia injetada pelas ondas de choque e pelos movimentos das cavidades flutuantes contribuam para o aquecimento do meio. Havendo assim a supressão ou retardamento da formação estelar.

Outra hipótese interessante é a correlação entre estruturas filamentosas e as cavidades e a suas consequências quanto à temperatura do meio. Crawford et al. (2005) investigou essa possível correlação entre filamentos de  $H\alpha$  e a emissão de raios X em baixas frequências no meio ao redor da galáxia central no aglomerado Centaurus. Comparando o imageamento das observações do telescópio Chandra, do Gemini e do HST, eles concluíram que essas

estruturas possuem correlação espacial.

Devido à semelhança na forma das emissões filamentosares de poeira (detectado pelo instrumento EMMI<sup>1</sup> e pelo HST), das linhas de emissão e do gás em raios X, os autores sugeriram que tais emissões de filamentos tenham sido formadas por um campo magnético ou pelo movimento do gás no MIA.

A observação feita em rádio e em raios X, que possibilitaram a detecção de bolhas nessa mesma região, sugere que todas essas características podem ter sido arrastadas pelo jato da galáxia central do aglomerado e trilhadas pelo caminho traçado pela flutuação das bolhas no MIA.

Essa idéia foi também estudada por Tremblay et al. (2012) ao analisar o aglomerado Abell 2597. Ao comparar observações feitas pelo Chandra e pelo VLA, os autores identificaram filamentos frios e um arco quente. Esse artigo correlacionou tais observações com cavidades detectadas em raios X através de análise espectral dessas estruturas. Esse estudo incluiu um mapeamento de temperatura e de abundância química feito em raios X para entender sua natureza.

Após identificar as cavidades e sua coespacialidade em rádio, foi investigado o seu alinhamento em relação ao jato e à essas estruturas nas frequências 8.4 GHz, 1.3 GHz, e 330 MHz e raios X. Essas estruturas foram observadas por meio de flutuações no mapa de temperatura e comparadas em relação à sua localização para as duas bandas. Assim, os autores concluíram que elas apresentam um leve desvio entre si.

No geral foi encontrado maior abundância de metais nas cavidades, porém em uma delas esse resultado não foi compatível. Nessa bolha a abundância é vista em suas extremidades. Isso acontece quando o gás enriquecido é jogado para fora da bolha durante o seu processo formação. Enquanto que o caso geral corrobora com o enriquecimento já conhecido do gás através do outflow do jato.

As conclusões principais foram que as cavidades são coespaciais para as observações em raios X e para a frequência de 330MHz em rádio. Uma vez que essas cavidades foram encontradas alinhadas com o eixo de emissão de rádio, um filamento frio de  $15h^{-1}kpc$  foi observado, parcialmente coespacial com essas estruturas. Esse filamento pode ser explicado possivelmente pela interação do gás multifásico ( $10^3 - 10^7$  K) que compõe o meio intra-aglomerado com o jato em rádio.

Nesse trabalho, o arco quente foi detectado na borda interna de uma grande cavidade, através de mapas espectrais em raios X. Esse arco pode existir pela compressão de gás frio empurrado para fora pela bolha de rádio central. O arco pode ainda ser explicado através do modelo de aquecimento do aglomerado por meio dos *outflows* de AGNs e da interação das cavidades com o meio.

Após revistar alguns resultados relevantes da literatura, podemos ver implicações diretas ou indiretas dessas regiões que estão intimamente ligadas com a evolução das galáxias,

<sup>1</sup><http://www.lis.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/emmi/emmiGeneralDescription.html>

as quais fazem parte dos aglomerados em questão. Além das estruturas vistas em rádio e em raios X, outras estruturas formadas ali também têm influência no MIA e em sua evolução, além de também ser importante estudá-las na banda do óptico.

# Capítulo 2

## Jatos e as Cavidades

Devido à natureza desconhecida dos jatos, muitos estudos já foram feitos com o intuito de avaliar sua composição. Há muitas incógnitas sobre a natureza de jatos ejetados do centro de núcleos ativos desde a década de 80 (Blandford et al., 2019). Na literatura encontra-se discussões sobre a natureza dominada pela produção de pares de elétron e pósitron, ou por um plasma formado por elétrons e prótons.

Como mencionado na seção 1.2, a produção de pares está ligada ao processo de *Synchrotron Self-Absorption*, ou SSA. Através desse processo radiativo, ocorre a emissão de fótons mais energéticos na escala TeV. Eles por sua vez colidem e finalmente resulta na produção de elétrons e pósitrons. Artigos como de Hirovani et al. (2000) sugerem que uma evidência dessa natureza está associada à espessura óptica do jato, uma vez que o processo de SSA gera uma componente opticamente espessa no mesmo. Essa espessura óptica pode ser avaliada através da densidade numérica de elétrons no jato.

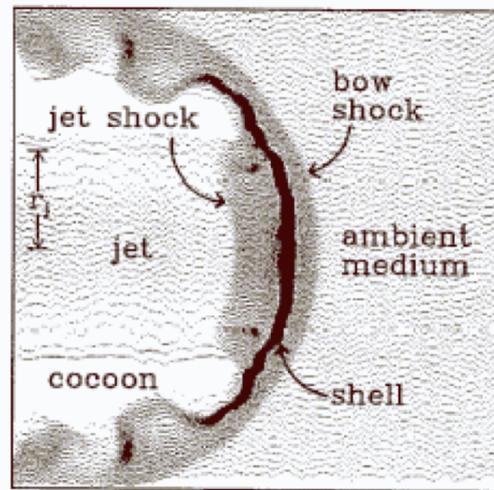
Alguns autores como Kino (2005) utilizam grandezas físicas como parâmetros para distinguir a natureza do jato na região do *cocoon* embebido no meio intra-aglomerado. Algumas dessas grandezas são a densidade numérica de elétrons, pressão total e temperatura eletrônica. Esse componente do jato denominado *cocoon* está representado no desenho esquemático da estrutura dos jatos na figura 2.1. Essa região é formada após a frente de onda do jato se chocar com o gás do meio<sup>1</sup> que o cerca. Após esse choque, o gás que colidiu com essa "cabeça" do jato, devido à altíssima pressão causada pela interação trilha um caminho em torno do jato na sua direção oposta.

A densidade numérica de elétrons serve para avaliar a espessura óptica do jato. Porém para isso, os autores distinguem entre elétrons que geram emissão térmica e não térmica. Dessa forma Kino & Kawakatu (2005) estudaram a composição do jato a partir do espectro não-térmico de regiões de maior emissão do jato, também conhecido como *hot spots*. Adicionalmente a essa análise através do espectro não térmico de *hot spots*, os

---

<sup>1</sup>Esse meio não necessariamente é o meio intra-aglomerado, porque existem galáxias as quais hospedam núcleos ativos que estão localizadas no campo e não em aglomerados. Neste caso, estaríamos falando do meio intergaláctico por exemplo.

Figura 2.1: Desenho esquemático dos componentes básicos que formam a estrutura da extremidade do jato



Fonte: Blondin et al. (1989)

autores também incluíram como parâmetro para examinar a natureza do jato a dinâmica do *cocoon*. As grandezas pressão total e temperatura eletrônica foram utilizadas para a modelagem do *cocoon*, e os valores de pressão e temperatura puderam ser obtidos a partir da comparação entre esses modelos e observações. Com esses três parâmetros foi possível quantificar a fração entre a densidade numérica de prótons e de elétrons. Esse estudo em especial foi focado no aglomerado Cygnus A, porém existem outros exemplos que utilizam desses mesmos parâmetros físicos para analisar a natureza do jato em outros aglomerados. Dessa forma Kino et al.(2005) e outros trabalhos (Sikora et al., 2002); (Sikora et al., 2005); (Kino & Kawakatu, 2005) sugerem que o jato seria formado por pares de elétrons e pósitrons, já que segundo as suas análises existe uma maior densidade numérica de elétrons quando comparada com a de prótons.

Outros estudos mais recentes como Mościbrodzka et al. (2011) e Romero & Gutiérrez (2020) investigam a taxa de formação de pares e onde se distribuem espacialmente. Comparando com modelos teóricos, os autores fazem uso da taxa de acreção do buraco negro considerando sua eficiência para avaliar quanto de energia é gerado nesse processo. Com essa análise eles verificaram que nessa região onde existe uma emissão muito mais energética, seria onde haveria a produção de pares. Dessa forma concluíram não apenas que o jato é constituído de pares de elétrons e pósitrons, mas também que ela ocorre predominantemente na base do jato, próximo ao buraco negro central onde teria maior emissão de raios gama para que haja sua colisão.

A especificação da distribuição espacial na base do jato, próximo ao buraco negro supermassivo, da formação de pares possibilitou estudos que sugerem jatos compostos dos dois tipos de plasma, denominados *two-flow*. Uma vez que a dominância da produção de pares se limita às partes interiores do jato, abre espaço para que outra fração de sua

composição também inclua a matéria bariônica em sua região mais externa (Vuillaume et al., 2018).

O fato de tantos modelos terem sido criados ilustra a natureza desconhecida não apenas do jato, mas todo seu processo de ejeção. Como previamente mencionado, isso abre espaço para a hipótese de um jato formado por elétrons e prótons. Estudos sugerem que essa hipótese foi motivada historicamente pela observação de raios cósmicos de ultra-alta energia na Terra. Para explicar essas observações, a fonte emissora desses raios cósmicos deveria cumprir alguns requisitos como estar a uma distância aproximada de 50Mpc, ter energia suficiente para acelerar elétrons que ultrapassem a escala de EeV, haver evidências da sua contribuição geral para emissão de raios cósmicos, dentre outros. Visto que tais jatos seriam capazes de explicar tamanha energia, ademais de cumprir todos os outros requisitos, associaram à eles essa possível natureza bariônica (Reimer, 2012).

A detecção de bolhas em raios X ou no rádio no meio intra-aglomerado para aglomerados como Cygnus A, Abell 426, dentre outros, são algumas evidências dessa composição dominada por elétrons e prótons (McNamara & Nulsen, 2007). Após anos de observação e investigação dessas particularidades, tais como estimativa da entalpia (Fujita et al., 2016), pressão, idade, temperatura, hidrodinâmica e posteriormente simulações para desvendar a origem dessas regiões escurecidas foi estabelecido que elas estão diretamente ligada aos jatos, como mostra a imagem 1.5. O único mecanismo capaz de inflar e dar origem a essas cavidades são os jatos. Ademais da quantidade extrema de energia produzida no processo tão violento de ejeção do jato e formação das bolhas, algumas análises incluem a coincidente co-espacialidade dessas duas estruturas. Isso corrobora o fato de que as cavidades são dependentes da frente de choque que o jato faz com o meio intra-aglomerado.

Em virtude do processo de inflação dessas cavidades, elas são estruturas muito menos densas que o gás do MIA. Suas "paredes" são definidas por uma diferença de pressão entre elas e o MIA. As possíveis explicações para o que suporta essa pressão interna, possibilitando a existência dessas estruturas são o campo magnético transferido do jato para essas regiões, as partículas relativísticas do jato ou o gás térmico. Devido à essas diferenças em relação ao MIA, como de pressão e densidade, essas bolhas se movem ao longo do aglomerado e se expandem com o tempo (McNamara et al., 2001).

Para entender melhor a relação energética que associa a inflação dessas bolhas ao jato, podemos fazer uma descrição da conservação de energia no processo de produção da bolha. Essa descrição não considera perdas no processo de transferência de energia do jato para as cavidades. A energia final de uma cavidade em expansão, devido à diferença de pressão em seu interior e seu meio é dada pela seguinte expressão

$$E_f = \frac{1}{\Gamma - 1} p_f V_f = \frac{1}{\Gamma - 1} p_f V_i \left( \frac{p_i}{p_f} \right)^{1/\Gamma} = E_i \left( \frac{p_i}{p_f} \right)^{(\Gamma-1)/\Gamma} \quad (2.1)$$

onde  $p_i$  e  $p_f$  são as pressões inicial e final respectivamente,  $V_i$  e  $V_f$  são os volumes e

$\Gamma$  o calor específico. Para partículas relativísticas,  $\Gamma = 4/3$ , enquanto que para um gás de partículas não-relativísticas,  $\Gamma = 5/3$ . É importante ressaltar que essa expressão está considerando que toda energia do jato é depositada nessas regiões. A medida que seu gás expande, sua energia térmica diminui, até que a cavidade entre em equilíbrio hidrostático e térmico com o gás difuso que permeia o MIA (Fujita et al., 2016).

Entendendo a relação dessas regiões de cavidades e bolhas com o jato de AGNs, e seu comportamento no MIA uma vez que são infladas e lançadas, vemos que tais bolhas são bons rastreadores de atividades de núcleos ativos. No caso de cavidades "fantasma" são bons traçadores de ciclos de emissão das explosões de rádio. Além disso, o estudo dessas cavidades também são boas ferramentas para buscar compreender melhor o jato em si, como sua composição e conseqüentemente seu mecanismo de ejeção.

# Capítulo 3

## Metodologia

Com o intuito de extrair informações físicas como temperatura e abundância química das cavidades, fez-se necessário o uso de alguns pacotes de *softwares* mantidos e providos pela NASA, como o CIAO<sup>1</sup> versão 4.12 (*Chandra Interactive Analysis of Observations*) usados na redução dos dados que será explicitado na seção 3.3. Assim como o XSPEC (Arnaud, 1996) versão 12.10, integrante do HEASoft<sup>2</sup> usado para ajuste espectral das regiões, que será melhor desenvolvido na seção 3.4. Para essa análise utilizamos  $H_0 = 69.6 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M = 0.286$ , e  $\Omega_m = 0.714$ .

### 3.1 Catálogo

Recentemente Fernandes, De Melo, Dupke & Proctor (Fernandes et al., 2016) mediram abundância de metais pesados no interior das cavidades do aglomerado Abell 2597 e encontraram linhas de emissão correspondentes a metais pesados e consistentes com uma prevalência de material ejetado por Supernovae tipo II para duas de suas observações. Se isso for corroborado para outros aglomerados, seria necessário identificar uma geração de estrelas massivas próximas ao BNSM, talvez criadas dentro do próprio disco de acreção - que gerariam o material do jato. Essas informações são cruciais para refinar os modelos de geração de jatos assim como explicar a geração e distribuição de metais nas regiões internas dos aglomerados de galáxias.

Para averiguar se isso é observado em outros aglomerados com melhores estatísticas de contagem de fótons usamos a seleção de cavidades levantada por Shin, Woo & Mulchaey 2016 (Shin et al., 2016) (Tabela 3.2) com 133 alvos (148 cavidades). Desse modo, a amostra foi separada em 3 classes: 1) cavidades detectadas das imagens cruas; 2) cavidades detectadas nas imagens subtraídas do modelo beta; e 3) cavidades não detectadas. As unidades da Tabela 3.2 são explicadas na Tabela 3.1.

---

<sup>1</sup><https://xc.harvard.edu/ciao/>

<sup>2</sup><https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/heasoft/>

Dentre as observações estão galáxias, grupos e aglomerados de galáxias que serão distinguidos futuramente nas análises. Todas as observações foram coletadas do repositório de dados HEASARC<sup>3</sup>. Quando múltiplas observações foram feitas, nós escolhemos aquela com maior tempo de exposição disponível de cada aglomerado, feitas pelo satélite *Chandra*.

Tabela 3.1: *Descrição das Unidades.*

Units	Label	Explanations
—	Object	Object Name
h	RAh	Hour of Right Ascension
min	. RAm	Minute of Right Ascension
s	RA s	Second of Right Ascension
—	DE-	Sign of the Declination
deg	DEd	Degree of Declination
arcmin	. DE m	Arcminute of Declination
arcsec	. DE s	Arcsecond of Declination
—	z	Redshift from NASA/IPAC extragalactic database
$10^{20} \text{cm}^{-2}$	$N_H$	Column density de Hidrogenio
—	$f_{nH}$	Flag on nH; x= Dickey & Lockman (1990ARA&A..28..215D)
keV	T	Gas Temperature, keV
keV	$e_T$	Lower uncertainty on T
keV	$E_T$	Upper uncertainty on T
—	Class	Class of X-ray cavity detection*
s	$t_{ex}$	Exposure time

\* Classe de detecção da cavidade:

1 = cavidades detectadas das imagens cruas

2 = cavidades detectadas nas imagens subtraídas do modelo beta

<sup>3</sup><https://heasarc.gsfc.nasa.gov/>

Tabela 3.2: *Seleção de Cavidades levantada por Shin Woo & Mulchaey 2016.*

Objeto	RA	DEC	z	$N_H$ ( $10^{20}\text{cm}^{-2}$ )	T (keV)	Tempo de Exposição (seg)	Classe
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Abell 426	03:19:44	41:25:19	0,018	13,66	$3,61^{+0,01}_{-0,01}$	166420	1
NGC 1316	03:22:42	-37:12:29	0,006	5,32	$0,74^{+0,03}_{-0,03}$	30230	1
2A 0335+096	03:38:41	09:58:05	0,036	24,38	$1,98^{+0,01}_{-0,01}$	50180	1
Abell 479	04:13:25	10:27:58	0,088	33,76	$4,80^{+0,06}_{-0,06}$	42940	1
MS 0735,6+7421	07:41:50	74:14:53	0,216	2,51	$4,15^{+0,10}_{-0,10}$	143840	1
HYDRA A	09:18:06	-12:05:46	0,055	4,73	$3,44^{+0,06}_{-0,03}$	100130	1
RBS 797	09:47:13	76:23:17	0,354	5,33	$5,07^{+0,16}_{-0,15}$	38810	1
M84	12:25:04	12:53:13	0,003	7,99	$0,74^{+0,02}_{-0,02}$	172780	1
M87	12:30:50	12:23:31	0,004	7,47	$1,72^{+0,00}_{0,00}$	158270	1
NGC 4552	12:35:37	12:32:38	0,001	2,57*	$0,63^{+0,03}_{-0,03}$	55140	1
NGC 4636	12:42:50	02:41:17	0,003	3,67	$0,76^{+0,00}_{0,00}$	75690	1
Centaurus cluster	12:48:49	-41:18:43	0,011	12,36	$2,06^{+0,00}_{0,00}$	181330	1
HCG 62	12:53:06	-09:12:22	0,015	11,86	$0,96^{+0,00}_{0,00}$	68040	1
NGC 5044	13:15:24	-16:23:06	0,009	10,34	$0,98^{+0,00}_{0,00}$	90040	1
Abell 3581	14:07:30	-27:01:05	0,023	6,95	$1,63^{+0,01}_{-0,01}$	85660	1
NGC 5813	15:01:07	01:41:02	0,007	6,37	$0,72^{+0,00}_{0,00}$	144900	1
Abell 2052	15:16:44	07:01:16	0,035	5,40	$2,37^{+0,01}_{-0,01}$	128630	1
3C 320	15:31:25	35:33:40	0,342	3,78	$3,27^{+0,25}_{-0,23}$	60070	1
Cygnus A	19:59:28	40:44:02	0,056	32,44	$5,54^{+0,08}_{-0,08}$	67770	1
PKS 2153-69	21:57:06	-69:41:24	0,028	2,5*	$1,98^{+0,04}_{-0,04}$	122770	1
3C 444	22:14:26	-17:01:37	0,153	2,43	$1,90^{+0,04}_{-0,04}$	166560	1
Abell 85	00:41:42	-09:20:53	0,055	5,29	$4,65^{+0,07}_{-0,07}$	43080	2
ZwCl 0040+2404	00:43:52	24:24:22	0,083	5,51	$2,73^{+0,09}_{-0,07}$	20080	2
ZwCl 0104+0048	01:06:49	01:03:22	0,255	3,13	$2,79^{+0,10}_{-0,09}$	49580	2
NGC 533	01:25:31	01:45:32	0,019	12,41	$1,02^{+0,01}_{-0,01}$	38100	2
Abell 262	01:52:47	36:09:07	0,017	10,37	$1,62^{+0,01}_{-0,01}$	112140	2
MACS J0242.5-2132	02:42:36	-21:32:28	0,314	4,45	$4,13^{+0,26}_{-0,23}$	12012	2
Abell 383	02:48:03	-03:31:41	0,187	2,60	$3,77^{+0,15}_{-0,15}$	19760	2
AWM 7	02:54:28	41:34:44	0,017	10,62	$3,79^{+0,05}_{-0,05}$	48460	2
MACS J0329.6-0211	03:29:40	-02:11:38	0,450	5,11	$5,00^{+0,39}_{-0,36}$	40170	2
NGC 1399	03:38:11	-35:41:53	0,005	48,92	$0,31^{+0,03}_{-0,02}$	100060	2
NGC 1404	03:38:52	-35:35:35	0,006	1,36*	$0,78^{+0,01}_{-0,01}$	100060	2
RXC J0352.9+1941	03:52:59	19:40:59	0,109	14,49	$2,00^{+0,04}_{-0,04}$	27560	2
MACS J0417.5-1154	04:17:35	-11:54:32	0,440	4,08	$6,31^{+0,42}_{-0,40}$	52040	2

RX J0419.6+0225	04:19:34	02:28:23	0,012	16,03	$1,32^{+0,00}_{-0,00}$	45130	2
EXO 0423.4-0840	04:25:51	-08:33:40	0,038	17,68	$2,05^{+0,09}_{-0,08}$	45040	2
Abell 496	04:33:38	-13:15:43	0,033	4,58	$4,15^{+1,72}_{-1,72}$	20070	2
RXC J0439.0+0520	04:39:02	05:20:42	0,208	12,54	$3,60^{+0,21}_{-0,22}$	20130	2
MS 0440.5+0204	04:43:10	02:10:19	0,190	15,97	$4,36^{+0,25}_{-0,19}$	60160	2
MACS J0744.9+3927	07:44:53	39:27:29	0,698	5,30	$10,30^{+2,75}_{-1,50}$	50160	2
PKS 0745-19	07:47:32	-19:17:46	0,103	41,49	$5,12^{+0,04}_{-0,04}$	119630	2
ZwCl 0949+5207	09:52:49	51:53:06	0,214	2,21	$4,25^{+0,09}_{-0,11}$	97040	2
ZwCl 1021+0426	10:23:39	04:11:13	0,285	2,72	$5,34^{+0,24}_{-0,16}$	167830	2
RXC J1023.8-2715	10:23:50	-27:15:22	0,253	5,79	$5,06^{+0,18}_{-0,17}$	37180	2
Abell 1068	10:40:44	39:57:11	0,138	1,20	$4,39^{+0,10}_{-0,10}$	27170	2
Abell 1204	11:13:18	17:36:11	0,171	3,70	$3,47^{+0,11}_{-0,13}$	23900	2
NGC 4104	12:06:38	28:10:26	0,028	8,57	$1,57^{+0,04}_{-0,05}$	36350	2
NGC 4472	12:29:47	08:00:14	0,003	9,46	$1,00^{+0,00}_{-0,00}$	161350	2
Abell 1689	13:11:30	-01:20:31	0,183	4,20	$9,29^{+0,34}_{-0,34}$	77150	2
RX J1350.3+0940	13:50:22	09:40:12	0,090	2,59	$3,07^{+0,10}_{-0,11}$	20040	2
ZwCl 1358+6245	13:59:51	62:31:05	0,329	3,62	$5,20^{+0,49}_{-0,33}$	54760	2
Abell 1835	14:01:02	02:52:44	0,253	3,33	$5,61^{+0,11}_{-0,11}$	127000	2
MACS J1423.8+2404	14:23:48	24:04:44	0,543	4,68	$4,77^{+0,20}_{-0,19}$	117110	2
Abell 1991	14:54:31	18:38:31	0,059	6,53	$1,88^{+0,02}_{-0,02}$	38810	2
RXC J1504.1-0248	15:04:08	-02:48:18	0,215	11,21	$5,18^{+0,09}_{-0,09}$	51440	2
NGC 5846	15:06:29	01:36:22	0,006	10,39	$0,81^{+0,01}_{-0,01}$	91210	2
MS 1512-cB58	15:14:22	36:36:25	2,723	2,42	$7,43^{+1,09}_{-1,11}$	49620	2
RXC J1524.2-3154	15:24:13	-31:54:25	0,103	16,05	$2,65^{+0,03}_{-0,03}$	41450	2
RX J1532.9+3021	15:32:54	30:21:00	0,345	2,52	$4,44^{+0,12}_{-0,12}$	90040	2
Abell 2199	16:28:38	39:33:04	0,030	4,05	$3,68^{+0,04}_{-0,04}$	41110	2
Abell 2204	16:32:47	05:34:34	0,152	10,78	$4,89^{+0,06}_{-0,06}$	78160	2
NGC 6338	17:15:23	57:24:40	0,027	10,56	$1,68^{+0,02}_{-0,02}$	47940	2
MACS J1720.3+3536	17:20:17	35:36:25	0,391	2,77	$5,38^{+0,58}_{-0,43}$	34330	2
MACS J1931.8-2634	19:31:50	-26:34:34	0,352	9,84	$4,87^{+0,13}_{-0,14}$	100230	2
MACS J2046.0-3430	20:46:01	-34:30:18	0,423	5,79	$4,65^{+0,41}_{-0,38}$	39750	2
MACS J2229.7-2755	22:29:45	-27:55:37	0,324	3,65	$3,73^{+0,24}_{-0,23}$	16650	2
Sersic 159-03	23:13:58	-42:43:34	0,058	4,53	$2,43^{+0,02}_{-0,02}$	99030	2
Abell 2597	23:25:20	-12:07:26	0,085	3,27	$3,13^{+0,03}_{-0,03}$	80910 <sup>4</sup>	2
Abell 2626	23:36:30	21:08:46	0,055	6,51	$2,79^{+0,04}_{-0,04}$	80910	2

<sup>4</sup>Coletamos todas as observações com todos os tempos de exposição desse aglomerado para reduzir e extrair temperatura e abundância química para o trabalho piloto, visto que foi o aglomerado utilizado no trabalho de referência (Fernandes et al., 2010).

---

MACS J0429.6-0253	04:29:36	-02:53:06	0,399	5,90	$5,34^{+0,57}_{-0,43}$	23470	2
-------------------	----------	-----------	-------	------	------------------------	-------	---

---

Como estudo piloto, usamos o trabalho de Fernandes et al. (2021) para validação do método que posteriormente aplicamos no resto da amostra. Esses passos foram testados para as observações originais utilizadas no artigo, assim como para todas as observações disponíveis no HEASARC, como mostra a Tabela 3.3.

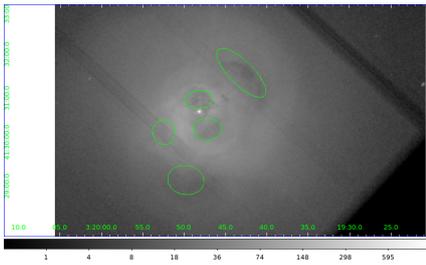
Tabela 3.3: *tabela de observações do aglomerado Abell 2597.*

OBS ID	RA	DEC	Obs Date	Exposure Time (seg)
922	23:25:19,60	-12:07:27,4	2000-07-28 05:12:43	39860
6934*	23:25:19,70	-12:07:27,2	2006-05-01 20:38:17	52880
7329*	23:25:19,70	-12:07:27,2	2006-05-04 08:42:09	60900
19596	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-10-08 23:41:48	70300
19597	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-10-16 09:23:07	45110
19598	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-08-15 01:49:39	14530
20626	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-08-15 20:46:11	70300
20627	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-08-17 15:09:33	45110
20628	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-08-19 06:35:08	11060
20629	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-10-03 02:23:55	57110
20805	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-10-05 22:19:54	54110
20806	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-10-07 19:38:09	38110
20811	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-10-21 20:17:14	63120
20817	23:25:19,73	-12:07:27,2	2017-10-19 06:27:12	80910

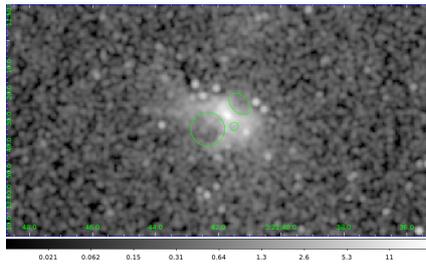
\* Observações usadas por Fernandes et al. (2021), as quais também usamos como teste e validação do método inicialmente.

## 3.2 Amostra

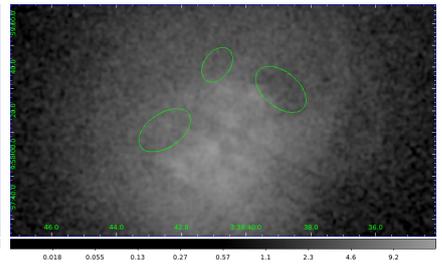
Nossa amostra inclui 12 aglomerados e grupos de galáxias, além de 10 galáxias isoladas, em que são observadas cavidades. Essa amostra foi selecionada pelas fontes que fazem parte da classificação "1" do catálogo apresentado na tabela 3.2. Isso porque são as cavidades que são possíveis de serem observadas sem quaisquer técnica de análise de brilho superficial. Escolhemos esses objetos porque o catálogo não fornece informações sobre o ângulo das cavidades em relação ao centro da cavidade, o que poderia trazer grandes incertezas de posição no momento de definir as coordenadas de cada uma das cavidades. Primeiramente descreveremos brevemente algumas das propriedades de cada aglomerado ou grupo de



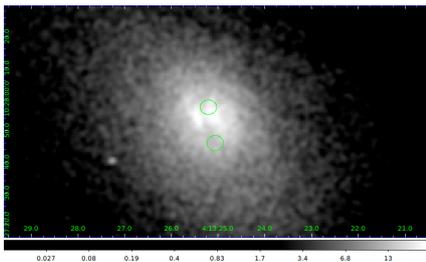
(a) Abell 426



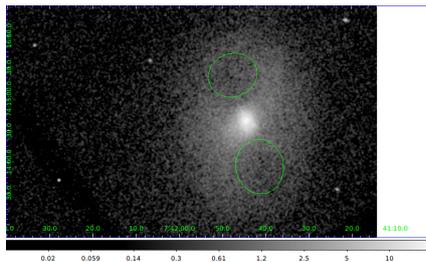
(b) NGC 1316



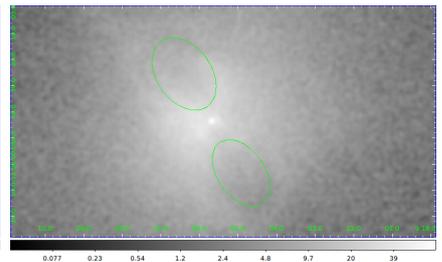
(c) 2A 0335+096



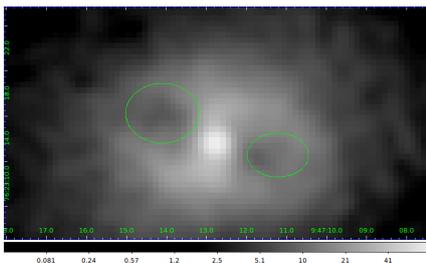
(d) Abell 478



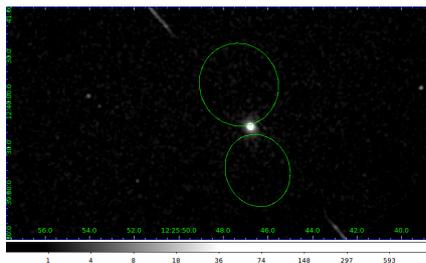
(e) MS0735.6+7421



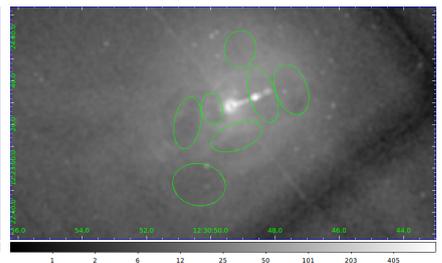
(f) Hydra A



(g) RBS 797



(h) NGC 4388



(i) M87

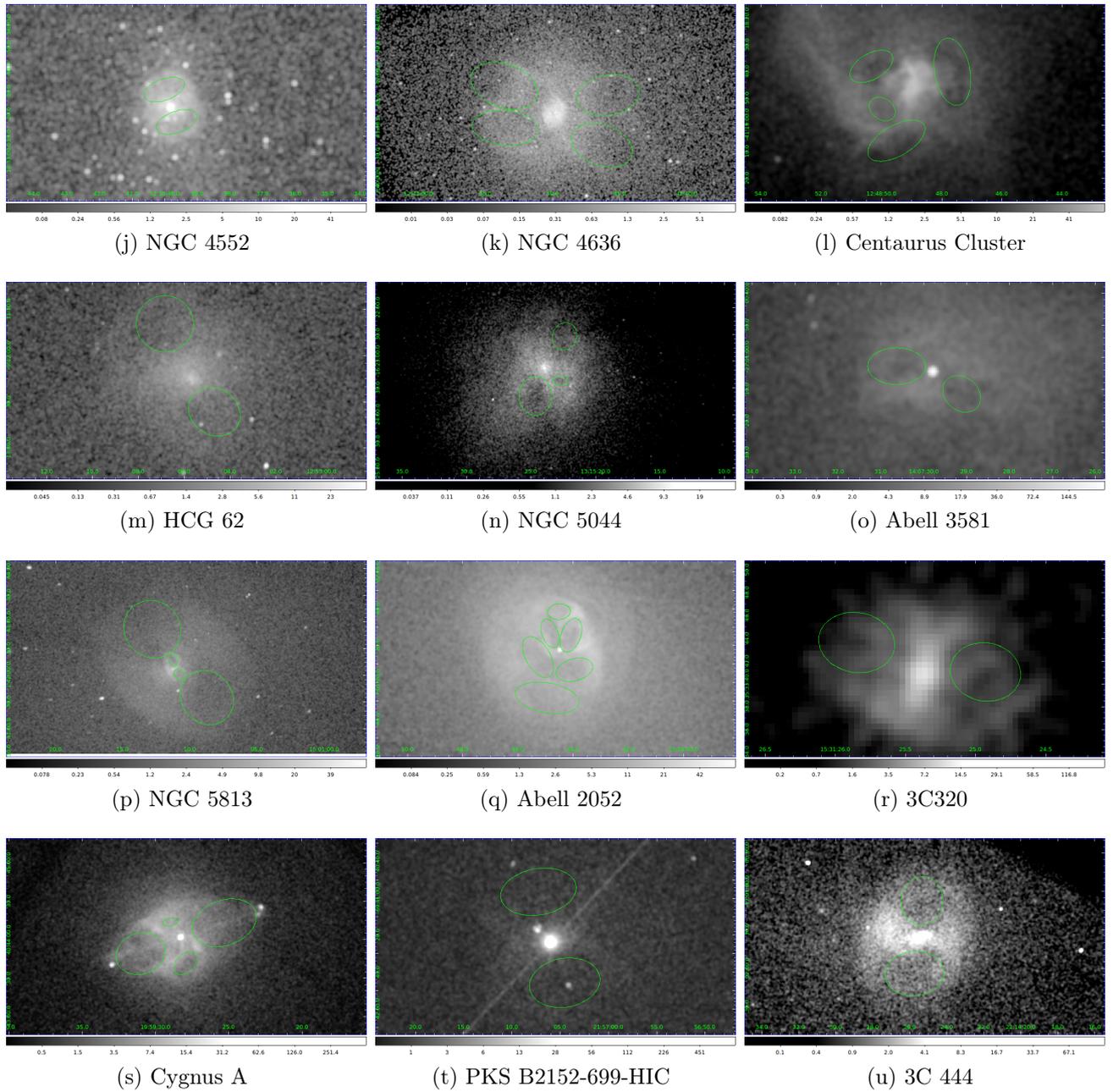


Figura 3.0: Imagens das cavidades listadas nas tabelas 3.6 e 3.5 em cada aglomerado, grupo ou galáxia.

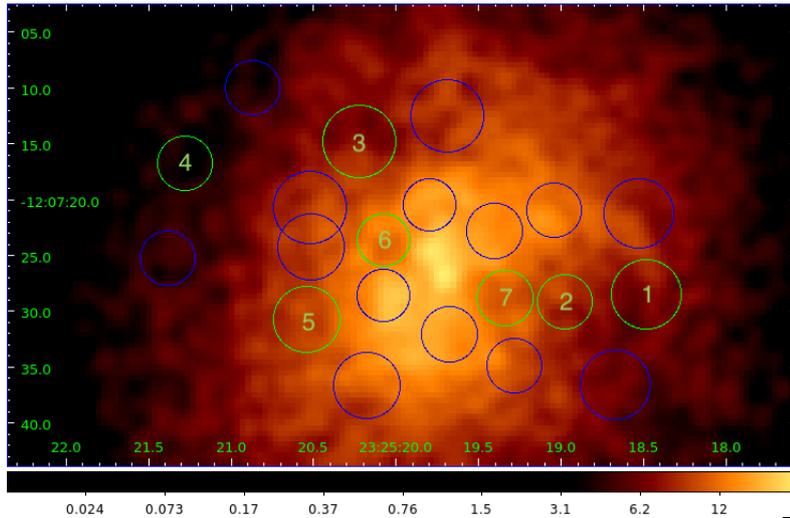


Figura 3.1: 7 cavidades enumeradas, detectadas por Fernandes et al. (2010) no aglomerado Abell 2597. Os círculos verde são as cavidades e os círculos azuis são as regiões de controle.

galáxia incluídos na pesquisa como contextualização e comparação dos nossos resultados e o que foi estudado sobre eles na literatura. Isso significa que essa seção é dedicada exclusivamente à uma revisão da literatura sobre cada uma de nossas fontes.

### 3.2.1 AGLOMERADOS

Abell 426, também conhecido como Perseus, é um aglomerado rico e próximo com um núcleo frio (*cool-core*). Isso significa que, devido à sua alta densidade central de elétrons e íons, possui maior taxa de emissividade, resultando em temperatura mais baixas quando comparadas ao resto do aglomerado. Neste aglomerado, a região de maior perda de energia por resfriamento radiativo está na região de raio de 75 a 100  $h^{-1}$ kpc, com uma diferença de temperatura de aproximadamente 5 keV. Essa região interna possui uma escala de tempo de resfriamento estimado de 4 a 5 Gyr. Outra característica que mencionamos ao longo do texto que vale ressaltar, também referente às regiões próximas ao núcleo é a seu gradiente de metalicidade e filamentos detectados em raios X, que se estende a um raio de 40 e 50  $h^{-1}$ kpc respectivamente (Sanders & Fabian, 2007). Em seu centro reside a galáxia NGC 1275 que hospeda um núcleo ativo com características intermediárias entre uma galáxia Seyferte BL Lac (Brunzendorf & Meusinger, 1999).

2A 0335+096 é um aglomerado que também possui um *cool-core*. De forma semelhante ao Abell 426, apresenta um gradiente de metalicidade do centro para fora em um raio de 100  $h^{-1}$ kpc, esse perfil gradiente em direção ao centro mostra um enriquecimento de supernovas do tipo Ia e II como se era esperado de acordo com resultados de Dupke & III (2000a). Ademais, recentemente também foram detectado filamentos moleculares no óptico de linhas de emissão de  $H\alpha$ , evidenciado pela coloração azul na região central indicando formação estelar jovem (Werner et al., 2006).

Abell 478 é outro aglomerado assim como os anteriores que possuem um exeso de emissão em raios X no núcleo, o que resulta no *cooling flow* dada à alta emissividade. De fato já foi observado um perfil radial de temperatura decrescente, assim como a abundância química de alguns elementos como Ne, Si e Magnésio (Mg) . Seu raio onde se concentra a região nuclear com temperaturas mais baixas se estende por 1 minuto de arco a partir do centro. As regiões mais externas apresentam temperaturas mais altas, e relativamente constante. A média de temperatura desse aglomerado é de 6,5 keV (de Plaa et al., 2004).

MS07356+7421 é um dos aglomerados que já foi observado em raios X e em rádio. Até 2014 era uma das fontes mais energéticas já observadas. Neste aglomerado foram detectadas bolhas com co-espacialidade nessas duas frequencias, associadas a uma frente de choque, ou *Shock Front*. Após a análise da temperatura nessas regiões, foram identificadas diferenças significativas entre essas frentes e o meio. Na região central, o aglomerado apresenta um temperatura média de 3 keV, até um raio de 10 h<sup>-1</sup>kpc. A medida que nos afastamos do centro, essa temperatura sobe para 7,2 keV e volta a cair novamente a partir de 220 h<sup>-1</sup>kpc, chegando a 6,1 keV. Essa queda a 220 h<sup>-1</sup>kpc do núcleo é onde se encontram essas frentes de choque. Para as bolhas também foi calculada a entropia necessária para inflá-las, corroborando com que o único mecanismo com tal energia seria o próprio jato (Vagshette et al., 2019) como explicamos no capítulo 2.

Hydra A é um aglomerado que possui uma queda na temperatura aproximadamente nos 70 h<sup>-1</sup>kpc internos do centro, de 4 keV a 3 keV, caracterizando o *cooling flow*. Foi observado na BCG que a taxa de resfriamento está relacionado com a taxa de formação estelar. Essa relação foi feita através da detecção de estrelas recém formadas (jovens) e da emissão de nebulosas em dado volume, onde possui uma forte emissão em raios X. Além disso, ela apresenta uma cavidade, na qual até o ano 2000 havia pouca ou nenhuma detecção de raios X , uma temperatura de 3,4 keV e co-espacialidade com os lóbulos de rádio como identificado por McNamara et al. (2000).

RBS 797 em 2013, foi candidato a possuir um sistema binário de buracos negros supermassivos no núcleo da galáxia central (Gitti et al., 2013). Ele é conhecido por hospedar AGNs cujos *outbursts* são um dos mais intensos conhecidos até 2011. Seu jato e lóbulos em rádio possui um desalinhamento, de forma que estão deslocados aproximadamente 90 graus nas partes internas do MIA. Essas cavidades com emissão em raios X e rádio apresentam tamanhos maiores do que o observado até então, possivelmente proporcionando choques fracos ao MIA, de maneira análoga ao que acontece no aglomerado MS07356+7421. Acredita-se que essas cavidades, assim como o jato em rádio podem estar associadas a incitação de formação estelar (Cavagnolo et al., 2011).

Centaurus cluster é um aglomerado muito conhecido e próximo, cujos perfis radiais de temperatura e metalicidade caem em direção ao centro (Sanders & Fabian, 2002). Adicionalmente ele apresenta cavidades observadas em raios X espacialmente coincidentes com lóbulos em rádio, além de uma estrutura filamentar em seu centro em forma de pluma.

Essa estrutura se estende em  $20 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$ , e após feito o perfil espectroscópico, ainda que sua metalicidade seja a mesma que do gás que permeia o meio intra-aglomerado, apresenta menores temperaturas. Uma característica importante dessas estruturas é que para esse aglomerado específico, não foram detectadas a emissão de  $\text{H}\alpha$ , diferentemente de Perseus ou Virgo (Walker et al., 2015).

HCG 62 é um grupo (compacto) de galáxias onde foram identificadas cavidades em seu meio com temperatura aproximadamente de 4,3 keV ou maior. Observações recentes feitas pelo telescópio *Chandra* mostram que para tais cavidades se manterem intactas, elas precisam de uma pressão suficiente que não seria explicada apenas pelos elétrons relativísticos dos lóbulos de rádio do jato. Isso sugere que um material bariônico constituinte de partículas pesadas ou gás térmico deve exercer uma função essencial (Rafferty et al., 2012). Outra característica comum a esse grupo e a todos os outros aglomerados que citamos é sua classificação como *cool-core* a partir da análise da temperatura central em relação às regiões externas.

NGC 5044 é outro grupo com *cool-core* de aproximadamente 0,85 a 1,35 keV numa distância radial de  $110 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$ , já observado em raios X e no rádio. Nesse grupo foram identificadas abundâncias de metal assimétrica devido a estruturas consistentes com o chacoalhamento (*sloshing*) do gás<sup>5</sup> (OSullivan et al., 2013). Além desta discontinuidade do MIA, foram detectadas 24 outras estruturas filamentosas de gás molecular através das frequências submilimétricas. Diferentemente do *sloshing*, essas estruturas se estendem a distâncias significativamente menores, que não ultrapassa o raio da própria BCG, de  $2,5 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$ . Isso significa dizer que estão localizadas no meio interestelar (ISM) da galáxia central. Mapas de velocidade mostraram que esses filamentos se direcionam para o núcleo da galáxia e que eles só são possíveis graças ao fluxo de resfriamento. Estudos sugerem que existem relações entre as cavidades detectadas no MIA e esses filamentos, de forma que as proximidades das cavidades identificadas em raios X possivelmente interferem na dinâmica dessa estrutura (David et al., 2014).

Abell 3581 é um aglomerado com temperaturas do seu MIA relativamente baixas. Ele apresenta uma média de 2 keV no raio de 60 a  $90 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$ , e um núcleo mais frio de 0,8 keV na região da galáxia central denominada PKS 1404-267, que chega até  $5 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$ . Apesar de ter uma temperatura tão baixa, essa BCG hospeda um AGN com forte emissão em rádio. O motivo pelo qual isso ocorre ainda é um tema a ser investigado com mais detalhes, porém estudos sugerem Johnstone et al. (2005) algumas possíveis explicações. Dentre elas o fato dessa fonte de rádio ser muito nova comparado com a escala de tempo do resfriamento. Outra possibilidade é que o ciclo de ejeção de rádio pode ter permanecido inativo por

---

<sup>5</sup>Acredita-se que essas estruturas sejam causadas pela interação de maré ou *tidal interaction* quando aglomerados ou grupos menores atravessam essa região. Nesse processo, essas fontes transferem momento angular para o meio intra-aglomerado do aglomerado ou grupo maior. Esse momento angular oscila devido ao potencial gravitacional do aglomerado, e essa oscilação causa uma estrutura espiralada denominada *sloshing*.

muito tempo, de forma que sua última fase de aquecimento significativa foi há 5 bilhões de anos ou mais. Essas alternativas são motivadas pela estabilidade do feedback dessa galáxia em escalas de tempo grande, analisada pela energia cinética gerada ali. Além disso, na região central também foram identificadas estruturas filamentosas consistentes com regiões de emissão HI, visível em 21 cm que são naturalmente mais frias.

NGC 5813 é um grupo de galáxias onde sua região central de  $30 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$  é bem balanceada quando comparamos a taxa em que o jato é capaz de aquecer seu MIA, em relação ao resfriamento por sua emissividade. Até aproximadamente  $10 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$  o grupo apresenta frentes de choque originadas pela expansão das cavidades no meio, além de outras estruturas causadas por fusões ou *merger*. Essas frentes de choque associadas às cavidades mostram clara evidência da sua contribuição no aumento da temperatura do gás que permeia o MIA. Essas ondas de choque ficam localizadas nos arredores das cavidades mais internas. E o aumento da temperatura central é atribuído à borda dessas frentes de onda. As 3 cavidades identificadas nesse grupo foram observadas em rádio e raios X, e apresentam limites inferiores de temperaturas maiores que 3,4, 16 e 4,5 keV para as análises feitas com as detecções do satélite Chandra (Randall et al., 2015).

No aglomerado Abell 2052 foram encontradas estruturas além de bolhas como filamentos, frentes de choque concêntricas e as espirais denominadas *sloshing*. Assim como em vários outros aglomerados, as bolhas são também identificadas pela sua emissão no rádio, uma vez que estão associadas ao lançamento do jato do AGN no meio intra-aglomerado. Esse é um aglomerado relativamente frio, com uma média de 3 keV. Vale ressaltar que as regiões filamentosas são especialmente frias, com temperaturas de  $10^4 \text{ K}$  e emissão de  $H_\alpha$ . Além disso, outro elemento associado a baixas energias é o *sloshing* cujo gás contém baixa entropia e que produz frentes frias. Ademais para as bolhas encontradas nesse aglomerado foi calculado que, considerando esferas de  $34 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$  de raio à uma distância de  $75 \text{ h}^{-1}\text{kpc}$  do centro do aglomerado, preenchidas por um plasma relativístico, cada uma delas poderiam injetar  $10^{60} \text{ erg}$  no meio (Blanton et al., 2011).

### 3.3 Redução dos Dados

A metodologia utilizada para todas as observações foi a mesma. Para a validação do método e investigação da corroboração dos resultados obtidos por Fernandes et al. (2011), coletamos todas as observações do aglomerado Abell 2597 como mostra a Tabela 3.3. Dessa forma melhoramos as estatísticas porque assim podemos combinar as contribuições de contagem de fótons, possivelmente diminuindo nossas barras de erro e simular uma diminuição na variação da "profundidade" a qual a fonte foi observada. Uma vez que somados todos os tempos de exposição, temos um total de 634,19 ks.

Isso significa dizer que estabelecemos um método de forma que ao reproduzir esses passos com as mesmas observações utilizadas por Fernandes et al. (tion), obtivéssemos resultados próximos. Com isso, validamos o método, o que nos permitiu usar todas as observações do Abell 2597 para comparar os resultados.

Esses passos consistiram em coletar duas observações das 14 disponíveis no repositório do HEASARC. Essas observações estão ressaltadas na tabela 3.3, somando um total de 113,7 quilo segundos de tempo de exposição. O próximo passo foi selecionar 7 cavidades identificadas em círculos verdes no aglomerado Abell 2597 como na imagem 3.1, em seguida selecionar regiões circulares externas à borda de cada cavidade até o final do CCD, como ilustra a imagem 3.2, além de excluir as fontes pontuais. Finalmente selecionar as regiões anelares do MIA como mostra a figura 3.3, assim como suas regiões de projeção também. Para cada região, ela utilizou a estatística  $C$ , ajustou os dados com o modelo  $WABS * VAPEC$  para as regiões de projeção e  $WABS * (VAPEC + VAPEC)$  para as regiões interas, i.e. anéis do MIA e cavidades.

Para isso, construímos um código para a automatização da redução de dados, com advento do pacote de *software* CIAO (Chandra Interactive Analysis of Observations) versão 4.12. Fizemos a iteração da linguagem de programação Python versão 3.8.2 com o pacote de software mencionado somado ao o HEASoft, outro pacote comumente utilizado para a análise espectroscópica, e composto dentre outros pelo Xspec, um pacote de ajuste espectral de raios X.

Para reprodução dos resultados utilizamos as mesmas regiões do arquivo original como ilustra a imagem 3.1. O gás difuso que emite em raios X do meio intra-aglomerado é opticamente fino. Isso significa que ao extrair informações através do ajuste dessas áreas, estaríamos levando em consideração toda contaminação do gás da linha de visada. Analogamente, teríamos também a contribuição de matéria atrás ou na frente desse aglomerado, projetado num plano da imagem que analisamos. Para extrair essa contribuição, selecionamos regiões de projeção, que são regiões externas à cada uma das cavidades e do MIA que reduzimos e ajustamos. A imagem 3.2 mostra um exemplo de uma dessas regiões anelares cujo raio interno está na borda da cavidade 7 e o raio externo na borda do CCD. As cavidades estão representadas pelos sete círculos verdes internos, mais próximos ao núcleo. As outras três regiões circulares mais externas são fontes pontuais, que interpretamos como AGNs de fundo. Adicionalmente, o traço vermelho significa que que estamos desconsiderando essas cavidades e fontes pontuais da análise da área de projeção.

Assim, com o intuito de subtrair toda essa contaminação indesejada, selecionamos essas regiões como anéis circulares concêntricos. Cada uma possui o raio interno na borda externa de cada cavidade, região de controle e anéis do MIA e raio externo até a borda do CCD, a aproximadamente  $280 \text{ h}^{-1} \text{ kpc}$ . Tais regiões de controle, os autores de Fernandes et al. (tion) usaram como referência para comparar com os resultados obtidos das cavidades. Essas regiões consistem em dois círculos de mesmo raio de cada lado da

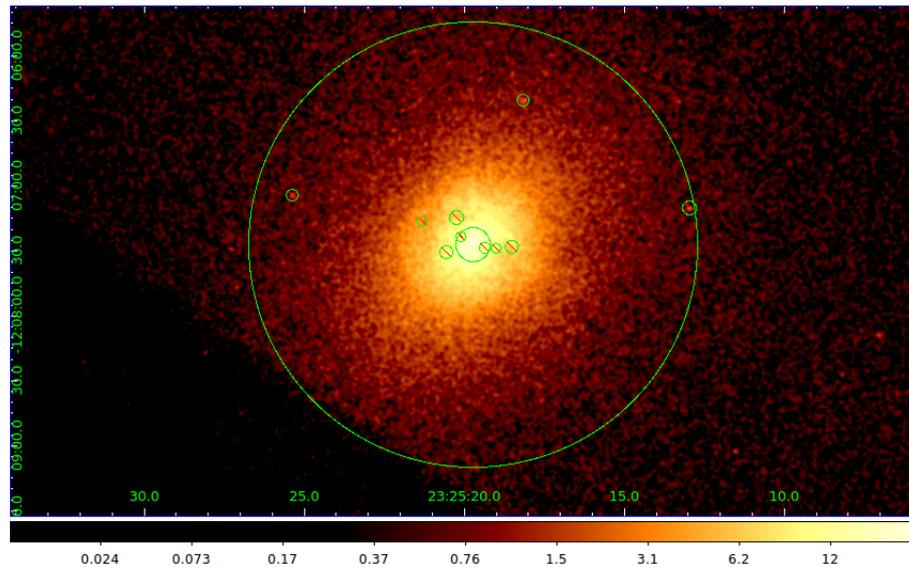


Figura 3.2: *Região externa de projeção à uma das cavidades (cavidade 7) no aglomerado Abell 2597.*

cavidade.

As cavidades, regiões de controle e todas regiões de projeção são circulares. Já as regiões do meio intra-aglomerado que utilizamos como parâmetro de comparação com as outras regiões, são anéis concêntricos de aproximadamente 2,5 segundos de arco. Esses anéis se estendem de 2,64 a 27,54 segundos de arco a partir do pico de emissão. É importante ressaltar que todas essas áreas foram primeiramente definidas em coordenadas de ascensão reta e declinação, assim temos certeza que estamos analisando as mesmas regiões para todas as observações. Uma vez que todas foram selecionadas, abrimos o DS9 para as observações e convertimos essas regiões para o sistema de coordenadas em pixels, como sugerido pelo programa CIAO.

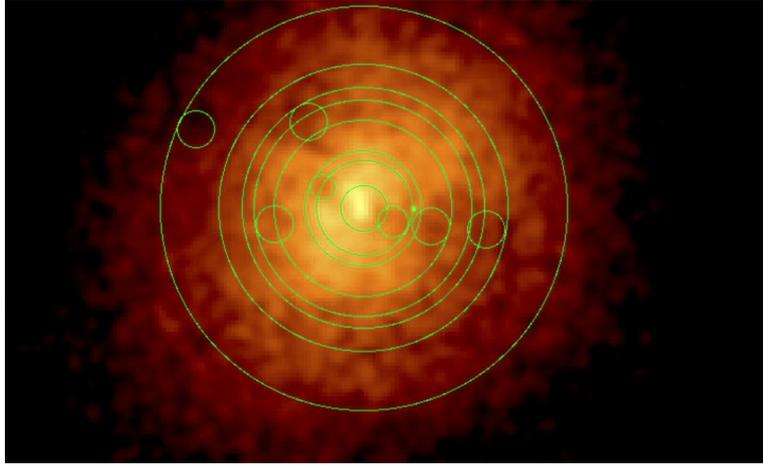


Figura 3.3: Regiões anelares do MIA usada como referência para comparação para cada uma das cavidades (cavidade 7) no aglomerado Abell 2597. Regiões selecionadas com um mínimo de 8000 contagens de fótons por anel.

Tabela 3.4: Dimensões espaciais das cavidades tirada da tabela 7 do artigo Fernandes et. al. Coluna 1: identificações das cavidades. Coluna 2: Distância projetada do pico de emissão ao centro da cavidade. Coluna 3: Raio aproximado de cada cavidade. Esse raio não corresponde ao das regiões utilizadas para o ajuste espectral.

Cavity (1)	R( $h^{-1}$ kpc)	radius( $h^{-1}$ kpc)
1	26,51	4,99
2	15,03	3,93
3	21,41	5,23
4	37,61	3,93
5	18,07	4,77
6	9,19	3,74
7	7,18	4,01

Para a redução dos dados, que consiste na calibração e filtragem, restringimos os limites *range* de energia de 0,8 a 8,0 keV para as observações feitas após 2015 e de 0,5 a 8,0 keV para as feitas antes. Esse corte de energia baseado no ano da observação ocorreu em virtude da contaminação do satélite com o acúmulo de material orgânico evaporado e re-condensado nos filtros de bloqueio ópticos e que tende a piorar com o tempo, como explicamos no capítulo 1.3.2. A fim de fazermos esse corte de energia para evitar ruídos e contaminação, também fazemos um corte onde selecionamos apenas o CCD de interesse onde se encontram as cavidades. Para isso, utilizamos o comando *dmcopy* porque ele faz

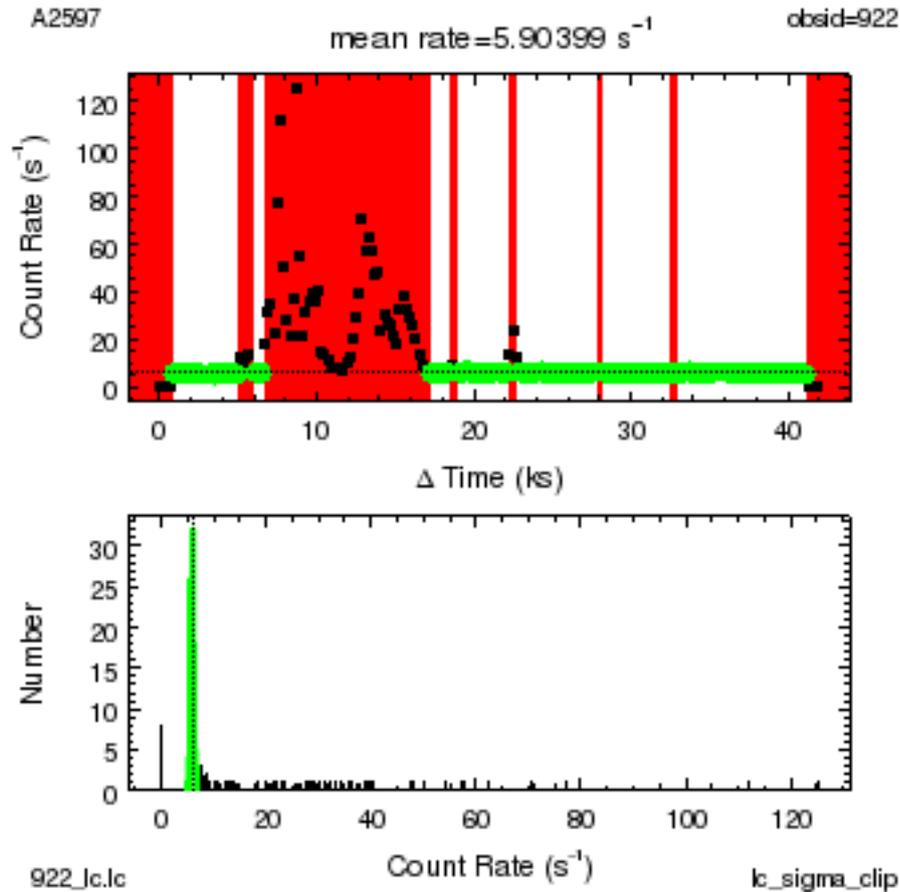


Figura 3.4: *Curva de Luz para uma das observações utilizadas do aglomerado Abell 2597*

uma cópia do arquivo original porém apenas com o que estamos selecionando através dos parâmetros *energy* e *ccd\_id*. Outra possibilidade que também foi usada para esse mesmo comando *dmcoppy* foi gerar um arquivo de evento novo a partir do original, porém dessa vez especificamente com as regiões da cavidade, regiões de controle ou até MIA. Neste caso, o parâmetro necessário foi o *sky=region(nome\_da\_regiao.reg)*.

Em seguida, com o objetivo de selecionar apenas os tempos onde as observações não foram afetadas por *flares* solares *good time intervals*, ou GTI, criamos curvas de luz para verificar se as observações apresentam *flares* em algum período de tempo. Esses *flares* solares, ou seja, um aumento significativo em seu brilho, se apresentam como contribuições no fluxo obtido na curva de luz que observamos picos no fluxo para certos intervalos de tempo como ilustrado na imagem 3.4. Criamos essas curvas de luz abrangendo toda a observação, com bins de 200 segundos. Com o fim de filtrar esses possíveis picos de emissão durante a observação, usamos o comando *deflare*, com o método sigma para remover todos os pontos de fluxo que estivessem fora de  $\pm 2\sigma$ . Desse modo, se houvesse algum pico de emissão intensa, esse comando trataria de eliminar o período de tempo quando esse evento ocorreu.

Para o background, usamos o script do CIAO, *acis\_bkgground\_lookup* para encontrar o *background* do ACIS (Advanced CCD Imaging Spectrometer) *blank sky* que mais corresponde à observação, dentre o acervo provido pelo próprio programa. Deste modo, com esse *background*, criamos um arquivo de evento, ou *event file* e reprojetoamos esse arquivo de forma que tanto a nossa observação original, quando o *background* sugerido ficassem com a mesma orientação. Para isso utilizamos o comando *reproject\_events*. Em seguida editamos o *header* desse novo arquivo do *background* para atualizá-lo com o comando *dmhedit*. Essa atualização consistiu em adicionar uma nova palavra-chave chamada *FILTER* ao cabeçalho do arquivo. Analogamente ao corte de energia para as observações, o mesmo foi feito para o arquivo do background.

Após todas as observações passarem por esse processo, seguimos para a calibração dos dados. Com esse intuito, a partir da observação já filtrada contendo apenas os GTIs, selecionamos as regiões de interesse (círculos das cavidades, círculos das regiões de controle ou anéis do MIA). Isso foi feito através do parâmetro do comando *dmcoppy* [*sky = region(nome\_da\_regiao.reg)*] mencionado acima. Dessa maneira geramos seus respectivos arquivos de evento cuja extensão é ".evt". Com esse novo arquivo de evento gerado pudemos seguir para os espectros. Eles foram gerados com o comando *dmextract*, de forma que o arquivo de saída poderia ser ".pi" ou ".pha", as extensões comuns para espectros de raios X. Durante toda esse processo fizemos uso de espectros ".pi". Finalmente, geramos os arquivos de resposta instrumental (ARF e WRMF) para cada região. O comando do CIAO cujo arquivo de saída produzem os de resposta instrumental os *mkwarf* e *mkacisrmf*.

Para que todas as regiões a serem analisadas possuam respectivos arquivos de resposta e *background*, extraímos também cada uma delas do *ACIS blank sky*, gerando o arquivo de evento, e em seguida seus espectros.

Com essa finalidade, fizemos uso das mesmas observações utilizadas por Fernandes et al. (2001). Uma vez confirmada a coerência de nossos resultados com os do artigo original, aplicamos o mesmo procedimento para todas as observações do Abell 2597. Porém o pico de emissão em raios X de cada observação se encontrava em uma posição diferente do CCD, fazendo com que as coordenadas para as regiões externas, que chamamos projeção, não fossem as mesmas. Isso foi um obstáculo para o ajuste (como explicaremos melhor a seguir).

Então para cada observação do aglomerado, fizemos uma região em formato de *pizza*, excluindo a região central, as cavidades e as fontes pontuais, de forma que ela se estendesse até a maior área possível do CCD. Isto é, área com o maior ângulo e raio externo possível, tomando como ponto inicial a borda externa de cada região. Então após o processo de redução de cada uma delas como descrito acima, pudemos prosseguir para o ajuste espectral.

Vale ressaltar que para os outros aglomerados, não houve necessidade do ajuste si-

multâneo, razão pela qual estávamos condicionados a selecionar regiões iguais em todas as observações. Isso porque utilizamos apenas uma observação de cada fonte que analisamos com o maior tempo de exposição. Dessa forma obtivemos resultados satisfatórios para as amostras que não se enquadrassem na classificação das galáxias individuais. Por esse motivo, voltamos para à simetria circular nas áreas de projeção. Para essa segunda etapa do trabalho, selecionamos as cavidades segundo a tabela 3.2 e as imagens da figura 3.0 do artigo Shin et al. (2016), e os anéis concêntricos do MIA foram selecionados com um mínimo de 8000 fótons por região como mostra a imagem 3.3. O raio médio de cada anel de cada observação está marcada como bolinhas verdes mais escuras nas imagens da figura 4.-3. A quantidade total de bolinhas em cada perfil radial de temperatura mostra a quantidade total de anéis de utilizamos para as análises.

Tabela 3.5: *área de cada cavidade para galáxias.*

Galaxies	Area ( $h^{-1}\text{kpc}^2$ )
NGC 1316	0,6
	2,0
	0,1
M84	6,0
	8,3
M87	1,3
	2,1
	1,6
	0,7
	1,5
	1,9
NGC 4552	2,5
	0,1
	0,1
NGC 4636	9,5
	9,5
	11,3
	8,9
NGC 5044	5,1
	43,6
	22,8
3C 320	660,5
	592,2
Cygnus A	1163,1
	279,0
	69,4
	1698,0
PKS 2153-69	259,7
	253,4
3C 444	9000,7
	6873,6

Tabela 3.6: *área de cada cavidade para aglomerados.*

Clusters	Area ( $h^{-1}kpc^2$ )
Abell 426	307,5
	99,2
	120,5
	108,6
	208,1
2A 0335+096	174,8
	83,9
	168,0
Abell 478	53,4
	54,6
MS 0735,6+7421	18714,7
	22921,3
Hydra A	574,6
	461,0
RBS 797	414,3
	677,8
Centaurus cluster	13,5
	7,1
	3,3
	11,3
HCG 62	77,7
	98,9
Abell 3581	23,2
	36,3
NGC 5813	2,2
	2,5
	59,3
Abell 2052	40,5
	77,9
	54,4
	124,2
	93,5
	218,1

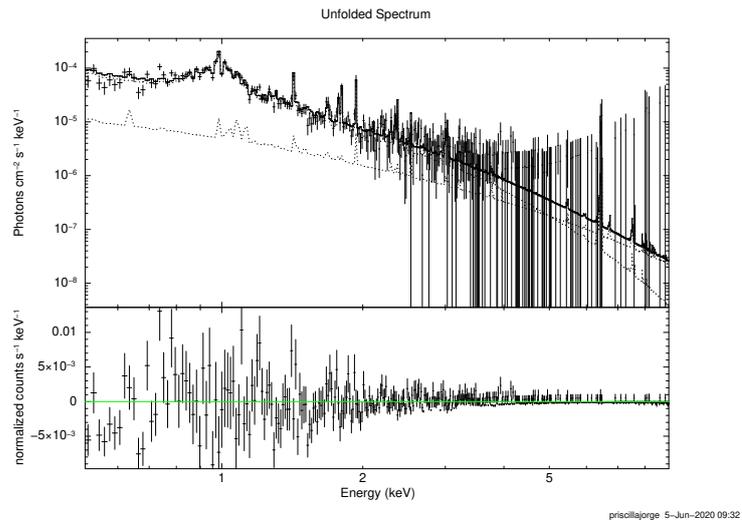
### 3.4 Ajuste Espectrais

Uma vez que possuímos os arquivos de calibração das regiões em questão, pudemos fazer o ajuste espectral. Esse ajuste foi feito utilizando o programa *XSPEC* (*X-ray Spectral Fitting Package*) (Arnaud, 1996).

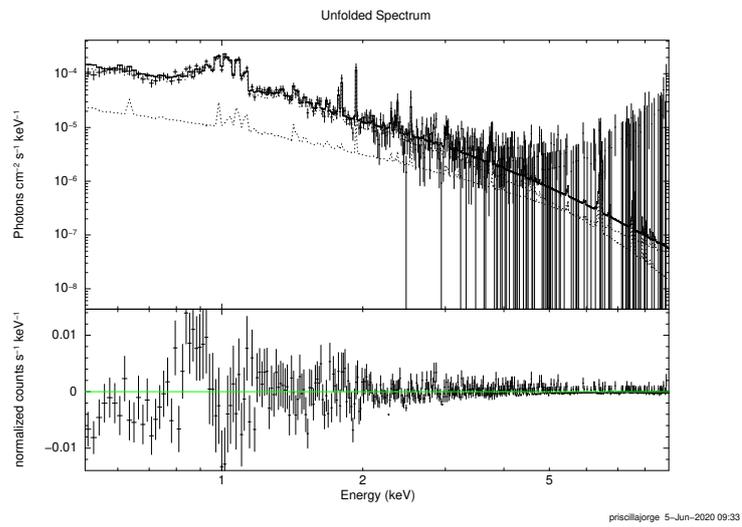
Tal processo foi separado em duas partes. Na primeira, ajustamos as partes externas de cada região até a borda do CCD (ou região de projeção). Na segunda, ajustamos as regiões internas referentes à cada área de projeção. Inicialmente a título de comparação com o artigo original, utilizamos abundância solar segundo o modelo ASPL (Asplund et al., 2009). No entanto uma vez que validamos o método e confirmamos que nossos resultados eram coerentes com os resultados anteriores de Fernandes et al. (2009), mudamos o modelo de abundância solar para o ANGR (Anders & Grevesse, 1989) para facilitar a comparação dos resultados com artigos anteriores. Além disso, fizemos uso estatística C através do comando *cstat*. Diferente da estatística padrão do programa, a estatística  $\chi^2$ , a estatística C é recomendada pelos próprios desenvolvedores do *software* principalmente quando não temos a detecção de muitos fótons. Como a área das nossas cavidades geralmente é pequena (como podemos ver nas tabelas 3.6 e 3.5) e bem obscurecida, como ilustra as imagens da figura 3.0, a contagem de fótons da maior parte das regiões era escassa. Essa estatística assume uma distribuição de Poisson. Isso significa que no limite onde temos dados suficiente, que nesse caso significa a própria contagem de fótons, essa distribuição tende à Gaussiana novamente. A distribuição gaussiana é a mais frequentemente usada ao adotarmos a estatística  $\chi^2$ .

Em seguida carregamos o espectro de cada região como mostram as figuras 3.5 a 3.14, assim como seus arquivos de resposta e o background. Utilizamos ainda dois modelos para ajustar os dados, um de absorção fotoelétrica onde entramos com um valor para a coluna de hidrogênio neutro da Via Láctea na direção do aglomerado, denominado *wabs* e outro referente à emissão do espectro *Bremsstrahlung* e às linhas de emissão do espectro de raios X, chamado *vappec*. É importante ressaltar que esses modelos são combináveis, no sentido de que é possível adicionar ou multiplicá-los. Dito isso, para as regiões externas utilizamos o produto entre eles, ou seja, *wabs \* vappec*. Ao passo que para as regiões internas, utilizamos o produto do *wabs* com uma soma de dois modelos *vappec*, i.e. *wabs \* (vappec + vappec)*.

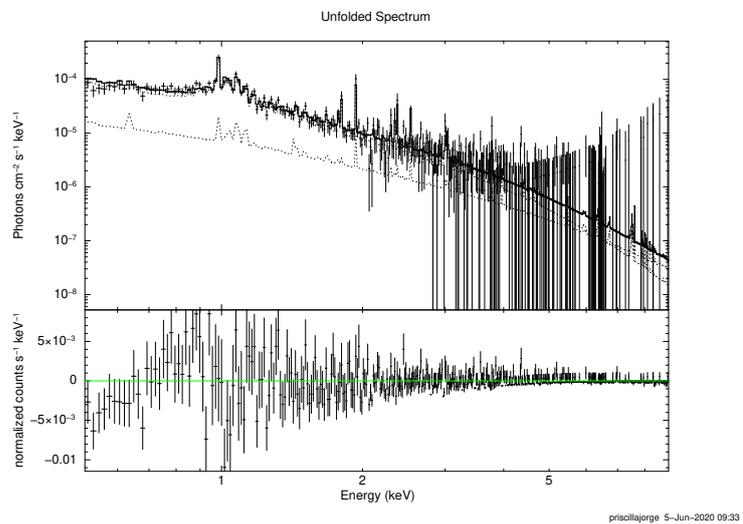
Essa escolha foi feita a partir dos processos radiativos que estão envolvidos nas nossas observações. Como mencionamos, estamos interessados em analisar regiões do MIA, o que se faz necessário o uso de um modelo que simule o espectro do *Bremsstrahlung* com linhas de emissão. Não menos importante também é necessário levar em consideração a absorção da coluna de hidrogênio em toda a nossa linha de visada, o que justifica a escolha do modelo *wabs*. Os dois modelos *vappec* somados correspondem o primeiro à região interna onde queremos a informação, enquanto o segundo se refere aos valores



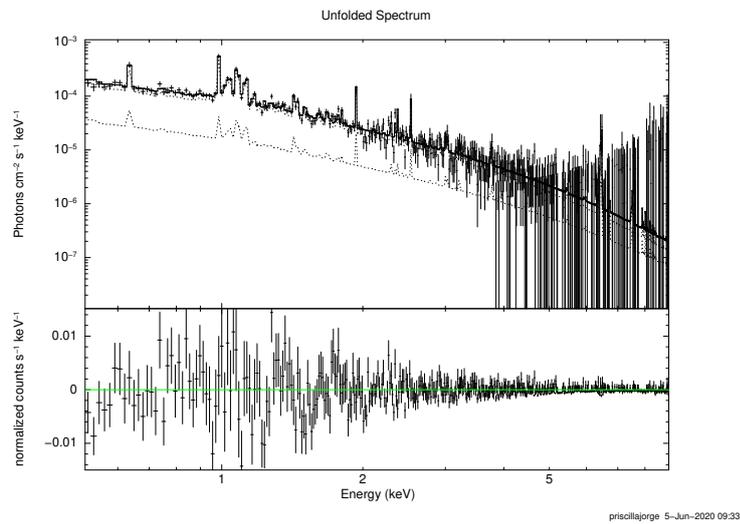
(a)



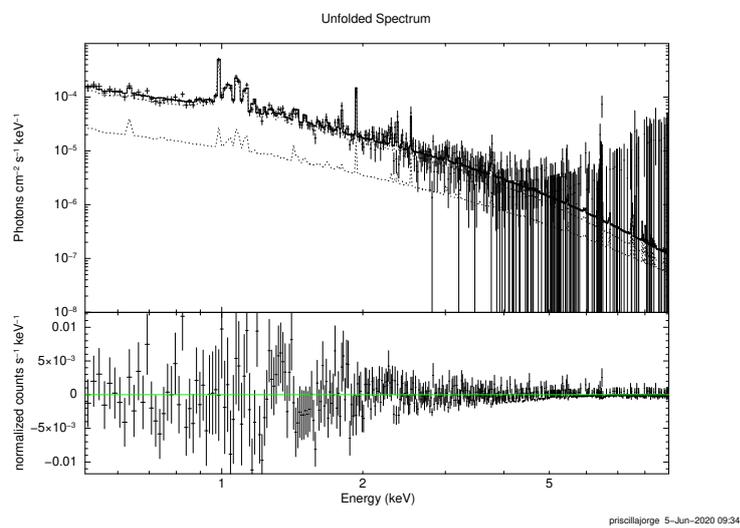
(b)



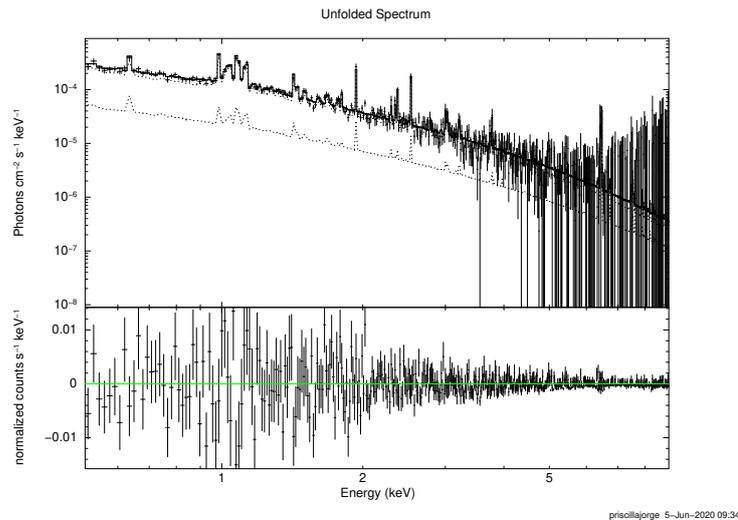
(c)



(d)



(e)



(f)

Figura 3.3: *Espectros e respectivos resíduos das 6 cavidades detectadas do aglomerado Abell 2052. Nos espectros (fótons  $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{keV}^{-1}$  em função da energia em keV), as linhas pontilhadas representam os modelos utilizados no ajuste dos dados. A inferior é referente ao modelo que simula a contribuição da emissão na linha de visada. A linha sólida é o ajuste, onde abaixo dela é possível ver os pontos em cruz com suas respectivas barras de erro.*

obtidos para as regiões externas. O modelo *vapec* (variável do *apec*) permite o ajuste de uma série de abundâncias elementares individuais (e.g. O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Fe, Argônio (Ar), Níquel (Ni)). Ao introduzir os modelos, o programa gera matrizes de saída com os valores resultantes para cada parâmetro que o modelo envolve.

Deixamos livre para variar os parâmetros referentes à coluna de hidrogênio, temperatura O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Fe, Ar e Alumínio (Al) para observações anteriores a 2015. Similarmente, também deixamos variar o *redshift*( $z$ ) e a normalização(*norm*) inicialmente, visto que a região externa tem uma estatística confiável pela sua contagem de fótons. A normalização é uma peça chave nesse ajuste porque é como "subtraímos" a contaminação das fontes que emitem no plano de fundo e de frente, na direção da linha de visada do satélite. Finalmente, amarramos os valores de Mg, Ne, Ca e Ar. Sem dúvida, a possibilidade de escolha entre fixar ou deixar os elementos químicos de cada elemento livres para variar é uma das vantagens do modelo *vapec*, porque isso nos fornece valores individuais de abundância.

Cada valor obtido dos parâmetros variáveis ao ajustar os anéis das regiões externas, foram atribuídos aos valores de entrada dos parâmetros do segundo modelo *vapec* no ajuste das respectivas regiões internas. A normalização foi recalculada de forma que esses novos valores atribuídos representem a subtração da contaminação de todo material observado na nossa linha de visada, que é deprojetado em 2D no plano da observação. Então com

o valor extraído das regiões externas, calculamos a área dessas regiões, assim como a área das regiões internas. Com isso calculamos a razão entre elas e multiplicamos pela normalização encontrada. Todos os valores atribuídos ao segundo modelo foram fixados. O segundo modelo está representado pela linha pontilhada na imagem 3.3.

Após reproduzir o mesmo método no estudo dirigido e validá-lo para todas as observações, fizemos o ajuste individual de cada região para todas as observações feitas pelo Chandra disponíveis no repositório Heasarc do Abell 2597. Fizemos o ajuste individual porque o pico de emissão em raios X de cada observação se encontra em uma posição diferente do CCD. Isso significa que essas áreas externas não são as mesmas para cada uma das observações. Consequentemente terão resultados diferentes para o ajuste. Dessa forma, para cada observação fizemos um ajuste para cada região individualmente. O primeiro vapec com as mesmas características das regiões externas, com exceção do *redshift* que agora está fixo em seu valor nominal.

Uma vez que obtivemos todos os ajustes, fizemos a média ponderada pelo erro, agrupando todas as cavidades correspondentes à todas as observações para finalmente obter os resultados do perfil de temperatura e razão de abundância do Si, S e O em relação ao Fe. Esses resultados referentes ao aglomerado Abell 2597 estão dispostos nas imagens das figuras 4.1 e 4.1. Ademais, para nossas análises não utilizamos as regiões de controle tal qual foi feito no trabalho de Fernandes et al. (2010). Ao invés disso, utilizamos os próprios anéis do MIA como forma de comparar os produtos obtidos dentro das cavidades com o meio em que elas permeiam.

De forma análoga fizemos o ajuste das regiões para as observações do catálogo. Primeiro para cada região anelar externa ao MIA e às próprias cavidades. Em seguida para as regiões internas, também anelares do MIA e circulares no caso das cavidades. Diferentemente do passo anterior onde utilizamos 14 observações do aglomerado Abell 2597, para as fontes da tabela 3.3, para os aglomerados, grupos e galáxias da tabela 3.2 utilizamos apenas as observações de maior tempo de exposição. Desta forma não se fez necessário alguns dos procedimentos citados anteriormente. É importante ressaltar que para esse trabalho, só fizemos as análises das fontes cujas classificações segundo a tabela 3.2 é 1. Essa classe significa que as cavidades são possíveis de serem vistas a olho nú, sem necessidade de quaisquer técnica para detectá-las.

Para esse ajuste utilizamos também a estatística C porém utilizamos o modelo ANGR de abundância solar (Anders & Grevesse, 1989). Uma diferença importante é que trocamos o modelo de absorção fotoelétrica para o *TBabs* porque é um modelo mais atualizado. Ignoramos os canais ruins e fizemos um corte de energia de 0,5 a 9,0 keV. Mantivemos os mesmos elementos fixos e reescalamos a normalização da mesma forma. Como referência para os valores iniciais de *redshift*, coluna de hidrogênio e temperatura, usamos os próprios calculados pelo autor do catálogo na tabela 3.2 ilustrados pelas colunas (4), (5) e (6) respectivamente. Com exceção do *redshift*, os outros parâmetros se encontravam livres

para variar no ajuste das regiões externas. Por outro lado, para as regiões internas, fizemos uma média dos valores encontrados da coluna de hidrogênio e então o fixamos.

### 3.5 Fração de Abundância

Tendo em vista fatores como a contagem de fótons, juntamente com o tempo de exposição para cada observação e região analisada, nesta parte do trabalho as barras de erro não permitiram que fizéssemos uma análise radial das abundâncias químicas. Por isso, para melhorar a estatística fizemos novamente uma média ponderada pelo erro de todas as regiões internas para cada observação. Dessa forma acabamos apenas com uma razão de abundância em relação ao Fe para cada aglomerado, grupo ou galáxia. Após separar as fontes segundo essa classificação, também realizamos a média ponderada pelo erro de todas as cavidades de todos os aglomerados e grupos de galáxias.

Para avaliar a dominância de material de Supernova do tipo I ou II, fizemos uso de dois pares de modelos diferentes. Utilizamos os limites do modelo W7 dado por Nomoto et al. (1984) e WDD1 por Nomoto et al. (1997b) para Supernova do tipo I. Para Supernova do tipo Core Collapse (SNcc), utilizamos Nomoto et al. (1997a) e Nomoto et al. (1997b), além de Nomoto et al. (2006) com metalicidade  $Z=0,004$ . A escolha desses modelos foi com base na literatura, onde os modelos W7 e Nomoto et al. (1997a) e Nomoto et al. (1997b) foram utilizados em Fernandes et al. (2019). Enquanto o conjunto de limites dos modelos WDD1 e  $Z=0,004$  foram validados recentemente segundo Melo et al. (2019). Neste trabalho, o par de modelo WDD1 e  $Z=0,004$  foi eleito o mais compatível com os dados utilizados coletados do satélite Suzaku. Apesar de não utilizar o mesmo instrumento para nossas análises, esse trabalho inclui uma boa amostragem que ainda está em andamento e por isso já teve seus resultados finais modificados, incluindo mais de 100 novas fontes.

É importante pontuar que como nossas frações de abundância não estavam coerentes com o melhor modelo indicado por Melo et al. (2019), realizamos alguns testes para nos certificar que seguindo o mesmo método teríamos resultados similares. Para isso, pegamos do nosso catálogo todos os aglomerados e grupos que estavam contidos na amostra de Melo et al. (2019) para reproduzir os resultados. Foi possível verificar compatibilidade dos mesmos segundo as barras de erro ainda que os instrumentos utilizados fossem diferentes. Uma das diferenças é que a autora utilizou dados do satélite Suzaku e nós utilizamos dados do Chandra, de resolução elevada. Quando a análise depende de uma alta resolução espacial e espectral do instrumento, o Suzaku geralmente não é a melhor opção, por ter uma resolução angular de 2 minutos de arco e resolução de energia de aproximadamente 130 eV a 6 keV. Por outro lado, o Chandra para resolução espacial possui um PSF de quase 100 vezes menor que o Suzaku. Quanto à resolução espectral, para o Chandra é de 130 eV a 1,49 keV como mencionamos na seção 1.3.2. Dessa forma é possível identificar qual o melhor instrumento dependendo do objetivo do trabalho.

### 3.5.1 Simetrização do Erro

Tendo em vista que o software XSPEC produz barras de erro não simétricas, um passo importante foi gerar essa simetrização. Com o objetivo de calcular a média ponderada pelo erro, simetizamos através do ponto médio em que se encontra o valor calculado, somado dos limites superiores e inferiores.

$$\delta = \frac{|\delta_+ + \delta_-|}{2} \quad (3.1)$$

onde  $\delta_+$  seria o limite superior e  $\delta_-$  o limite inferior. O que nos fornece um valor de abundância com o mesmo valor de erro para o limite superior e inferior  $\delta$ .

### 3.5.2 Média Ponderada Pelo Erro

Dado que as regiões das cavidades são em geral pequenas em relação ao meio intra-aglomerado e à distância que estamos observando em raios X, normalmente suas contagens de fótons não é muito substancial. Isso implica em erros associados à cada ajuste feito.

Assim, para que regiões com erros maiores não tenham tanto impacto no resultado final quanto regiões de erros menores, as quais possuem um melhor ajuste, fizemos uso de uma média ponderada pelo erro.  $\mu$  é essa média ponderada, onde o somatório dos erros no denominador, ou  $\sigma(\mu)^2$  é o peso.

$$\mu = \frac{\sum x_i/\sigma_i^2}{\sum 1/\sigma_i^2} \quad (3.2)$$

$$\sigma(\mu)^2 = \frac{1}{\sum 1/\sigma_i^2} \quad (3.3)$$

Dessa forma garantimos que quanto maior o erro, menor o peso da medida correspondente.

### 3.5.3 Cálculo de $\alpha/Fe$

Com o propósito de avaliar qual tipo de supernova é dominante na produção dos elementos no MIA e nas cavidades calculamos a razão de abundância de cada fonte e assumimos que os metais são provenientes de somente esses dois tipos de Supernovae. Isso se dá porque a produção de elementos  $\alpha$  por todas as supernovas de tipo de colapso de núcleo são semelhantes (SN II, Ib, Ic) e podem ser incluídas em um grupo somente. SNIa são as maiores produtoras de Fe e têm produção de elementos  $\alpha$  significativamente diferente. Logo, quando calculamos a razão de abundância em relação ao Fe, e as comparamos com pares de modelo que limitam os elementos dominantes de cada Supernova estamos distinguindo qual tipo é mais dominante em determinadas regiões.

$$\left[ \frac{X}{H} \right] = \log \left( \frac{M_X}{M_H} \right) - \log \left( \frac{M_{X,\odot}}{M_{H,\odot}} \right) \quad (3.4)$$

A equação 3.4 descreve a razão de abundância em unidades solares na escala logarítmica na base 10, onde X e H representam a densidade numérica do elemento de interesse e do hidrogênio respectivamente.  $M_X$  e  $M_H$  são as massas atômicas de cada elemento, ao passo que  $M_{X,\odot}$  e  $M_{H,\odot}$  são as massas normalizadas pela razão de abundância solar de cada elemento. Vale ressaltar que esse exemplo foi explicitado em função do hidrogênio, mas que analogamente é possível calcular a razão de abundância em relação à outros elementos como o Fe.



# Capítulo 4

## Resultados e Discussões

A partir das análises explicitadas nas seções anteriores, foi possível estimar a abundância da taxa de O, Si e S em relação ao Fe para cada um dos objetos estudados. Os resultados obtidos a partir da análise da média ponderada pelo erro de todas as observações feitas do aglomerado Abell 2597 podem ser vistas segundo os gráficos 4.1 e 4.1. O primeiro mostra um perfil radial de temperatura do aglomerado, onde os números identificados em cima dos resultados em verde equivalem a cada uma das cavidades expostas na imagem 3.4.

A imagem 4.1 mostra para o MIA um perfil de temperatura coerente com o que se espera de um aglomerado com seu núcleo frio, ou *cool-core*, como é o Abell 2597. Além disso, podemos notar claramente a diferença de temperatura entre o MIA e todas as cavidades, porém em especial a de número 1. Em geral, o que se espera é que as bolhas mais próximas ao núcleo sejam mais quentes, por terem sido recém infladas pelo jato. A medida que essas regiões entram em equilíbrio térmico com o gás, elas vão se afastando radialmente. Podemos observar que entre as três cavidades mais próximas e as duas mais externas, existe uma diminuição média do padrão de temperatura. Todavia ainda não é claro qual processo ocorreu entre 10 e 15 segundos de arco que fizeram as cavidades 5 e 3 se aproximarem tanto da temperatura do MIA.

Além do perfil de temperatura, a análise de todas as observações do Abell 2597 também permitiu que fizéssemos um perfil radial de abundância para alguns elementos. Consideramos a razão de abundância de O, Si e S em relação ao Fe e delimitamos como pares de modelos de enriquecimento de supernovas o modelo W7 para supernovas do tipo Ia e Nomoto (1997a,b) para supernovas do tipo *core collapse*. O modelo de abundância usado como referência para esses cálculos foi o ASPL. Os resultados do MIA para Si e S se encontram, em geral, consistente fisicamente com os modelos de SNe usados. Si/Fe não mostra diferença significativa entre cavidades e MIA com exceção da cavidade "2", onde o MIA parece ter a fração de massa de Fe advindo de SN II mais alta que a cavidade.

Avaliando o comportamento das cavidades, não é possível distinguir um padrão, principalmente porque as frações de abundância encontradas se encontram fora dos limites sugeridos pelo modelo. Outro ponto importante a se ressaltar é referente às barras de

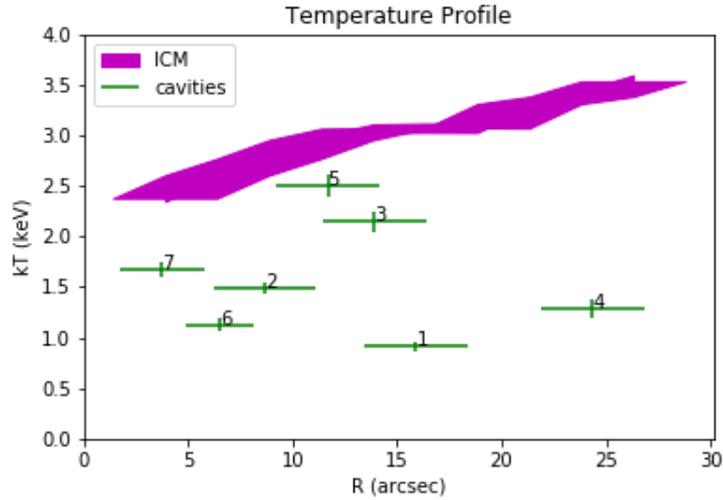
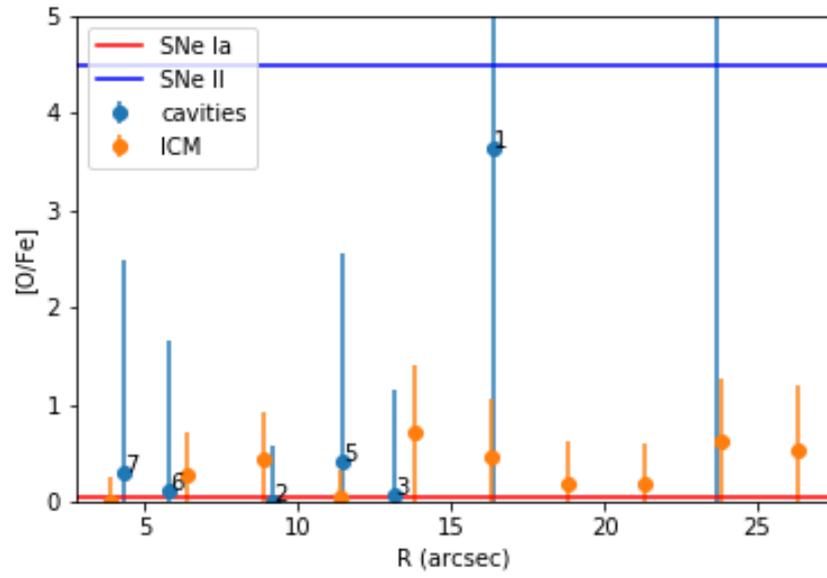


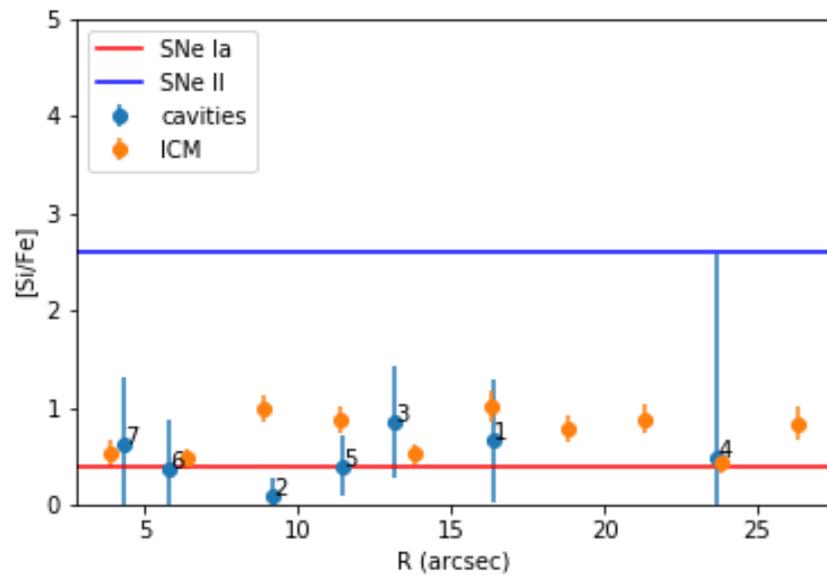
Figura 4.1: Perfil de temperatura da média ponderada pelo erro todas as observações do aglomerado Abell 2597. As marcações em verde são as temperaturas de cavidades, enquanto a área preenchida de roxo representam a temperatura dos anéis do MIA.

erro. Ainda que combinássemos todas as observações possíveis, somando um total de 634 ks aproximadamente, as barras de erro invadem valores de abundância negativas, o que é fisicamente incoerente.

Os gráficos apresentados nas imagens 4.-1 e 4.-2a mostram no eixo y a razão de abundância de três dos elementos alpha (O, Si e S advindos de supernovas) , discriminadas no eixo x. Essa análise foi feita a partir dos valores da tabela 3.4, onde mostra a fração de massa de Fe proveniente de SNII. Os pares de modelo estão representados pela forma das linhas, isto é, por linhas sólidas ou pontilhadas nas cores azul e vermelho para cada um dos pares de modelo. As linhas de cor azul são os limites superiores para uma dominância de 100% da produção de elementos gerados por Supernovas do tipo II, enquanto as linhas vermelhas segue a mesma lógica porém para Supernovas do tipo Ia. É importante destacar que para os casos do O o valor limite referente à Supernova do tipo Ia descrita pelo modelo WDD1 é muito próximo ao previsto pelo modelo W7, fazendo com que os dois coincidam no mesmo espaço. Os pontos roxos e verdes representam respectivamente uma média ponderada pelo erro de todas as bolhas de cada galáxia, grupo ou aglomerado e de todos as regiões de arco do meio intra-aglomerado como descrito na seção 3.5.2.



(a)



(b)

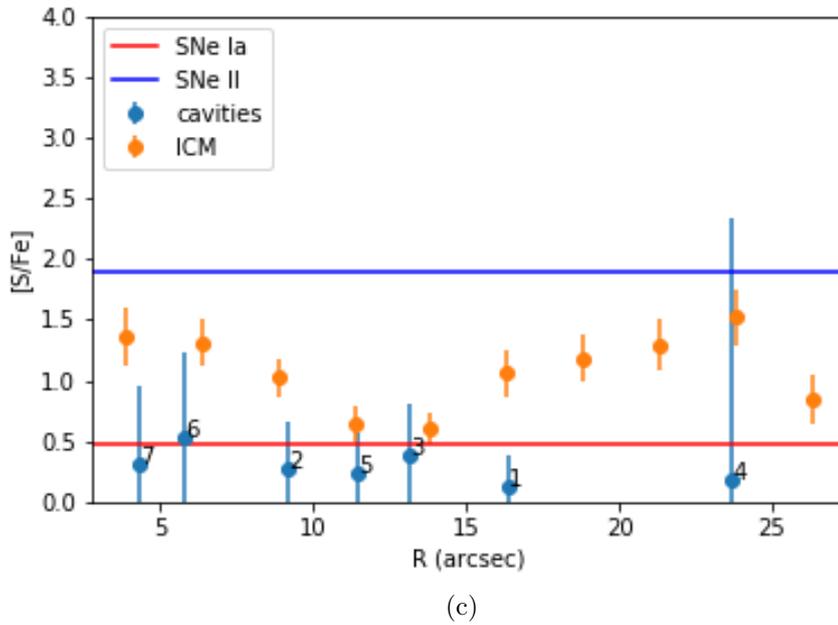


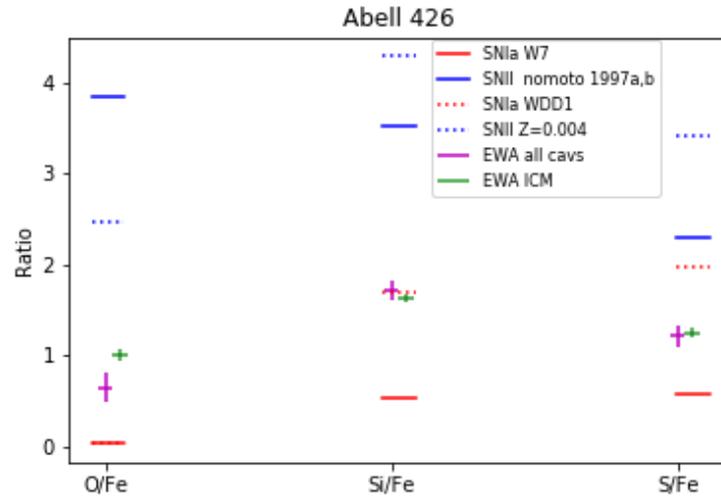
Figura 4.1: Perfil radial de metalicidade do O, Si e S segundo o modelo de abundância solar ASPL do aglomerado Abell 2597 segundo o par de modelo W7 para supernovas do tipo Ia e Nomoto (1997a,b) para supernovas do tipo II.

Tabela 4.1: Média ponderada pelo erro da fração relativa de massa de Fe advinda de SNII em porcentagem (%) da contribuição dos produtos originados por esse tipo de supernova para cada razão de abundância de todas as cavidades e meio intra-aglomerado. EW é a média ponderada pelo erro de todos os valores.

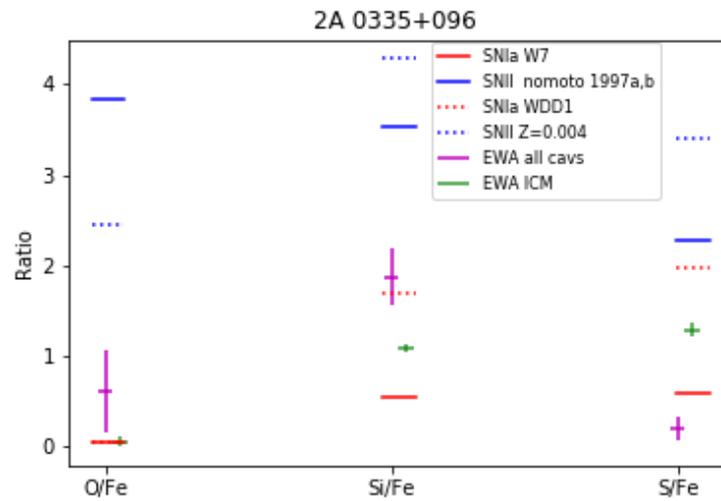
Abundance Ratio Mass Fraction from SNII (%)	Cavities (%)	MIA (%)
O/Fe	62,13 ±26, 63	140,66 ±31, 14
Si/Fe	19,10 ±7, 86	62,16 ±9, 16
S/Fe	38,60 ±15, 34	161,34 ±22, 8
<EW>	25,67 ±6, 77	80,43 ±8, 20

Analisando os resultados de razão de abundância dos aglomerados do O, Si e S em relação ao Fe de grupos de galáxias, explicitados nos gráficos da imagem 4.-1, é notável algumas barras de erro das cavidades, denotadas pela cor roxa, que assim como a maioria das cavidades das galáxias superam os limites dos modelos de enriquecimento. Um exemplo claro disso é o HCG 62 que possui erros extensos até para as regiões do MIA, o que não é esperado, já que selecionamos essas regiões através de um número mínimo de contagem de fótons.

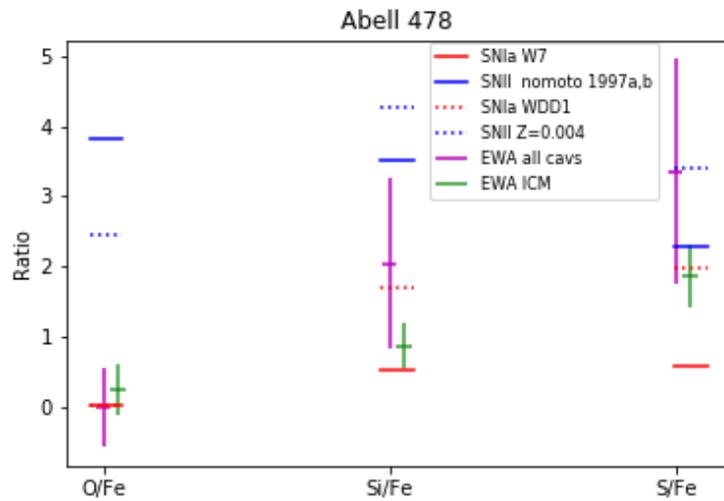
A seguir temos os perfis de temperatura para a nossa amostra, separadas pela classi-



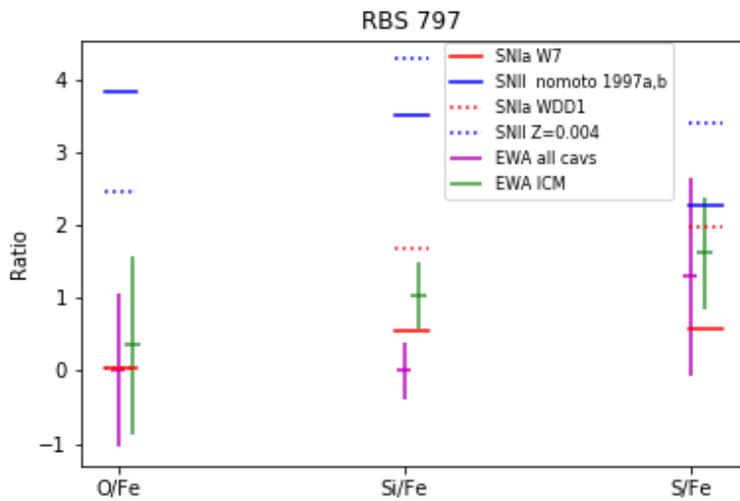
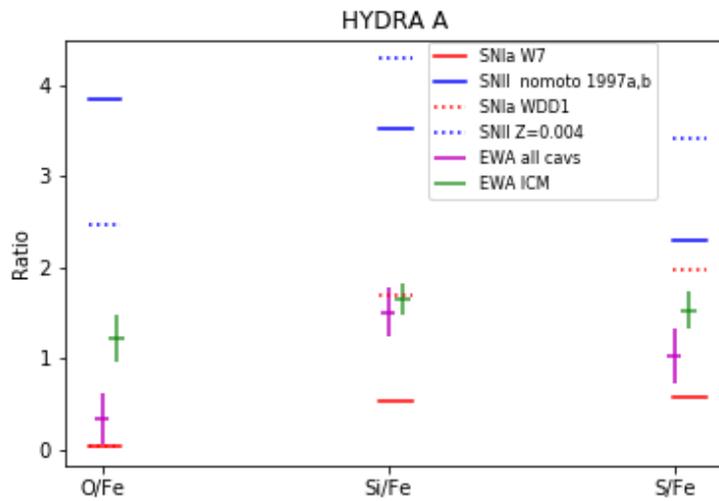
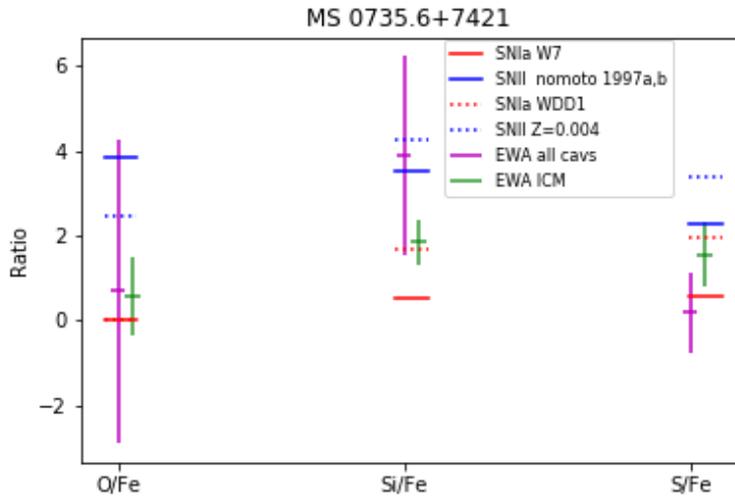
(a)

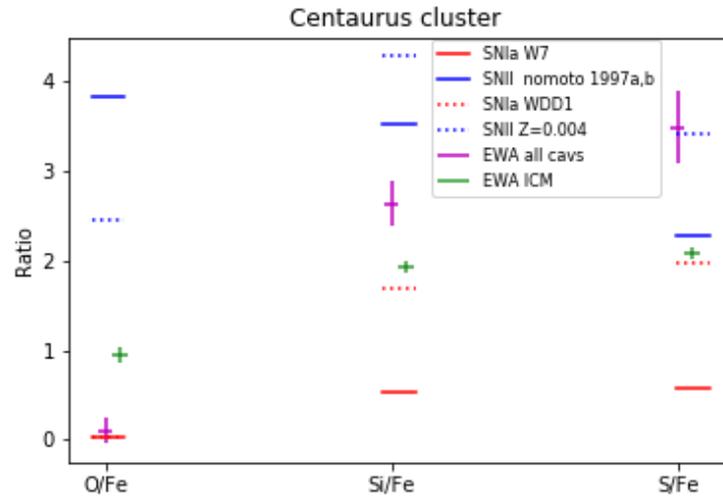


(b)

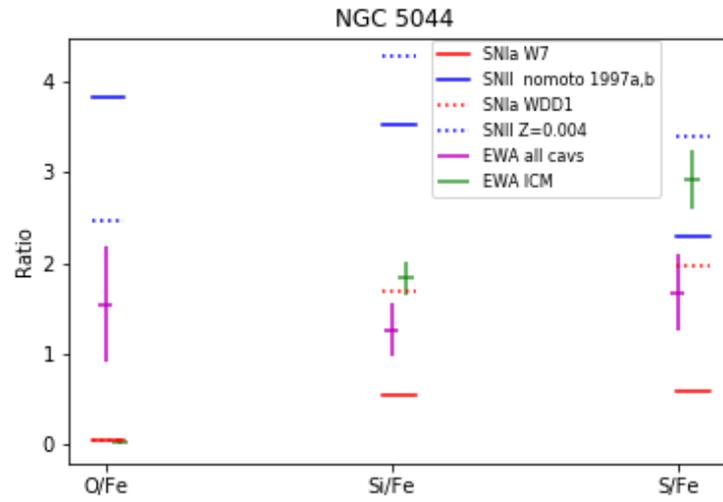


(c)

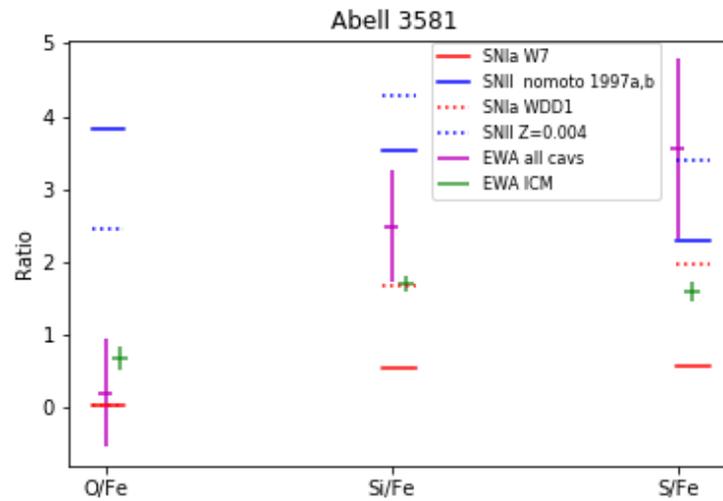




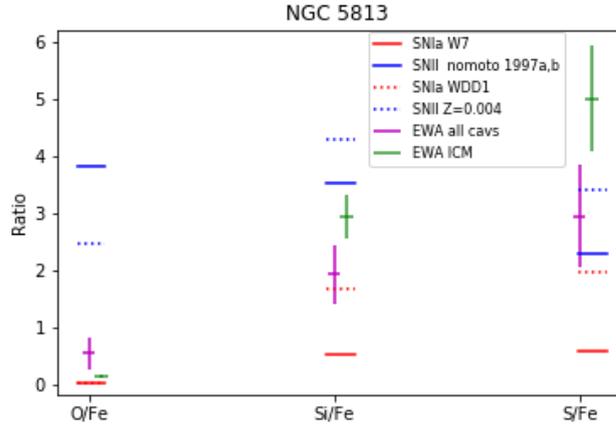
(g)



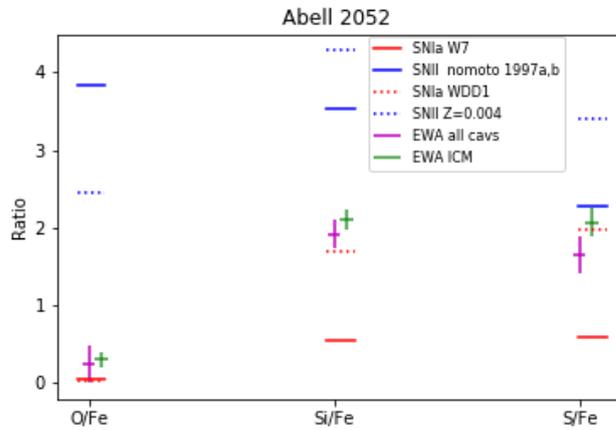
(h)



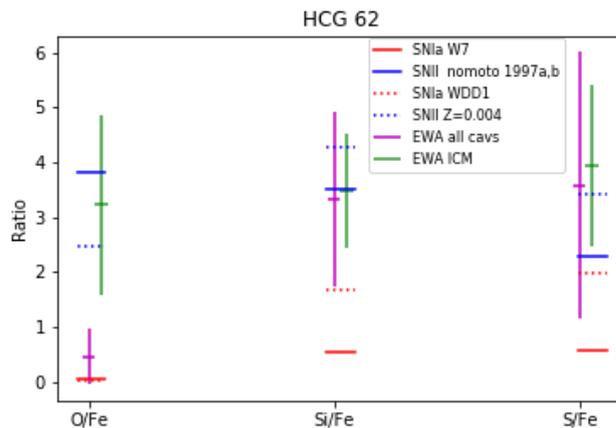
(i)



(j)



(k)



(l)

Figura 4.-1: Fração de abundância de alguns elementos alpha em relação ao Fe para dois distintos pares de modelos de enriquecimento de supernovas do tipo I e do tipo II para os aglomerados de galáxia e grupos listados na tabela 3.6. Um par de modelo está representado pelas linhas sólidas ou pontilhadas horizontais. Para o limite inferior de SNe Ia usamos o modelo WDD1 (vermelho) e para o superior  $Z=0,004$  de SNe II (azul), representadas nas linhas pontilhadas. Já o modelo de enriquecimento cujo limite superior de SNe II é dado por Nomoto et al. 1997a,b (azul) e o inferior de SNIa pelo modelo W7 (vermelho) estão representados como as linhas sólidas. Utilizamos o modelo de abundância solar ANGR.

ficação desses objetos. A faixa verde representa as regiões anelares as quais obtivemos a temperaturas do MIA. Os pontos verdes mais escuros são os valores nominais do ajuste para a região de cada anel, enquanto a região preenchida leva em consideração suas respectivas barras de erro.

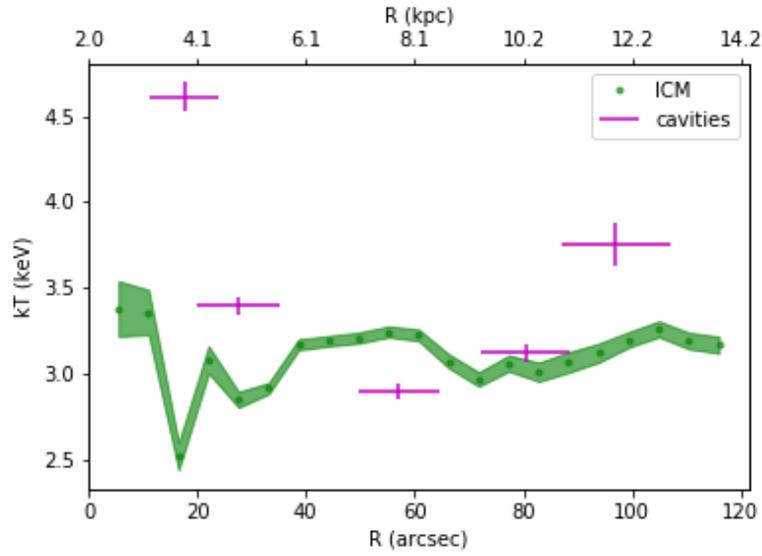
Pelo fato dos resultados apresentarem padrões tão variados, é difícil afirmar com precisão, porém poucas cavidades apresentam uma temperatura maior que o MIA. Algumas cavidades se encontram tão próximas da região central que não foi possível restringir raios de anéis para determinar a temperatura do gás a distâncias tão curtas do pico de emissão, como alguns grupos e aglomerados como Abell 478 e Centaurus.

Dentre as fontes que podemos comparar as temperaturas dessas duas regiões a uma mesma distância, com exceção dos aglomerados Abell 426 e Abell 2052, quase todas as fontes apresentam temperaturas mais baixas ou semelhantes do gás e das cavidades.

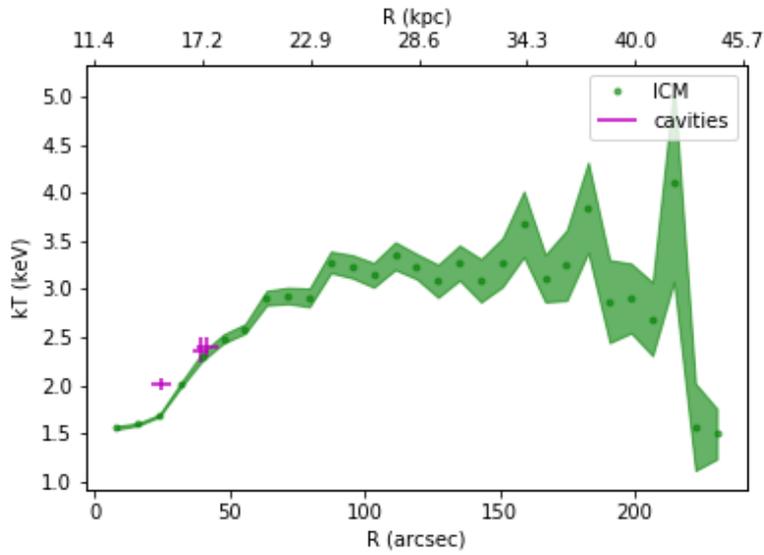
É importante notar que obtivemos diferentes quantidades de anéis do meio intra-aglomerado para cada grupo, galáxia ou aglomerado de galáxia. Isso variou em função do número de contagem de fótons de cada observação, apesar de termos coletado as observações de maiores tempos de exposição. O requisito para cada anel do meio intra-aglomerado foi que somasse pelo um mínimo de 8000 contagens de fótons.

Nos gráficos da figura 4.-2 apresentamos uma média ponderada pelo erro de todas as cavidades que foram selecionadas de acordo com a tabela 3.6 no gráfico (a). No gráfico da figura 4.-2(b), obtemos o resultado da fração relativa de massa de Fe em porcentagem advindo de SN II e SNIa, calculado sobre as 3 razões de O/Fe, Si/Fe e S/Fe mostrados em 4.-2 (a). Utilizamos limites inferiores e superiores distintos dos dois pares de modelos. Essa escolha foi baseada nos modelos que melhor se ajustaram aos nossos resultados, que foram para o limite inferior o modelo W7 para SNIa e  $Z=0,004$  para SNII como mostra as imagens. Para ambas figuras, a linha horizontal sólida vermelha representa 100% do enriquecimento segundo os produtos de SNIa, enquanto a linha pontilhada horizontal azul representa 100% do enriquecimento segundo supernovas do tipo II.

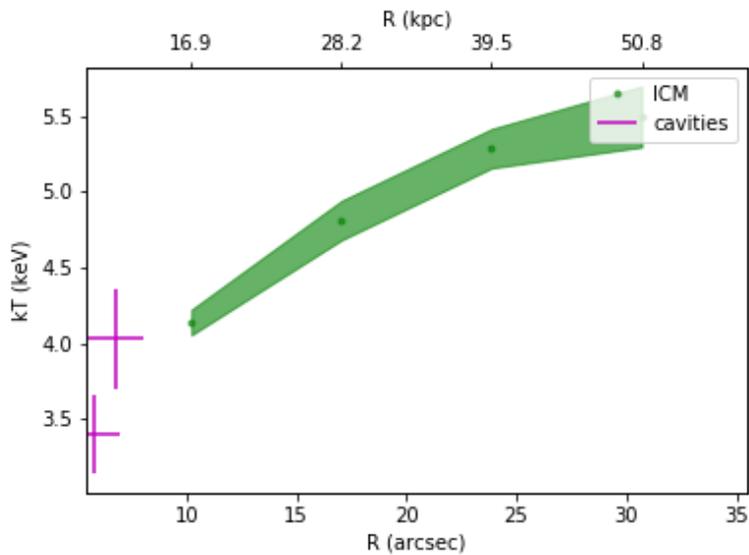
No o gráfico 4.-2(b) verificamos que as regiões do MIA estão muito próximas à dominância de SNII, enquanto as cavidades estão abaixo de 50% entre eles como mostram os valores da última linha da tabela 3.4. Isso significa uma contaminação ainda maior para o tipo de supernova do tipo Ia. Isso de alguma forma é esperado, apesar da fração de massa de ferro para Si/Fe, S/Fe e O/Fe excederem a dominância total de SNII. Esse excesso ocorreu por dois principais motivos, um deles é porque desconsideramos os valores centrais das abundâncias do MIA calculadas pelo XSPEC, quando apresentavam barras de erro que levariam seus valores nominais abaixo do zero. Assim, recentralizamos esse resultado final como explicamos na seção 3.5.1. O outro motivo dos valores exorbitantes da razão de massa do ferro da tabela 3.4 é que para esse cálculo, fizemos o uso do modelo Nomoto et al. (1997a) e Nomoto et al. (1997b) a  $Z=0,004$ , que apesar de ser o que melhor se ajusta, ainda assim não compreende todos nossos resultados finais. Um exemplo disto



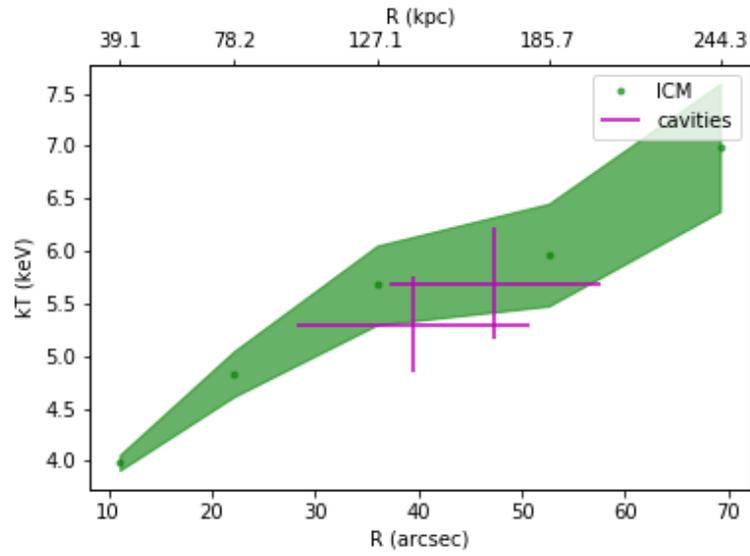
(a) Abell426



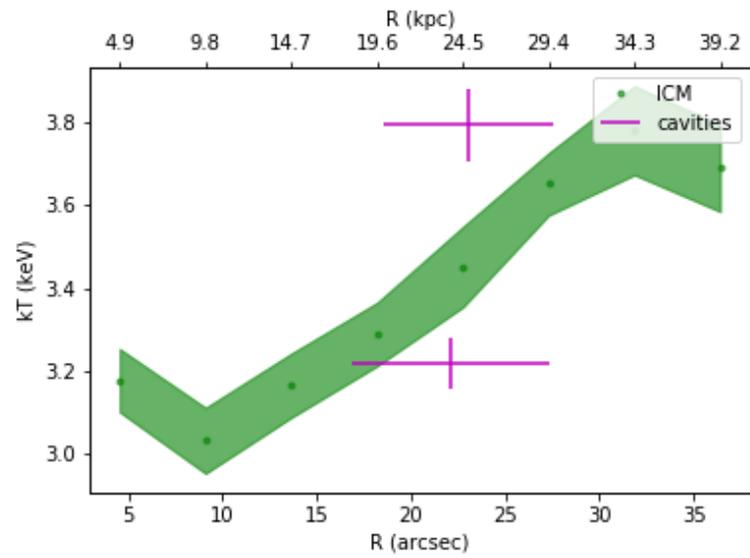
(b) 2A0335096



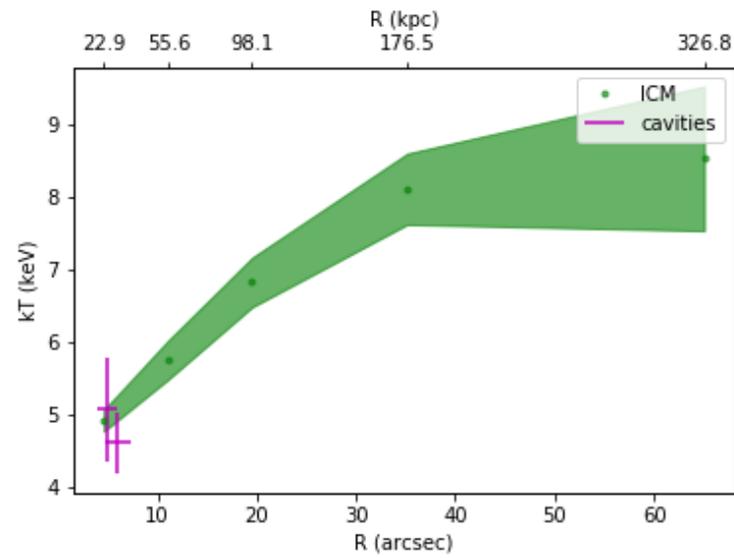
(c) Abell478



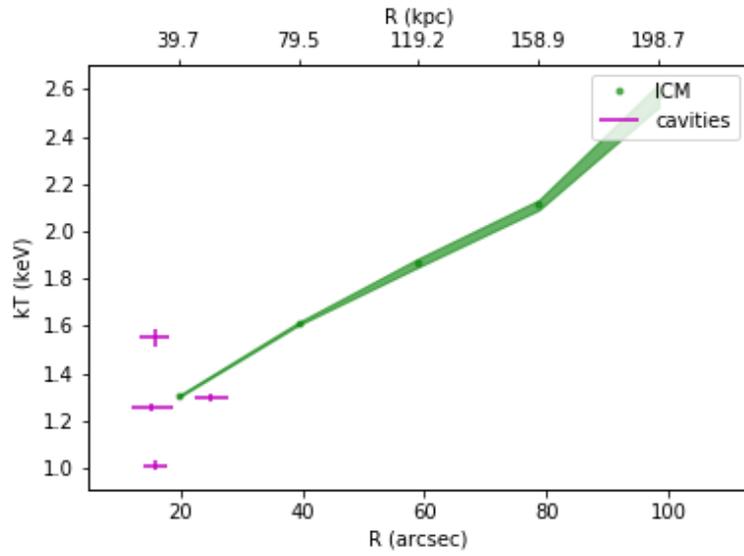
(d) MS073567421



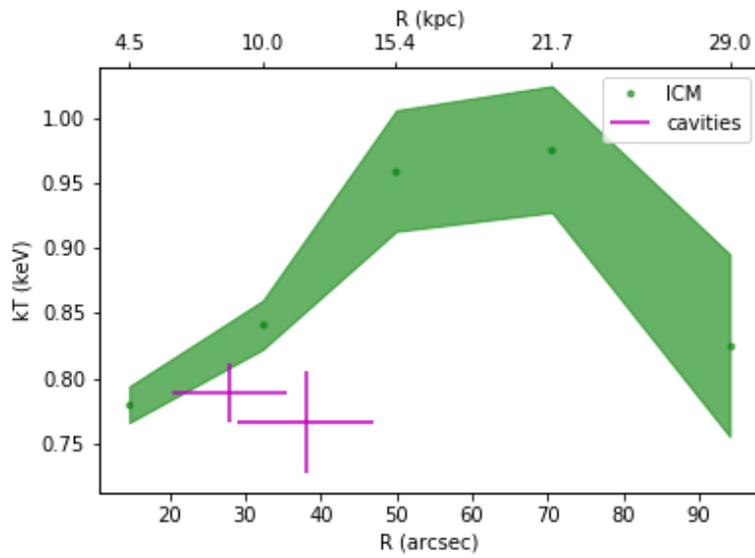
(e) HYDRA A



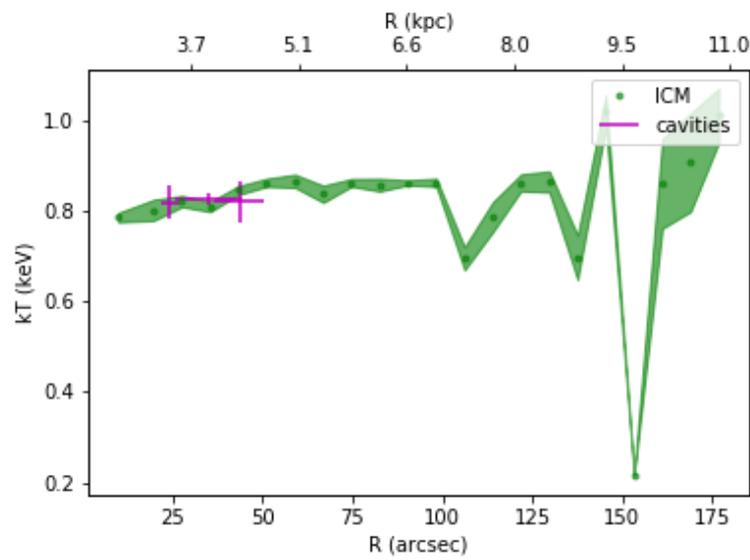
(f) RBS797



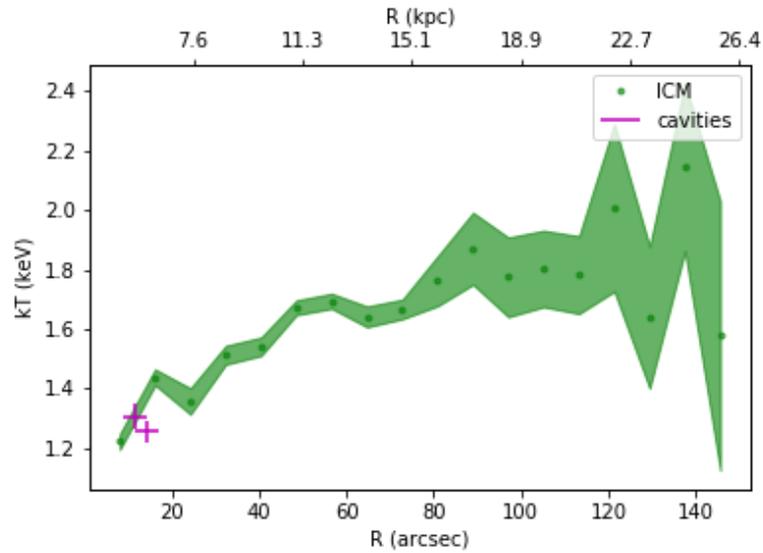
(g) Centaurus Cluster



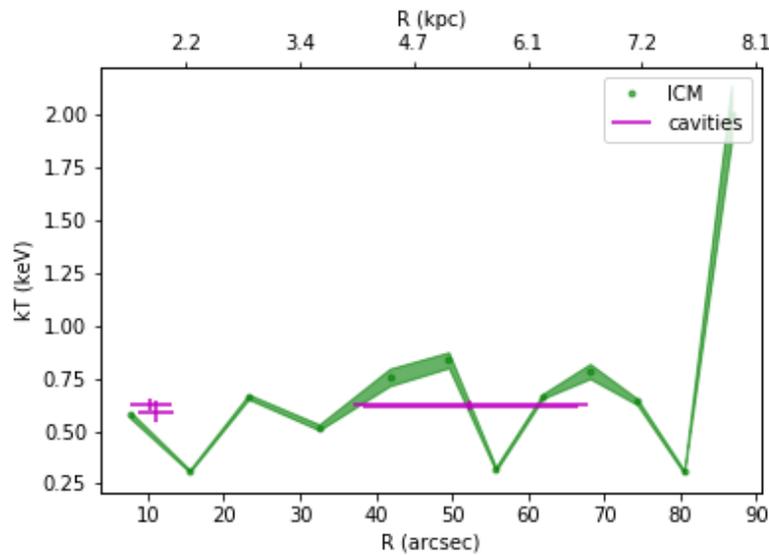
(h) HCG62



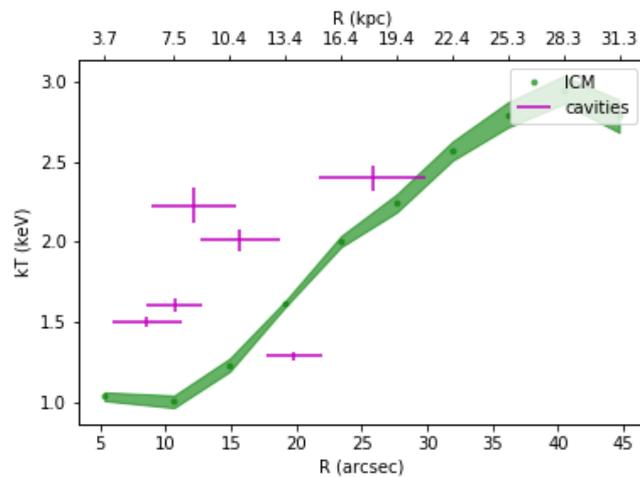
(i) NGC5044



(j) Abell3581



(k) NGC5813



(l) Abell2052

Figura 4.-3: Perfil radial de temperatura para cada observação dos aglomerados e grupos de galáxias dados pela tabela 3.6. Os valores em roxo representam a temperatura de cada cavidade, e a área colorida de verde os valores obtidos para os anéis do MIA em função da sua distância radial. Os pontos verdes mais escuros indicam o raio médio de cada anel analisado do MIA.

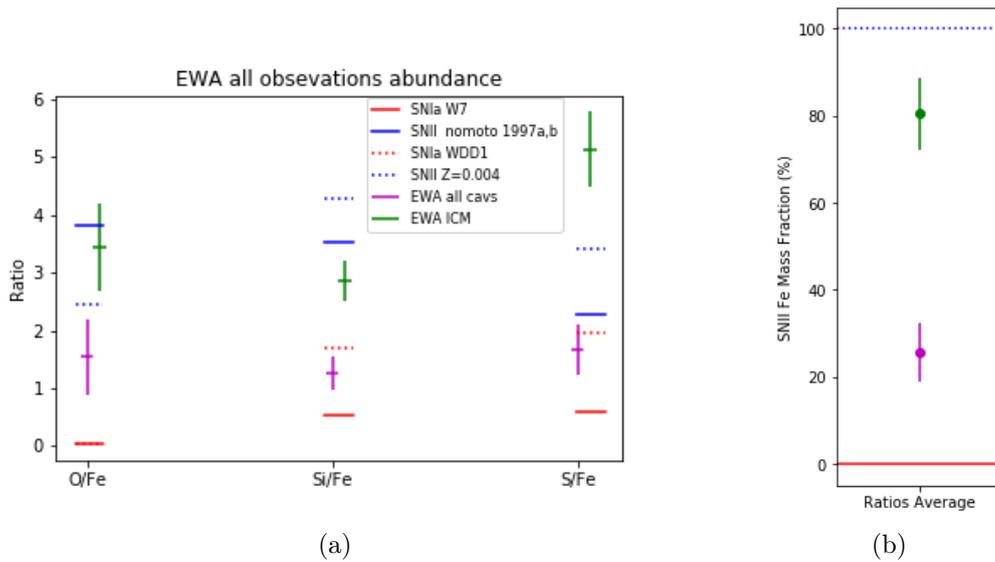


Figura 4.-2: Média ponderada pelo peso das as cavidades de todos os aglomerados e grupos listados na tabela 3.6 da razão de abundância do O, Si, S em relação ao Fe. Utilizamos dois pares de modelos diferentes, as linhas vermelhas são os limites inferiores de SNe Ia usando o modelo WDD1 (pontilhada) e o modelo W7 (linha sólida). Para os limites superiores de SNIi são representados em azul, onde  $Z=0,004$  está em linhas pontilhadas e Nomoto et al.1997a,b model como linhas sólidas. Os valores em verde são as médias ponderadas pelo erro para todos os anéis do MIA, enquanto os roxos por sua vez representam os valores das cavidades da tabela 3.6. Usamos o modelo de abundância solar ANGR na figura (a) e a figura (b) mostra a porcentagem de fração de Fe com uma mistura de dois modelos, onde consideramos limites superiores e inferiores de cada um deles. Essa escolha foi baseada nos modelos que melhor se ajustaram aos nossos resultados, que foram para o limite inferior o modelo W7 para SNIa e  $Z=0,004$  para SNIi. 3.6

é a razão S/Fe apresentada no gráfico 4.-2(a).

A expectativa sobre o resultado onde o MIA equivale a aproximadamente 80% (vide última linha da tabela 3.4) de dominância de SNII pode ser justificada porque algumas das regiões do MIA alcançam raios maiores, ou seja regiões mais externas do aglomerado, e como discutimos nas seções anteriores, o gradiente de metalicidade aponta para uma maior contaminação de SNII a medida que o raio aumenta. Enquanto que na direção do centro do aglomerado esperamos uma maior contribuição dos produtos oriundos da SNIa. A razão física para isso é o poço potencial desse aglomerado que permite acumular o material remanente de supernovas do tipo Ia quando eles são ejetados da sua estrela progenitora nas partes centrais, enquanto que para supernovas do tipo II, seus progenitores por tratarem de estrelas massivas, seus remanentes são capazes de atravessar e escapar dessa barreira do potencial gravitacional central e alcançar maiores distâncias.



# Capítulo 5

## Conclusão

Entendemos o contexto das bolhas como originado pelo jato, lançado pelas linhas de campo magnético geradas pela rotação do BNSM central. Esse jato e BNSM fazem parte do modelo unificado, denominado núcleo ativo de galáxia. A galáxia mais massiva dos aglomerados, i.e. a BCG, hospeda um AGN extremamente poderoso, que ejeta seu jato a distâncias que podem chegar a kpc de distância da sua própria galáxia. Isso significa dizer que inevitavelmente haverá uma interação do jato com o meio intra-aglomerado, formado por um gás difuso. A origem desse gás é uma combinação entre o primordial e por um gás enriquecido por metais pesados, proveniente de uma população antiga de supernovas. Essa população antiga formou um gradiente radial de metalicidade devido à energia de ejeção das supernovas em comparação com o potencial gravitacional localizado no aglomerado.

Nessa dissertação foi feita uma análise detalhada das propriedades físicas do gás intra-aglomerado interno às cavidades observadas em raios X nas partes internas de aglomerados de galáxias do tipo “*cool-core*” através de espectroscopia espacialmente resolvida obtidas com o satélite Chandra de uma amostra de 12 aglomerados de galáxias. Uma atenção especial foi dada à correção da contaminação pela emissão das camadas externas dos aglomerados projetada nas regiões internas.

A amostra grande de 64 cavidade nos permitiu obter valores coerentes não só das temperaturas das cavidades, mas também da abundância química de vários elementos nas cavidades assim como da razão de abundância desses elementos, o que nos permitiu estimar a fração da contribuição dos tipos diferentes de Supernovas para o gás intra-aglomerado interno às cavidades em comparação com as regiões exteriores às cavidades.

Como o material interno as cavidades é provenientes de jatos altamente energéticos que partem das regiões próximas ao buraco negro supermassivo das BCGs, nossas observações são consistentes com a hipótese de que os jatos podem ser compostos por bárions e não somente pares de  $e^-$  e  $e^+$  ou prótons.

As razões de abundâncias indicam que o material interno às cavidades è dominado por material proveniente majoritariamente por ejecta de SNIa, diferentemente do ambiente

próximo, i.e., o meio intra-aglomerado ao redor das cavidades, o qual é poluído mais predominantemente por material ejetado por SNII (ou de *core collapse*).

Levando em conta que em aglomerados de galáxias do tipo *cool-core* existe normalmente um gradiente negativo de abundâncias radial acompanhado de um gradiente negativo da fração de massa de Fe produzido por SN Ia (e.g. Dupke & White 2000a,b; Finoguenov et al. 2000), o resultado obtido é consistente com deslocamento de material próximo ao centro dos aglomerados pelo jato. Os mecanismos de deslocamento podem incluir dragagem (*entrainment*) do material ao redor do jato ou advecção do material por trabalho feito pelo jato.

A presença de íons pesados dentro das cavidades, medidos nesse trabalho mostra que, independente do modelo de deslocamento de gás pelos jatos das galáxias centrais dos aglomerados, eles não somente tem importancia em parar o processo de resfriamento, mas também tem um papel importante na redistribuição de metais nas partes centrais dos aglomerados.

Como perspectivas, podemos fazer uso dos dados do EROSITA para melhorar as análises das cavidades e comparar com essa análise do Chandra. Adicionalmente é importante atualizar os modelos de limites de enriquecimento de supernovas para termos resultados mais consistentes e mais robustos para analisarmos nossas amostras. Uma etapa muito importante do processo que também está incluso nas perspectivas é verificar a coespacialidade dos dados em raios X com os dados em ótico para verificar se o centro das BCGs coincidem com o centro de pico de emissão em raios X. Finalmente, também incluímos nas próximas etapas comparar esses resultados com as simulações.

## Referências Bibliográficas

- Anders E., Grevesse N., 1989, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 53, 197
- Arnaud K. A., 1996, *XSPEC: The First Ten Years*. p. 17
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 481
- Beckmann V., Shrader C., 2012, in Proceedings of “An INTEGRAL view of the high-energy sky (the first 10 years)” - 9th INTEGRAL Workshop and celebration of the 10th anniversary of the launch (INTEGRAL 2012). 15-19 October 2012. Bibliotheque Nationale de France. p. 69 ([arXiv:1302.1397](https://arxiv.org/abs/1302.1397))
- Best P. N., Von Der Linden A., Kauffmann G., Heckman T. M., Kaiser C. R., 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 379, 894
- Blandford R., Meier D., Readhead A., 2019, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 57, 467
- Blanton E. L., Randall S. W., Clarke T. E., Sarazin C. L., McNamara B. R., Douglass E. M., McDonald M., 2011, | 10.1088/0004-637x/737/2/99, 737, 99
- Blondin J. M., Konigl A., Fryxell B. A., 1989, *The Astrophysical Journal*, 337, L37
- Brunzendorf J., Meusinger H., 1999, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 139, 141
- Cavagnolo K. W., McNamara B. R., Wise M. W., Nulsen P. E. J., Brüggén M., Gitti M., Rafferty D. A., 2011, *The Astrophysical Journal*, 732, 71
- Celotti A., Padovani P., Ghisellini G., 1997, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 286, 415
- Crawford C. S., Hatch N. A., Fabian A. C., Sanders J. S., 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 363, 216
- David L. P., Jones C., Forman W., 1996, *The Astrophysical Journal*, 473, 692

- David L. P., et al., 2014, *The Astrophysical Journal*, 792, 94
- Decourchelle A., 2017, in , *Handbook of Supernovae*. Springer International Publishing, pp 1–20, doi:10.1007/978-3-319-20794-0\_48-1, [https://doi.org/10.1007/978-3-319-20794-0\\_48-1](https://doi.org/10.1007/978-3-319-20794-0_48-1)
- Dupke R. A., III R. E. W., 2000a, *The Astrophysical Journal*, 528, 139
- Dupke R. A., III R. E. W., 2000b, *The Astrophysical Journal*, 537, 123
- Fernandes C. A. C., Melo R. M. B. D., Dupke R. A., Proctor R. N., 2021 - in preparation, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* Submitted
- Fujita Y., Kawakatu N., Shlosman I., 2016, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 68, 26
- Ghisellini G., 2013, *Radiative Processes in High Energy Astrophysics*. [S.I.]: Springer International Publishing, doi:10.1007/978-3-319-00612-3, <https://doi.org/10.1007/978-3-319-00612-3>
- Giacconi R., Murray S., Gursky H., Kellogg E., Schreier E., Tananbaum H., 1972, *The Astrophysical Journal*, 178, 281
- Gitti M., Giroletti M., Giovannini G., Feretti L., Liuzzo E., 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 557, L14
- Guo F., Mathews W. G., 2011, *The Astrophysical Journal*, 728, 121
- Hirovani K., Iguchi S., Kimura M., Wajima K., 2000, *The Astrophysical Journal*, 545, 100
- Johnstone R. M., Fabian A. C., Morris R. G., Taylor G. B., 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 356, 237
- Jovanović P., Popović L. Č., 2009, preprint, ([arXiv:0903.0978](https://arxiv.org/abs/0903.0978))
- Kino M., 2005, in *AIP Conference Proceedings*. AIP, doi:10.1063/1.2141860, <https://doi.org/10.1063/1.2141860>
- Kino M., Kawakatu N., 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 364, 659
- Martí J.-M., 2019, *Galaxies*, 7, 24
- Martizzi D., Teyssier R., Moore B., 2012, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 8, 362–365

- McNamara B., Nulsen P., 2007, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 45, 117
- McNamara B. R., et al., 2000, *The Astrophysical Journal*, 534, L135
- McNamara B. R., et al., 2001, *The Astrophysical Journal*, 562, L149
- McWilliam A., 1997, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35, 503
- Melo R. M. B. D., Dupke R. A., Jiménez-Teja Y., 2019, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*  
Submitted
- Mitchell R. J., Culhane J. L., Davison P. J. N., Ives J. C., 1976, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 175, 29P
- Molendi S., Pizzolato F., 2001, *The Astrophysical Journal*, 560, 194
- Mościbrodzka M., Gammie C. F., Dolence J. C., Shiokawa H., 2011, *The Astrophysical Journal*, 735, 9
- Netzer H., 2015, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 53, 365
- Nomoto K., Thielemann F.-K., Yokoi K., 1984, *The Astrophysical Journal*, 286, 644
- Nomoto K., Hashimoto M., Tsujimoto T., Thielemann F.-K., Kishimoto N., Kubo Y., Nakasato N., 1997a, *Nuclear Physics A*, 616, 79
- Nomoto K., Iwamoto K., Nakasato N., Thielemann F.-K., Brachwitz F., Tsujimoto T., Kubo Y., Kishimoto N., 1997b, *Nuclear Physics A*, 621, 467
- Nomoto K., Tominaga N., Umeda H., Kobayashi C., Maeda K., 2006, *Nuclear Physics A*, 777, 424
- Nulsen P., Jones C., Forman W., David L., McNamara B., Rafferty D., Bîrzan L., Wise M., 2007, in *Eso Astrophysics Symposia*. Springer Berlin Heidelberg, pp 210–215, doi:10.1007/978-3-540-73484-0\_37, [https://doi.org/10.1007/978-3-540-73484-0\\_37](https://doi.org/10.1007/978-3-540-73484-0_37)
- OSullivan E., David L. P., Vrtilik J. M., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 437, 730
- Rafferty D. A., Bîrzan L., Nulsen P. E. J., McNamara B. R., Brandt W. N., Wise M. W., Röttgering H. J. A., 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 428, 58
- Ragone-Figueroa C., Granato G. L., Murante G., Borgani S., Cui W., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 436, 1750

- Randall S. W., et al., 2015, *The Astrophysical Journal*, 805, 112
- Reimer A., 2012, *Journal of Physics: Conference Series*, 355, 012011
- Ricci C., et al., 2017, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 233, 17
- Romero G., Gutiérrez E., 2020, *Universe*, 6, 99
- Sanders J. S., Fabian A. C., 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 331, 273
- Sanders J. S., Fabian A. C., 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 381, 1381
- Sarazin C. L., 1986, *Reviews of Modern Physics*, 58, 1
- Schindler S., Diaferio A., 2008, *Space Science Reviews*, 134, 363
- Shin J., Woo J.-H., Mulchaey J. S., 2016, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 227, 31
- Sikora M., Błażejowski M., Moderski R., Madejski G. M., 2002, *The Astrophysical Journal*, 577, 78
- Sikora M., Begelman M. C., Madejski G. M., Lasota J.-P., 2005, *The Astrophysical Journal*, 625, 72
- Somerville R. S., Davé R., 2015, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 53, 51
- Tonry J. L., 1987, in De Zeeuw T., ed., *Structure and Dynamics of Elliptical Galaxies*. Springer Netherlands, Dordrecht, pp 89–98
- Tremblay G. R., et al., 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 424, 1026
- Vagshette N. D., Naik S., Patil M. K., 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 485, 1981
- Vuillaume T., Henri G., Petrucci P.-O., 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 620, A41
- Walker S. A., Kosec P., Fabian A. C., Sanders J. S., 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 453, 2481
- Wardle J. F. C., Homan D. C., Ojha R., Roberts D. H., 1998, *Nature*, 395, 457
- Werner N., de Plaa J., Kaastra J. S., Vink J., Bleeker J. A. M., Tamura T., Peterson J. R., Verbunt F., 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 449, 475

de Plaa J., Kaastra J. S., Tamura T., Pointecouteau E., Mendez M., Peterson J. R.,  
2004, *Astronomy & Astrophysics*, 423, 49

de Young D. S., 1978, *The Astrophysical Journal*, 223, 47