

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

Ana Cecília Soja

**O núcleo do aglomerado de galáxias RXC
J1504-0248: a natureza das estruturas
filamentares**

Versão corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade.

São Paulo

2017

Ana Cecília Soja

**O núcleo do aglomerado de galáxias RXC
J1504-0248: a natureza das estruturas
filamentares**

Versão corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade.

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Laerte Sodré Jr.

São Paulo

2017

Para Rogério, meu companheiro nessa empreitada

Agradecimentos

Aos meus pais e irmão, por todo o apoio. Parte da pós graduação no Brasil é cofinanciada pela família; este foi o meu caso.

Ao meu orientador, Laerte Sodré Jr., pela confiança e dedicação, me apoiando até o final do trabalho.

À professora Silvia Rossi, cujos esforços e dedicação foram essenciais para a conclusão da tese.

Ao professor Eduardo Serra Cypriano, cuja expertise foi fundamental para a realização desse trabalho.

Ao professor Gastão Lima Neto, relator deste trabalho, por seus comentários precisos e discussões pertinentes, que muito me ajudaram.

À Luciene, que aguenta pacientemente dividir sala comigo há muitos anos.

À Sara, por todos os momentos que me lembrou o quanto é legal trabalhar com Ciência.

À Rafael e Elisa, amigos no mesmo barco, por todos os momentos de descontração que tivemos.

À Patrícia, Marcus Vinicius, Maria Luisa, Rafael, Leandro, Ana e Emille, pelas reuniões de grupo sempre produtivas.

À Alan e Pedro, que nestes momentos finais me deram muito apoio e estavam sempre abertos à uma conversa. À todos os meus colegas do IAG, que propiciaram um excelente ambiente de trabalho.

Aos técnicos da informática, Marco e Luis, por sempre atenderem prontamente meus pedidos de socorro.

Às meninas da secretaria, Marina, Aparecida e Regina, por perdoarem meus lapsos de obrigações burocráticas e todas as vezes que esqueci a chave.

À CAPES, pelo apoio financeiro.

Por fim, a Rogério, por muito mais coisas do que eu seria capaz de listar.

Resumo

O foco deste trabalho foi o estudo do aglomerado de galáxias RXC J1504-0248, para o qual utilizamos dados fotométricos e espectroscópicos obtidos com o Telescópio Gemini Sul.

A escolha desse objeto se deu devido às suas propriedades como um aglomerado *cool-core* "extremo". Ele possui uma taxa prevista de deposição de massa de $\sim 1000 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (o que o classifica como um *strong cool core*) e também proeminentes estruturas filamentosares ao redor de sua BCG (Böhlinger et al., 2005; Ogrear et al., 2010; Tremblay et al., 2015).

Estimamos a massa do aglomerado através de dois métodos independentes: massa dinâmica via Teorema do Virial e uma análise combinada de lentes gravitacionais fortes e fracas. Para a estimativa do virial, contávamos com 45 galáxias, sendo 32 delas da nossa amostra e 13 obtidas na literatura. Nós utilizamos três relações de escala diferentes entre observáveis e a massa (Carlberg et al., 1997; Biviano et al., 2006; Evrard et al., 2008), obtendo resultados compatíveis entre si, com $M_{200} = 5.6 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ dentro de $R_{200} = 1.6 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$ para nossa amostra e $M_{200} = 6.8 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ dentro de $R_{200} = 1.7 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$ para a amostra combinada. Para a análise de lentes, medimos a forma de 665 galáxias de fundo (assim classificadas de acordo com suas propriedades fotométricas) e também consideramos dois arcos gravitacionais com *redshift* espectroscópico determinado. Na análise conjunta, ajustamos um perfil do tipo NFW, utilizando os arcos gravitacionais para estimar a concentração, uma vez que eles nos fornecem informações mais robustas sobre a região central do aglomerado. Obtivemos então $M_{200} = 6.18_{-2.14}^{+1.80} \times 10^{14} h_7^{-1} M_{\odot}$ em $R_{200} = 1.65 \pm 0.18 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$. A compatibilidade entre os resultados, bem como com aqueles obtidos em análises independentes (Zhang et al., 2012) nos levaram à conclusão de que o aglomerado encontra-se em equilíbrio dinâmico.

No tocante à emissão da região filamentar, concentramos nossa análise no filamento central, localizado no eixo maior e alinhado com a emissão em raios-X. Ele foi dividido em três partes (central, SW e NE) e estudado a partir de suas linhas de emissão. Utilizando diagramas do tipo BPT (Baldwin et al., 1981), nós observamos que as regiões ocupadas por cada filamento nesses diagramas indicavam uma ionização composta (AGN + formação estelar). No entanto, a galáxia não apresenta evidência de atividade nuclear significativa e trabalhos recentes (e.g. Ogorean et al., 2010; Mittal et al., 2015) mostraram que estrelas jovens não eram suficientes para explicar a emissão observada. Da mesma forma as estrelas mais evoluídas, responsáveis pela ionização dos LINERs (Sing et al., 2013), não teriam um papel de destaque. Assim, outro mecanismo de ionização se fazia necessário.

No diagramas BPT nós observamos que as regiões SW e central se encontravam nos limites de ionização por choques dissipativos propostos por Alatalo et al. (2016). Esses resultados são um indicativo de que a ionização do gás via choques dissipativos pode ter um papel importante no equilíbrio termodinâmico ao longo do filamento central e nos motivaram a investigar essa hipótese. Analisando a relação entre a luminosidade em $H\alpha$ e a velocidade do gás (largura da linha), segundo o modelo de Dopita (1994), estimamos que os choques seriam responsáveis por no máximo aproximadamente 20% da luminosidade observada na região central, sendo desprezíveis nas regiões SW e NE.

Assim, concluímos que a ionização do gás via choques dissipativos pode ter um papel relevante (embora não predominante) no equilíbrio termodinâmico ao longo do filamento central. Além disso, nossa análise corrobora a hipótese de que a ionização do gás pode não ser resultado de um efeito único, sendo de fato a contribuição aproximadamente equivalente de vários fenômenos físicos.

Abstract

In this work we studied the galaxy cluster RXC J1504-0248 through photometric and spectroscopic data obtained at Gemini South Telescope.

The RXC J1504-0248 is an extreme example of cool core cluster due to its high expected mass deposition rate ($\sim 1000M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$). Moreover, it has a rich filamentary structure all around the BCG (brightest cluster galaxy) (Böhringer et al., 2005; Ogrean et al., 2010; Tremblay et al., 2015).

We performed a galaxy cluster mass analysis by two different methods: Virial Theorem and gravitational lensing. We disposed 32 galaxies with spectroscopic redshift in the interval of cluster redshift ($0.209 < z < 0.222$) observed with the Gemini. We also had more 13 additional galaxies found in literature. We have used three different virial scaling relation (Carlberg et al., 1997; Biviano et al., 2006; Evrard et al., 2008). We found $M_{200} = 5.6 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ inside $R_{200} = 1.6 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$ to the only Gemini sample and $M_{200} = 6.8 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ in $R_{200} = 1.7 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$ to the Gemini plus additional galaxies sample.

To the gravitational lensing analysis, we measured the shape of 665 background galaxies (which were classified by their photometric properties) and considered two gravitational arcs with spectroscopic redshift determined. We performed a combined analysis using weak and strong gravitational lensing, obtaining $M_{200} = 6.18_{-2.14}^{+1.80} \times 10^{14} h_7^{-1} M_{\odot}$ inside $R_{200} = 1.65 \pm 0.18 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$, in agreement with the virial mass estimates.

In the study of the filamentary structure, we focused in the central filament located mainly along its major axis and aligned with the X-ray emission. We divided this filament in three regions (center, SW and NE) and analysed the emission lines from each part. A combined study of three emission line diagnostic diagrams (the BPT diagrams, Baldwin

et al., 1981) has shown that the filament emission falls in the so-called transition region of these diagrams. Consequently, several ionizing sources should be playing an meaningful role. We have argued that old stars, often invoked to explain LINER emission, should not be the major source of ionization (e.g. Ogrean et al., 2010; Mittal et al., 2015; Sing et al., 2013).

We have noticed that most of the filamentary emission has line ratios consistent with the shock excitation limits obtained from shock models by Alatalo et al. (2016). We adapted the Dopita (1994) shock model to investigated the relation between the line fluxes to gas velocities (here estimated from line widths) by power-laws with slopes in the range expected from shock models. These models also show, however, that at maximum $\sim 20\%$ of $H\alpha$ luminosity can be explained by shocks.

We conclude that shocks probably associated to the cooling of the intracluster gas in a filamentary structure may indeed be contributing to the filament nebular emission, but can not be the major source of ionizing photons.

Lista de Figuras

1.1	Brilho superficial em raios-X de dois aglomerados, um <i>cool core</i> e outro não <i>cool core</i>	22
1.2	O aglomerado de Perseus em diversos comprimentos de onda, com destaque para as estruturas filamentosas em torno da galáxia central, NGC 1275. . .	24
1.3	Histograma do tempo de resfriamento de uma amostra de 55 aglomerados <i>cool core</i>	27
1.4	Imagens coloridas (composição das bandas g',r' e i') do aglomerado RX1504, produzidas com os dados ópticos do telescópio Gemini Sul.	33
1.5	Mapas da temperatura do gás em raios-X obtidos com o <i>Chandra</i> . Extraído de Giacintucci et al. (2011)	35
1.6	Mapas dos contornos de luminosidade, massa e emissão em raios-X sobrepostos à imagem óptica do aglomerado de galáxias RXC J1504 0248. . . .	38
2.1	Imagem de uma das máscaras antes e depois do processamento do <i>flat field</i>	44
2.2	Imagem de uma das máscaras antes e depois do corte dos espectros, utilizando o molde incorreto.	44
2.3	Imagem de uma das máscaras antes e depois do corte dos espectros, utilizando o molde correto.	45
2.4	Imagem final de ciência para uma das máscaras.	46
2.5	Exemplo de uma linha de emissão causada pela atmosfera.	46
2.6	Função de sensibilidade utilizada na calibração em fluxo.	49
2.7	Espectro integrado da BCG.	50
2.8	Sobreposição da fenda à imagem colorida da região central do aglomerado.	51

2.9	Exemplo de um ajuste simultâneo de um perfil gaussiano das linhas de $H\alpha$ e do dubleto NII 6548, 6583.	52
2.10	Exemplo de ajuste da FWHM de duas linhas de Cu-Ar.	55
2.11	Espectro obtido para o Arco 1A.	56
2.12	Espectros das imagens duplas isoladas do espectro bidimensional da BCG.	57
3.1	Histogramas das distribuições de <i>redshift</i> das galáxias de campo.	63
3.2	Esquema de uma lente gravitacional.	66
3.3	Diferentes regimes das lentes gravitacionais.	67
3.4	Posterior dos parâmetros M_{200} e concentração referentes à análise de lentes fortes considerando somente os arcos #2A & #2B.	74
4.1	Imagem da região central no óptico e em UV.	79
4.2	Perfis das linhas de emissão ao longo da fenda.	80
4.3	Perfil de $H\alpha$ ao longo da fenda.	82
4.4	Diagramas BPT com os limites de excitação por AGN e formação estelar.	84
4.5	Perfil da emissão na banda r' ao longo do filamento principal.	87
4.6	Dispersão de velocidade para $H\alpha$ ao longo da fenda.	89
4.7	Fluxo em $H\alpha$ em função da velocidade (largura da linha).	90
4.8	Variação da razão entre as linhas de SII ao longo da fenda.	91

Lista de Tabelas

1.1	Propriedades em raios-X e massa do aglomerado RXC J1504-0248, obtidos por Zhang et al. (2012) através de diversos métodos.	36
2.1	Dados espectrais para galáxias no campo do aglomerado RXC 1504-0248.	47
3.1	Dados espectrais para galáxias no campo do aglomerado RXC 1504-0248.	64
3.2	Resultados das análises por lentes gravitacionais.	72
3.3	Estimativas para a massa do aglomerado RX1504 através de diversas técnicas.	75
4.1	Posição do pico de emissão para as diversas linhas analisadas e a relação de seus máximos com o pico de $H\alpha$	81
4.2	Fluxo e luminosidade em $H\alpha$ ao longo do filamento e consequente SFR.	85
4.3	Estimativa da luminosidade devido à choques usando o modelo de Dopita (1994)	91

Sumário

1. Introdução	17
1.1 Aglomerados de galáxias	18
1.1.1 Aglomerados <i>cool core</i> e <i>não cool core</i>	21
1.2 Alguns mecanismos de aquecimento do ICM	23
1.2.1 Formação estelar e supernovas	25
1.2.2 Condução de calor do ICM para o filamento frio	25
1.2.3 O AGN central	26
1.2.4 Aquecimento colisional por raios cósmicos	28
1.2.5 Choques dissipativos	29
1.3 O Aglomerado de Perseus	30
1.4 O Aglomerado RXC J1504-0248	32
1.5 Objetivos	39
1.6 Resumo dos capítulos	40
2. Base de Dados	41
2.1 Fotometria	41
2.2 Espectroscopia	43
2.2.1 Processamento dos espectros	43
2.2.2 Determinação do <i>Redshfit</i>	46
2.3 Espectroscopia da BCG	48
2.3.1 Divisão, calibração e extração do espectro	49
2.3.2 Obtenção dos fluxos	50

2.3.3	Correção da Extinção	52
2.3.4	Correção do alargamento das linhas	54
2.4	Espectroscopia dos arcos	54
3.	<i>A Massa de RXC J1504-0248</i>	59
3.1	Determinação da Massa de Aglomerados de Galáxias	59
3.2	Massa dinâmica	60
3.3	Lentes Gravitacionais	65
3.3.1	Lentes Fortes	68
3.3.2	Lentes Fracas	69
3.3.3	Análise	71
3.4	Discussão	73
4.	<i>Análise das linhas de emissão na região central do aglomerado de galáxias RXC J1504-0248</i>	77
4.1	Morfologia da estrutura filamentar	77
4.2	Diagramas de diagnóstico	78
4.3	Taxa de formação estelar	83
4.4	LINERs	86
4.5	Excitação por choques	86
4.5.1	Cinemática	87
4.5.2	Luminosidade	88
4.6	Discussão	92
5.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	93
	<i>Referências</i>	97
		113
A.	<i>Espectros</i>	115

Introdução

A pesquisa científica em Astrofísica tem como objetivo estudar sistematicamente o Universo que conhecemos, dedicando-se a tentar resolver problemas específicos através dos diversos métodos existentes (sejam eles teóricos, de simulação ou observacionais) e, quando necessário, desenvolver novos métodos. Numa generalização para o caso observacional, existem duas maneiras principais de dar seguimento à análise e compreensão de um dado fenômeno físico. Primeiramente, podemos estudar um grande número de casos típicos e a partir deles propor uma explicação geral sobre o fato investigado. Outra opção, às vezes adotada depois do conhecimento geral estar bem sedimentado, é analisar em detalhes casos particulares, que podem ou não estar de acordo com a teoria geral, mas cujas propriedades os tornam interessantes como laboratórios específicos.

O objetivo deste trabalho é justamente seguir a segunda opção de pesquisa, se concentrando em um único objeto, o aglomerado de galáxias RXC J1504-0248 (RX1504 daqui em diante), um aglomerado do tipo *cool core*, notável dentre os seus por diversas características. Nossa proposta é analisá-lo utilizando dados no comprimento de onda óptico e a partir de nossas conclusões situá-lo no contexto de estudos deste tipo de aglomerados de galáxias.

Para atender a esta proposta, revisaremos sucintamente a física de aglomerados de galáxias, descrevendo seus principais componentes e algumas estratégias utilizadas para estudá-los e classificá-los. Nosso foco é então centrado nos aglomerados do tipo *cool core* e nas diversas teorias que tentam desvendar os mecanismos que os regulam. A seguir, apresentamos o aglomerado de Perseus, também *cool core*, semelhante em vários aspectos ao RX1504 e um dos casos mais estudados na literatura. Por fim, o aglomerado RX1504 é

apresentado a partir de uma revisão dos estudos já realizados sobre o mesmo, situando-o nesse panorama geral da física de aglomerados e justificando suas singularidades, que o fazem digno de uma análise individual mais profunda.

1.1 Aglomerados de galáxias

A primeira provável referência a aglomerados de galáxias foi feita por Messier, no século XVIII (Messier, 1781), ao observar uma concentração de *nebulosas* na região de Virgo, suscitando uma discussão sobre a natureza desses objetos que perduraria até as primeiras décadas do século XX, quando o famoso trabalho de Hubble (Hubble, 1926) mostrou que a distância desses objetos era superior aos limites da Via Láctea. Com o passar do tempo e a consolidação dos estudos extragalácticos, verificou-se que a maioria das galáxias do Universo são encontradas em algum tipo de associação, que pode ser desde pares e grupos ($\sim 10 - 20$ galáxias) até aglomerados ricos que contêm milhares de galáxias (e.g. Lietzen et al., 2012). A princípio, essas aglomerações foram tratadas apenas como uma sobredensidade de galáxias em relação à média de distribuição de galáxias no espaço, mas com o desenvolvimento das pesquisas percebeu-se que na verdade se tratavam de estruturas complexas, com diversos componentes e muitas vezes com subestruturas.

No entanto, definir quais propriedades caracterizam um aglomerado não é trivial. Uma das tentativas mais bem sucedidas foi realizada por Abell (Abell, 1958), quase dois séculos após as observações de Messier. Nesse trabalho, ele definiu como aglomerados os conjuntos de galáxias que possuíssem ao menos 30 membros brilhantes num raio de $1.5h^{-1}\text{Mpc}$, o raio de Abell; suas observações produziram um catálogo que reuniu milhares de aglomerados e é amplamente utilizado até hoje. Além disso, os estudos de Abell impulsionaram o estudo sistemático dos aglomerados, que culminou nas décadas seguintes com a realização de inúmeros *surveys* buscando aglomerados em diversos comprimentos de onda, como raios-X e infravermelho. Até hoje, grandes projetos (DES, SDSS, *Chandra*) continuam varrendo o espaço, fornecendo dados de alta qualidade de milhares de aglomerados de galáxias.

Hoje consideramos que a composição de um aglomerado típico envolve três componentes principais, detalhadas a seguir:

- **Galáxias:** Galáxias são estruturas compostas por estrelas, gás, poeira e matéria

escura. Por serem a estrutura visível do aglomerado, convencionou-se utilizar suas características (tipo, quantidade, distribuição, etc) na classificação de aglomerados, a despeito de sua baixa contribuição para a massa total ($\sim 5\%$). Aglomerados regulares são quase totalmente compostos por galáxias elípticas e lenticulares (Dressler, 1980), estando a galáxia mais brilhante próxima ao centro. Esse fato proporciona um importante método para a identificação das galáxias pertencentes a um aglomerado, visto que elas são geralmente avermelhadas ¹, tendo propriedades fotométricas bem homogêneas.

- **Matéria escura:** corresponde à matéria que não emite luz nem tampouco interage com a matéria bariônica, sendo detectada apenas indiretamente através de suas interações gravitacionais. Apesar da existência de uma matéria invisível ser discutida há séculos, opta-se por definir como a primeira referência o trabalho de Zwicky (1933), em que ele usou o Teorema do Virial para estimar a massa do aglomerado de Coma e obteve uma discrepância entre o valor encontrado e as estimativas feitas apenas a partir das estrelas nas galáxias visíveis. Mesmo a matéria escura não tendo sido observada diretamente até hoje, muitos estudos concentram-se em determinar sua natureza e propriedades, já que esse tipo de matéria é abundante e tem um papel central nos modelos cosmológicos, bem como nas teorias de formação e evolução de galáxias. Estima-se que o Universo observável seja composto de 27% de matéria escura e num aglomerado típico ela é responsável por $\sim 80\%$ da massa. A matéria escura pode ser dividida em *cold*, *warm* e *hot*, dependendo se no modelo as partículas são relativísticas ou não (e.g. Primack e Blumenthal, 1984). O paradigma cosmológico atual é o da Matéria Escura Fria (CDM, *Cold Dark Matter*, na sigla em inglês), que leva à um cenário de formação de estruturas do tipo *bottom-up* (estruturas menores se formam primeiro), condizente com as observações de aglomerados de galáxias em altos *redshifts*. Uma das teorias mais estudadas no momento sugere que essa CDM seria formada por partículas ainda não detectadas, massivas e pouco interagentes, como os WIMPs (*Weakly interacting massive particles*, na sigla em inglês). Vários experimentos buscam detectar essas partículas, ainda sem sucesso

¹ Galáxias elípticas são avermelhadas devido ao fato de que sua luz é dominada por estrelas do tipo gigantes vermelhas.

(e.g. [Peter, 2012](#); [Gascon, 2014](#)). Para uma revisão histórica mais abrangente sobre matéria escura, sugerimos ver [Einasto \(2011\)](#) e [Bertone e Hooper \(2016\)](#).

- **Meio intraglomerado:** (ICM, na sigla em inglês, *intracluster medium*) é a parcela de matéria bariônica que encontra-se no meio entre as galáxias, correspondendo a cerca de 10 - 15 % da massa total do aglomerado ([Jones e Forman, 1990](#)). A maior parte dos bárions de um aglomerado está neste gás intergaláctico, cuja composição é em sua maioria de hidrogênio e hélio ionizados. Tipicamente, é bastante quente ($10^7 - 10^8\text{K}$, o que contribui para o estado ionizado dos átomos) e rarefeito ($\sim 10^{-2} - 10^{-3}$ partículas/cm³), emitindo principalmente em raios-X via *bremhsstrahlung* (e.g. [Sarazin, 1986](#); [Evrard, 1990](#)). Justamente por não emitir no visível, o desenvolvimento dos estudos sistemáticos dessa componente deu-se apenas a partir dos anos 1970, quando os primeiros satélites de raios-X (Uhuru, Ariel 5, SAS-3) foram lançados ([Giacconi et al., 1972](#); [Warwick et al., 1981](#); [Mayer, 1975](#), respectivamente). Esses estudos revolucionaram a maneira como entendemos aglomerados, bem como a própria forma de buscá-los e classificá-los, já que as emissões em raios-X proporcionam um método eficiente de identificar um aglomerado em um grande intervalo de *redshifts* ([Sarazin, 1988](#)). Com o lançamento da nova geração de telescópios espaciais sensíveis a raios-X, como *XMM-Newton* e *Chandra*, revelou-se uma complexa física que regula o ICM. Além do aquecimento via processos gravitacionais, há fenômenos como formação estelar e *feedback* de supernovas e núcleos ativos que têm um papel fundamental na evolução do aglomerado como um todo. No entanto, a maioria desses processos ainda não são completamente compreendidos. Uma descrição mais detalhada sobre o ICM pode ser encontrada no trabalho de [Molendi \(2010\)](#).

A partir das características acima listadas, os aglomerados de galáxias podem ser divididos em subcategorias que permitem uma análise mais profunda de suas particularidades. Por exemplo, dependendo da quantidade de galáxias que o compõe pode-se separá-los entre ricos (com milhares de galáxias, por exemplo o aglomerado de Coma) e pobres (algumas dezenas de galáxias, por exemplo, o aglomerado de Hércules). Outra possibilidade é dividir os aglomerados de acordo com certas propriedades do gás intraglomerado, principal componente bariônica e traçador da história evolutiva do aglomerado. Como um dos principais

objetivos deste trabalho é analisar fenômenos que envolvem a física do ICM, nosso foco será sobre uma divisão importante das propriedades do gás, apresentada em detalhes na seção seguinte.

1.1.1 Aglomerados *cool core* e não *cool core*

Conforme dito anteriormente, os estudos sistemáticos do ICM de aglomerados tiveram início na década de 70 (e.g. [Lea et al., 1973](#); [Gull e Northover, 1975](#); [Bahcall e Sarazin, 1977](#)), com o desenvolvimento das observações em raios-X, já que é nesta faixa de frequências que o ICM emite. Essas primeiras observações revelaram que nas regiões centrais de alguns aglomerados o gás no ICM era tão denso que seu tempo de resfriamento (t_{cool} , mostrado na equação 1.1) era menor que o tempo de Hubble ² (t_H) (e.g. [Fabian e Nulsen, 1977](#); [Mathews e Bregman, 1978](#)). Para explicar as consequências dessas observações, desenvolveu-se o modelo de *cooling flow*. Neste modelo, o gás do ICM de aglomerados é comprimido nas regiões centrais e resfria-se rapidamente, já que o t_{cool} é inversamente proporcional ao quadrado da densidade. Esse resfriamento abrupto tem como consequência a formação de grandes fluxos de resfriamento denominados *cooling flows*.

$$t_{cool} = \frac{3(n_e + n_i)kT}{2n_e^2\Gamma(T, Z)} \quad (1.1)$$

onde n_e e n_i são a densidade de elétrons e íons, respectivamente, k é a constante de Boltzmann e $\Gamma(T, Z)$ é a função de resfriamento, dependente da temperatura T e da metalicidade Z .

Durante muito tempo especulou-se sobre o destino do gás resfriado (formação de nuvens? formação de estrelas?); no entanto, apenas com a entrada em operação do satélite *Chandra*, que possui uma resolução angular (0.5 segundo de arco) bem superior à de seus antecessores (*XMM-NEWTON*, *ROSAT*), verificou-se que os fluxos de resfriamento massivos não eram observados às taxas previstas pelo modelo, tampouco as taxas de formação estelar esperadas eram observadas (e.g. [Fabian, 2003](#)). A partir daí, aglomerados de galáxias onde fluxos de resfriamento fortes são esperados mas não observados passaram a ser denominados aglomerados *cool-core* ([Molendi e Pizzolato, 2001](#)). Uma ilustração da

² O tempo de Hubble é definido como c/H_0 (onde H_0 é constante de Hubble) e corresponde à idade que o Universo deveria ter se tivesse expandido linearmente, no caso, ~ 14.4 bilhões de anos.

diferença de emissão entre aglomerados *cool core* e não *cool core* é mostrada na Figura 1.1. Cerca de 70% dos aglomerados conhecidos pertencem à categoria de aglomerados *cool core*, sendo que 63 % deles apresentam $t_{cool} < 1.0h_{71}^{-1/2}$ Gyr e são classificados como *strong cool core* (e.g. [Chen et al., 2007](#); [Hudson et al., 2010](#)).

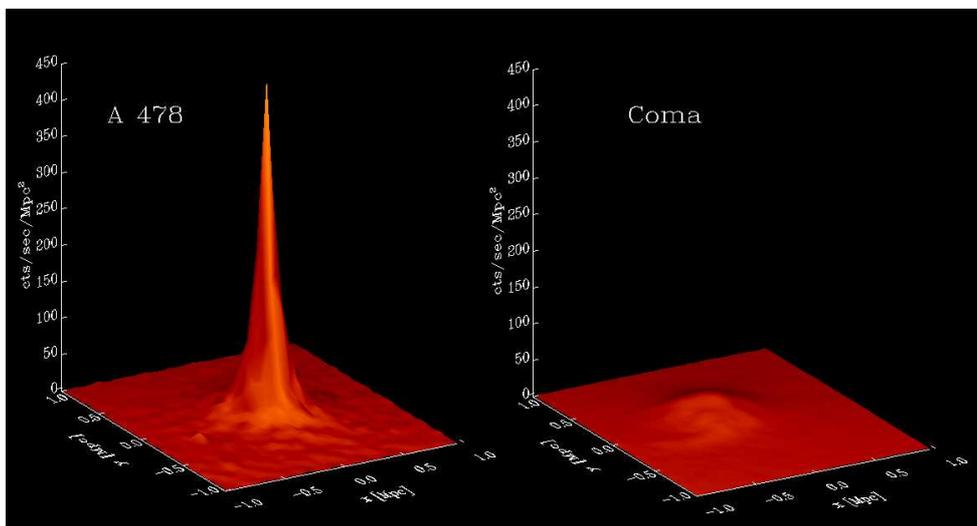


Figura 1.1: Brilho superficial em raios-X de dois aglomerados, sendo o exemplo de *cool core* mostrado à esquerda (A478) e o não *cool core* à direita (aglomerado de Coma). As emissões foram dimensionadas como se os dois aglomerados estivessem à mesma distância. Como a emissão é proporcional ao quadrado da densidade, vemos um grande pico na região central do aglomerado *cool core*, muito superior à distribuição quase plana apresentada pelo aglomerado não *cool core*. Extraído de [Fabian e Sanders \(2009\)](#).

Dado que a maior parte dos aglomerados conhecidos são do tipo *cool core*, entender suas formação e evolução bem como o destino do gás que se resfria são condições fundamentais para a compreensão da física de aglomerados de galáxias como um todo. Considerando a dificuldade em determinar os mecanismos que equilibram ³ o gás do ICM de aglomerados *cool-core*, analisar detalhadamente as propriedades físicas dessa componente é o passo inicial no longo trajeto para entendê-los.

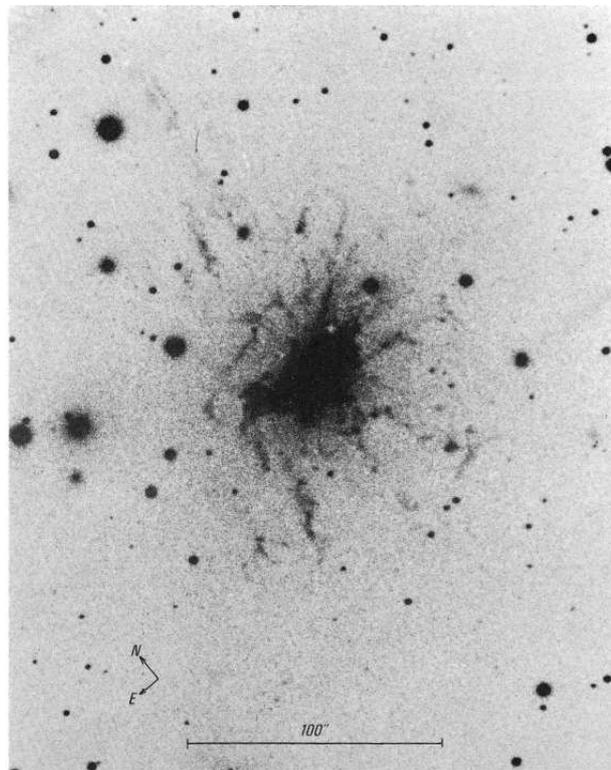
Nesse sentido, uma possibilidade que vem sendo extensivamente explorada é a análise das propriedades do gás nos filamentos que envolvem as galáxias dominantes (BCG - *brightest cluster galaxy*, na sigla em inglês) presentes em alguns aglomerados *cool core* (e.g.

³ Vale destacar que aqui utilizamos o termo equilíbrio como referência aos mecanismos de aquecimento e resfriamento, resultando no estado observado do aglomerado.

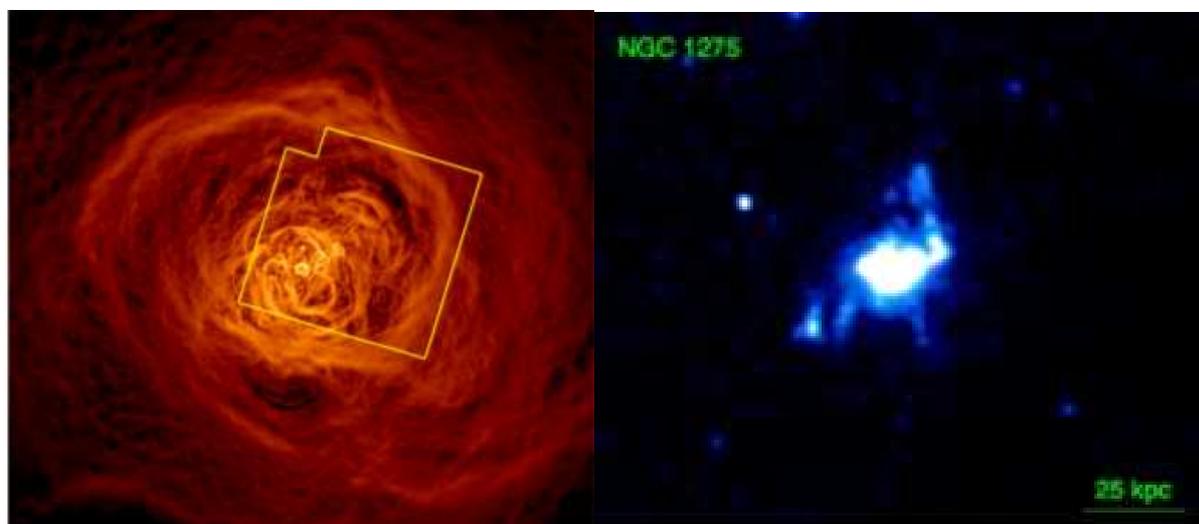
Salomé et al., 2006; McDonald et al., 2012). De fato, observações em raios-X e no óptico têm revelado uma grande quantidade de gás frio, distribuído numa estrutura do tipo filamentar, emitindo em aglomerados do tipo *cool-core* (e.g. Peterson, 2003). Um exemplo de estrutura filamentar pode ser visto na região central do aglomerado de Perseus (Figura 1.2a), o qual será discutido em mais detalhes na Seção 1.3. Ao mesmo tempo, tem sido encontrada uma quantidade considerável de gás molecular nas galáxias mais brilhantes do aglomerado que evidenciam que parte do ICM pode se resfriar até temperaturas muito baixas. Em muitos casos se encontra formação estelar nesses filamentos, mas o resfriamento associado à essa formação está bem abaixo da taxa prevista pelos modelos clássicos de *cooling flow* para a maioria dos aglomerados (e.g. Hicks et al., 2009; Li et al., 2015; Loubser et al., 2016; McDonald et al., 2012).

Visto que o problema reside na não observação dos fluxos de resfriamento às taxas previstas, foi necessário definir o tipo de abordagem diante da questão apresentada. A discrepância entre expectativa e observação pode igualmente significar que o modelo utilizado está incorreto ou que uma fonte de aquecimento não conhecida equilibra o sistema. Dado que o modelo de *cooling flow* é bem estabelecido e parte de conceitos físicos amplamente testados, os trabalhos tendem em sua maioria a seguir a segunda linha de raciocínio.

Atualmente muitas das pesquisas com aglomerados do tipo *cool core* concentram-se na busca dos mecanismos que podem estar inibindo o resfriamento do gás (e.g. Santos et al., 2010; Li et al., 2016; Loubser et al., 2016). Dentre as diversas proposições, destacam-se aquelas que envolvem a influência de um Núcleo Ativo de Galáxia (AGN - *Active Galaxy Nucleus*, na sigla em inglês) (e.g. Mathews et al., 2006; Mittal et al., 2011; Hlavacek-Larrondo e Fabian, 2011), formação estelar (e.g. Brighenti e Mathews, 2003; McNamara et al., 2004), choques dinâmicos do gás (e.g. Semler et al., 2012) ou raios cósmicos (e.g. Jacob e Pfrommer, 2016a), para citar os mecanismos mais discutidos. Todas essas hipóteses foram estudadas separada e conjuntamente em diferentes conjuntos de aglomerados, sem que nenhuma conclusão definitiva fosse alcançada. Dessa forma, o mecanismo principal que de fato equilibra a temperatura do gás intraglomerado dos aglomerados *cool core* permanece um problema em aberto, conforme será mostrado adiante.



(a)



(b)

(c)

Figura 1.2: O aglomerado de Perseus em diversos comprimentos de onda, com destaque para as estruturas filamentosas em torno da galáxia central, NGC 1275. A imagem superior mostra a espetacular imagem das emissões em $H\alpha$ obtidas por Lynds (1970), que instigou o estudo deste objeto. No canto inferior esquerdo, Perseus após longa exposição *Chandra*; o retângulo destaca o campo de observado pela *Hitomi Collaboration* (2016), (extraído de Fabian et al. (2011)). No canto inferior direito, imagens em FUV obtidas com o Telescópio GALEX (extraída de Mittal et al. (2015)).

1.2 Alguns mecanismos de aquecimento do ICM

Apesar de muitos autores buscarem uma explicação geral para o aquecimento, que poderia ser aplicada a diversos aglomerados *cool core*, é possível que tal explicação unificada não seja condizente com a realidade, uma vez que existe muita diferença entre os próprios aglomerados *cool core*. Por exemplo, aglomerados cujas BCGs possuem fortes linhas de emissão tendem a ter tempos de resfriamento menores, com mais gás molecular associado nos filamentos (e.g. O’Dea et al., 2008) e excessos ultravioleta e infravermelho (e.g. Heckman et al., 1989; Crawford et al., 2005; Donahue et al., 2007). Essas diferenças podem implicar em variadas taxas de formação estelar e propriedades do ICM, levando alguns autores a concluir que diversos mecanismos podem contribuir de modo particular nos diferentes sistemas.

Para entender mais as hipóteses de aquecimento estudadas ao longo do desenvolvimento da teoria de *cooling flow*, nesta seção descrevemos em detalhes alguns dos mecanismos de aquecimento do gás do ICM mais discutidos na literatura.

1.2.1 Formação estelar e supernovas

A proposição de que supernovas poderiam ter um papel fundamental no aquecimento do ICM de aglomerados *cool core* foi feita por Brighenti e Mathews (2002), motivados pelo sucesso em descrever a evolução do meio interestelar da galáxia NGC 4472 (uma galáxia gigante no centro do aglomerado de Virgo) usando um modelo semelhante de aquecimento.

Desde o princípio, a hipótese teve alguns problemas, como o grau de enriquecimento de ferro que deveria ocorrer devido às explosões de supernovas do tipo Ia e que não é observado (Brighenti e Mathews, 2003).

Mesmo diante disso, McNamara et al. (2004) desenvolveram a proposta, analisando o aglomerado de galáxias A1068. Eles consideraram que a formação estelar se daria a uma taxa constante, no caso, durante 21 Mega anos. Assumindo uma taxa de explosão de supernovas do Tipo II de uma a cada 100 M_{\odot} de estrelas formadas e uma taxa de 0.03 supernovas de Tipo I por ano, eles encontraram que a luminosidade total resultaria em $\sim 18\%$ da necessária para balancear o resfriamento.

Diante do exposto, explosões de supernova podem agir no sistema retardando o resfriamento, mas não aparentam possuir um papel decisivo no equilíbrio total do *cooling*

flow.

1.2.2 Condução de calor do ICM para o filamento frio

Nos aglomerados *cool core* a condução térmica do calor da região central (a temperatura é proporcional ao raio nas regiões mais centrais), tem um papel importante no equilíbrio do gás e vem sendo amplamente estudada há muitas décadas (Binney e Cowie, 1981; Tucker e Rosner, 1983; Bertschinger e Meiksin, 1986; Bregman e David, 1988). Para que a condução seja um efeito importante no equilíbrio térmico do ICM, o coeficiente efetivo de condução isotrópica κ deve ter um valor comparável à condutividade clássica de Spitzer, κ_{Sp} (Spitzer, 1962). No entanto, enquanto a condução térmica pode ser bastante eficiente quando ocorre numa direção paralela ao campo magnético, ela pode ser quase que totalmente suprimida quando perpendicular a ela. Essa discrepância faz com que o valor isotrópico de κ seja muito inferior a κ_{Sp} .

Tal problema, por outro lado, pode ser diminuído por um meio turbulento. Por exemplo, Zakamska e Narayan (2003) encontraram que para cinco aglomerados *cool core* (A1795, A1835, A2199, A2390 e RXJ1347.5-1145), o aquecimento do gás devido a condução era uma alternativa viável para equilibrar o sistema. No entanto, no mesmo trabalho eles concluíram que para outros cinco aglomerados (A2052, A2597, Hydra A, Ser 159-03 e 3C 295) o modelo necessitaria de valores inverossímeis para seus parâmetros, o que torna o aquecimento somente por condução térmica insuficiente para explicar o balanceamento dos fluxos de resfriamento nesses objetos.

Dessa forma, apesar da condução térmica ser uma alternativa viável em alguns casos, ela não demonstrou ser a solução final para o problema de *cool core*, tendo, no entanto, um papel importante em alguns aglomerados (Voit, 2011).

1.2.3 O AGN central

A maioria dos aglomerados de galáxias possui na sua região central uma galáxia gigante do tipo E ou cD que por sua vez hospeda um buraco negro supermassivo em seu centro. Daí, uma das primeiras sugestões (e até hoje talvez a mais estudada e aceita) é de o AGN central dessa galáxia ter um papel fundamental no equilíbrio do *cooling flow*. De fato, 90% dos aglomerados *cool core* com tempos de resfriamentos inferiores a três Giga anos possuem

uma fonte de rádio em seu centro e 70% deles apresentam bolhas (cavidades em raios-X) associadas a essas fontes (Dunn et al., 2005), conforme mostrado na Figura 1.3. Além disso, diversos estudos (e.g. Bîrzan et al., 2004; Fabian e Sanders, 2009) mostram que num aglomerado típico a energia necessária para aquecer o gás e equilibrar o *cooling flow* é da ordem de 10^{45} erg s^{-1} nos casos mais extremos e da ordem de 10^{44} ergs num aglomerado típico. Considerando esses valores, o AGN possui energia suficiente para contrabalancear o resfriamento do gás nos aglomerados do tipo *cool core* (para revisão, ver McNamara e Nulsen, 2007, 2012).

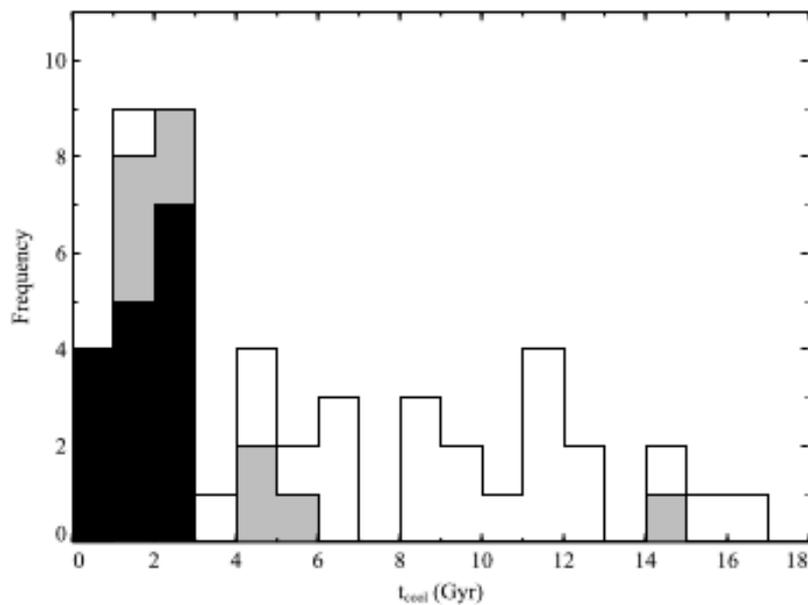


Figura 1.3: Histograma do tempo de resfriamento de uma amostra de 55 aglomerados *cool core* de Dunn et al. (2005). As rachuras pretas indicam aglomerados onde foram encontradas bolhas, enquanto que as rachuras cinzas destacam aqueles com uma fonte de rádio. Extraído de Fabian e Sanders (2009).

A partir daí desenvolveu-se o modelo de *feedback* de AGN. Neste modelo, o AGN central é alimentado pelos fluxos de resfriamento gerando consequentemente um fluxo (talvez na forma de jato) que injeta energia novamente no sistema. O gás aquece e para de cair no AGN, que fica inativo por um período. Dado que o AGN parou de aquecer o ICM, este volta a se resfriar, acabando por cair na região central e o ciclo se reinicia. De acordo com este modelo, todo o processo seria autoconsistente e regulado automaticamente.

O problema persiste porque apesar de ser amplamente aceito que o AGN produz energia

suficiente para equilibrar o ICM, o mecanismo pelo qual essa energia seria distribuída ainda não é bem estabelecido. Muitos processos que visam explicar essa transferência vêm sendo estudados, sem conclusões definitivas. Por exemplo, o aquecimento mecânico por bolhas quentes, as quais são inclusive visíveis em raios-X, parece uma solução adequada (e.g. [Brüggen e Kaiser, 2002](#); [Gaspari et al., 2012](#)). Porém, estudos vêm mostrando que esse tipo de transmissão de energia é bastante ineficiente, em alguns casos transferindo menos de 1% da energia total ([Reynolds et al., 2015](#)).

Outra possibilidade é que as próprias bolhas poderiam gerar turbulências, as quais por sua vez se dissipariam aquecendo o gás (e.g. [Zhuravleva et al., 2014](#)). No entanto, essa possibilidade vêm sendo igualmente questionada, uma vez que estudos da turbulência em aglomerados típicos *cool core* mostraram que esses mecanismos só transfeririam um quarto do total de energia dissipada pelo AGN (e.g. [Pfrommer, 2013](#)).

Dada a dificuldade em estabelecer um (ou mais) mecanismo de transmissão de energia eficiente o suficiente para explicar o problema da regulação do *cooling flow* como um todo, os AGNs não configuram ainda como a solução inquestionavelmente viável.

1.2.4 Aquecimento colisional por raios cósmicos

A hipótese dos raios cósmicos gerados pelo AGN central como responsáveis pelo aquecimento do gás em aglomerados *cool core* surge como alternativa para explicar o mecanismo através do qual o AGN central transfere sua energia (e.g. [Loewenstein et al., 1991](#); [Guo e Oh, 2008](#); [Fujita e Ohira, 2011](#)). Como acredita-se que as turbulências geradas por bolhas poderiam fazer uso de apenas $\sim 25\%$ da energia total do sistema ([Pfrommer, 2013](#)), a energia restante poderia estar contida em partículas relativísticas, como raios cósmicos, na forma de energia interna.

Esses fluxos de raios cósmicos excitariam ondas de Alfvén (ondas magnetohidrodinâmicas, onde íons oscilam devido a uma tensão nas linhas de campo magnético, [Alfvén, 1942](#)), sendo então espalhados nessas ondas, limitando assim sua própria velocidade para aproximadamente a velocidade de propagação dessas ondas Alfvén ([Kulsrud e Pearce, 1969](#); [Skillington, 1971](#); [Zweibel, 2012](#)). Todo esse processo operaria em uma escala de tempo da ordem de trinta anos, comparativamente muito menor que escalas de outros processos que ocorrem em aglomerados ([Wiener et al., 2016](#)).

Os fluxos de raios cósmicos também poderiam explicar a autorregulação do *feedback* do AGN. No processo, os raios cósmicos são injetados no gás pelo AGN central, aquecendo o gás. O gás quente para então de alimentar o AGN, fazendo que o fluxo de raios cósmicos fique mais rarefeito. Consequentemente, o resfriamento radiativo volta a predominar. O gás resfria e volta a abastecer o AGN, aumentando o fluxo de raios cósmicos e reiniciando o processo.

Para que todo o processo seja suficiente para explicar o aquecimento do gás, é necessário que a escala de tempo de aquecimento seja compatível com a escala temporal de processos dinâmicos. Isso ocorreria para uma velocidade Alfvén da ordem de $v_A = 200 \text{ km s}^{-1}$, compatível com uma campo magnético de $10\mu \text{ G}$ e densidade eletrônica $n_e = 0.01 \text{ cm}^{-3}$, condição observada em diversos aglomerados *cool core* (Jacob e Pfrommer, 2016a). Em contrapartida, a interação dos raios cósmicos com o ambiente deveria produzir decaimento de píons em elétrons e fótons, que poderiam ser observados em rádio e raios- γ , respectivamente. No entanto, essas partículas são observadas em apenas um tipo de aglomerado *cool core*, aqueles que não hospedam mini-halos de rádio ⁴. Naqueles que os hospedam, as observações são conflitantes, mostrando que novamente a solução de aquecimento por raios cósmicos não pode ser generalizada como solução final para o equilíbrio de todos os aglomerados *cool core* (Jacob e Pfrommer, 2016b).

1.2.5 Choques dissipativos

O modelo em que choques dissipativos no gás seriam os responsáveis pelo aquecimento do gás do ICM foi proposto primeiramente por Dopita (1994). Ele se estabelece sob a ideia de absorção mecânica da energia, se contrapondo à hipótese de fotoionização devido a uma fonte central. A fonte dessa energia mecânica poderia ser tanto as turbulências das nuvens devido ao potencial galáctico ou mesmo a deposição direta de energia devido aos jatos relativísticos (Bicknell et al., 1990). As colisões turbulentas das nuvens gerariam choques rápidos, enquanto choques lentos seriam gerados no seu interior devido à própria movimentação. Ao propor o modelo, Dopita (1994) destaca que essa solução, apesar de

⁴ Mini-halos são fontes difusas e amorfas de rádio, cujos espectros diferem de outras emissões rádio por possuírem uma inclinação mais acentuada e serem bastante concentrados na região central (seu tamanho não excede 500 kpc). São observados nas regiões centrais de alguns aglomerados de galáxias, não estando, no entanto, diretamente conectados às bolhas de rádio oriundas da BCG. (Gitti, 2016)

coerente em alguns casos de aglomerados *cool core*, tende a ser uma solução aplicável a casos específicos. Por outro lado, Mathews et al. (2006) refuta essa conclusão ao propor que a ideia de aquecimento por choque não seria aplicável a nenhum aglomerado, alegando que esse processo não poderia ser dominante, pois segundo seu modelo a onda de choque dissiparia a maior parte da sua energia na região central e em poucos anos o perfil de temperatura ficaria plano, fato oposto ao observado (e.g. Allen et al., 2001).

Porém, a ideia de aquecimento por choques foi revisitada por Graham et al. (2008b), sob argumentação de que os resultados obtidos por Mathews et al. (2006) são insuficientes para explicar toda a complexidade envolvida no modelo, uma vez que suas simulações são feitas em apenas uma dimensão. Eles argumentam que o fato de choques fracos (denominados *ripples*) serem observados em aglomerados (e.g. Graham et al., 2008a; Zhuravleva et al., 2016) são um indicativo que eles podem ter um papel importante no equilíbrio do ICM. Além disso, Graham et al. (2008b) mostram que no caso do aglomerado de Perseus a energia fornecida pelas ondas de choque, 10^{45} erg s⁻¹, seria suficiente para aquecer o gás.

Posteriormente, Farage et al. (2010) mostraram que os filamentos ao redor da galáxia NCG 4696, a BCG do aglomerado de Centauro, poderiam ter suas linhas de emissão explicadas por choques, no caso, devido a uma recente interação ou fusão com outro aglomerado. O mesmo acontece no grupo de galáxias NGC 5813 observado com imagens profundas do *Chandra* por Randall et al. (2015), onde eles concluem que o aquecimento por choques poderia ter um papel fundamental no *feedback* de AGN para pequenos raios.

Dessa forma, a despeito das ressalvas iniciais, o aquecimento por choques dissipativos é uma alternativa que pode ter um papel importante em alguns aglomerados *cool core*.

Agora que os principais mecanismos de aquecimento foram apresentados, vamos analisar o problema do ponto de vista de aglomerados onde esses modelos são testados. Dentre os aglomerados que se destacam como *cool-core*, um dos exemplos mais notáveis é Perseus (Abel 426), reproduzido em diversos comprimentos de onda na Figura 1.2. Sua galáxia dominante é NGC 1275, localizada a $z=0.017$, e a massa total estimada para o aglomerado é $\sim 10^{15}M_{\odot}$ (Fabian et al., 2011). Na seção seguinte, esse objeto será tratado em maiores detalhes, ilustrando as teorias apresentadas nesta seção.

1.3 O Aglomerado de Perseus

De certa maneira, os estudos sistemáticos desse objeto estão entrelaçados com o desenvolvimento da própria teoria dos *cool core*, já que ele reúne características que o tornam um excelente laboratório para testar mecanismos de aquecimento que equilibram o *cooling flow*. Dentre tais características, destacamos:

- relativamente próximo
- um dos mais brilhantes aglomerados conhecidos em raios-X (e.g. [Forman, 1973](#); [Fabian e Sanders, 2007](#))
- ter um *cool core* relativamente intenso ($\sim 10^{44}$ erg s⁻¹, com um *cooling flow* esperado da ordem de 100 M_⊙ por ano)
- possuir uma extensa estrutura filamentar ao redor da BCG

A primeira vez que a emissão atípica da galáxia central do aglomerado de Perseus chamou a atenção dos pesquisadores foi ainda nos anos 1930, quando [Hubble e Humason \(1931\)](#), ao analisarem o índice de cor de inúmeras nebulosas - como eram denominadas as galáxias na época - destacaram NGC 1275 por ter uma cor azul atípica quando comparada às galáxias centrais de outros aglomerados. Nas décadas seguintes, muita especulação foi feita a respeito da natureza da emissão proveniente desta galáxia. Vários trabalhos (e.g. [Burbidge et al., 1963](#); [Burbidge e Burbidge, 1965](#)) apontavam um fenômeno explosivo, como uma colisão entre galáxias, como responsável pelas emissões observadas. Tais conclusões eram sustentadas pelas observações realizadas por [Lynds \(1970\)](#), o qual utilizou filtros H α , fazendo despontar toda a estrutura filamentar ao redor da BCG (Figura 1.2a).

Ao longo dos anos, mais imagens ópticas foram obtidas (e.g. [Hu et al., 1983](#); [Conselice et al., 2001](#)), ficando a galáxia central cada vez mais famosa pela sua estrutura filamentar constituída de gás, poeira e estrelas jovens. As descobertas no óptico motivaram observações em outros comprimentos de onda (e.g. [Salome e Combes, 2006](#); [Fabian et al., 2011](#); [Tremblay et al., 2015](#)), principalmente em raios-X, fazendo do aglomerado de Perseus um dos objetos mais observados pelo Telescópio *Chandra*, totalizando quase 10⁶ segundos de exposição. Também foram observados diversos fenômenos em rádio, como a

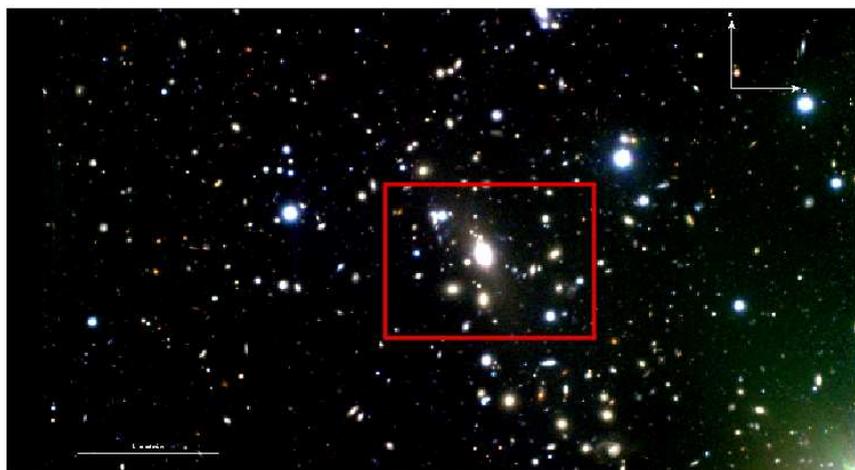
formação de um lóbulo de rádio, consequência de um poderoso AGN na região central. Observações dos filamentos em volta da BCG confirmaram a associação do CO com a emissão em $H\alpha$, tanto espacial quanto cinematicamente (Salomé e Combes, 2006); observa-se além disso a presença de uma grande quantidade de gás frio nos filamentos externos (Salomé et al., 2008). Essas observações são consistentes com a interpretação de que o gás do ICM está sendo comprimido e, ao menos parcialmente, resfriado. Tem-se também buscado em Perseus uma associação entre os filamentos e o AGN central; as complexas estruturas em raios-X podem ser o indicativo de uma assinatura da interação do núcleo ativo com o gás (e.g. Churazov et al., 2003).

Todas as teorias apresentadas na Seção 1.2 foram testadas no aglomerado de Perseus, sendo que nenhuma (até o momento) foi suficiente para explicar o problema do *cooling flow* neste aglomerado. Os trabalhos mais recentes sobre este aglomerado utilizam dados do satélite em raios-X Hitomi (Hitomi Collaboration, 2016), disponibilizados em julho de 2016. Fabian et al. (2017) sugerem que os dados fornecidos pelo telescópio estão de acordo com uma nova teoria de transporte de energia através de ondas sonoras, já que a velocidade do som no ICM $v_s \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$ é compatível com o valor necessário para equilibrar o *cooling flow*, 700 km s^{-1} . Por outro lado, Hillel e Soker (2017) concluíram que as mesmas observações são compatíveis com simulações que propõem vórtices gerados por jatos dentro das bolhas como o mecanismo de transferência de energia. Novamente, os resultados recentes estão longe de serem conclusivos, gerando mais debate no problema do *cooling flow* do aglomerado de Perseus e, conseqüentemente, no problema de *cooling flow* como um todo.

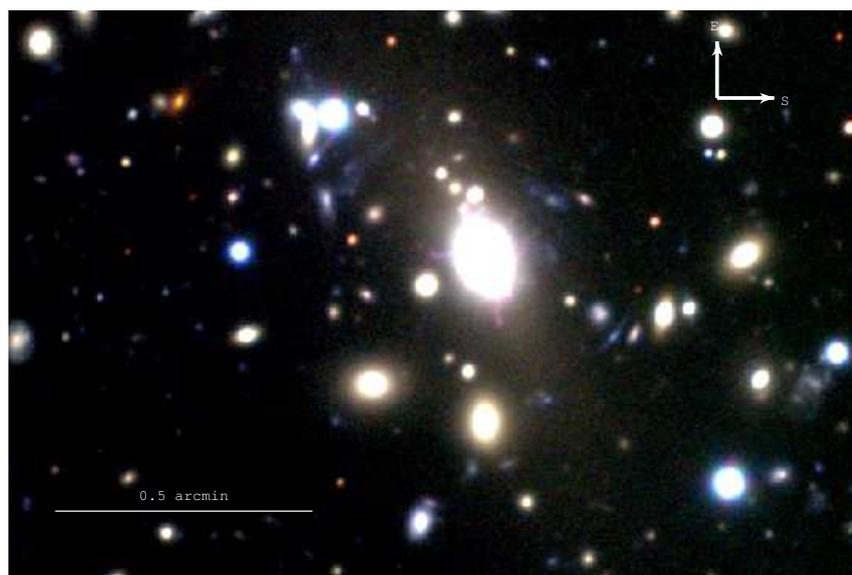
1.4 O Aglomerado RXC J1504-0248

Um outro exemplo interessante de aglomerado *cool-core* é o RX1504 (Figura 1.4), localizado no *redshift* $z = 0.2164$. Ele apresenta estruturas filamentosas complexas como Perseus mas, comparativamente, ainda é pouco estudado. Mesmo assim, há trabalhos interessantes que investigam as propriedades deste aglomerado em diversos comprimentos de onda, os quais serão apresentados em maiores detalhes a seguir.

A primeira vez que o aglomerado RX1504 foi notado como um caso extremo de *cool core* foi no trabalho de Böhringer et al. (2005). O potencial do objeto, que apresentava



(a)



(b)

Figura 1.4: Imagens coloridas do aglomerado RX1504, produzidas com os dados ópticos do telescópio Gemini Sul. Na imagem superior, tem-se uma visão geral do aglomerado, enquanto na inferior a região central, delimitada pelo retângulo vermelho, é ampliada de forma a tornar mais nítida a visualização dos proeminentes filamentos.

características interessantes ao mesmo tempo em que se encontra em um *redshift* mais próximo do que outros aglomerados com propriedades semelhantes, motivou o pedido de tempo no *Chandra*. Com quase 3.7h de observação, foi obtida uma luminosidade em raios-X de $L_x = 2.3 \times 10^{45} \text{ h}_{70}^{-1} \text{ ergs s}^{-1}$ na banda 0.1 – 2.4 keV, resultando numa luminosidade bolométrica de $L_x = 4.3 \times 10^{45} \text{ h}_{70}^{-1} \text{ ergs s}^{-1}$. Esse resultado faz do aglomerado RX1504 o terceiro mais luminoso, em raios-X, do catálogo REFLEX (na sigla em inglês, *ROSAT-ESO Flux Limited X-ray Survey*, (Böhringer et al., 2004)).

Neste mesmo trabalho, Böhringer et al. (2005) obtiveram um perfil de massa do aglomerado, partindo de hipóteses de equilíbrio hidrostático e simetria esférica. Para tanto, eles usam a relação de Ettori (2000), reproduzida na equação 1.2 abaixo:

$$M_{tot} = \frac{r^2}{\mu m_p G \rho_{gas}} \frac{d(T_{cool} \rho_{cool} + T_{amb} \rho_{amb})}{dr} \quad (1.2)$$

onde os parâmetros $T_{cool} \rho_{cool}$ e $T_{amb} \rho_{amb}$ (parâmetros do resfriamento e do ambiente) são definidos a partir da fronteira onde $r = r_{cool}$, ou seja, a região onde uma fase fria sobrepõe-se ao gás difuso ao redor. O resultado final foi $1.8_{-0.28}^{+0.35} \times 10^{15} \text{ h}_{70}^{-1} \text{ M}_{\odot}$ num raio de $3 \text{ h}_{70}^{-1} \text{ Mpc}$. Para $r_{200} = 2.3 \text{ Mpc}$ eles encontraram uma massa de $1.5 \times 10^{15} \text{ h}_{70}^{-1} \text{ M}_{\odot}$. Novamente, esses resultados destacam as peculiaridades do aglomerado RX1504, colocando-o entre os mais massivos conhecidos neste *redshift*.

Continuando sua análise, Böhringer et al. (2005) usaram um modelo clássico de *cooling flow* para entender os processos físicos que estariam acontecendo no núcleo do aglomerado, obtendo taxas de deposição de massa entre 1400 e 2900 $\text{M}_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, a segunda maior taxa conhecida, comparável à do aglomerado recordista RXC J1347-1144, localizado em $z = 0.45$, que possui uma estimativa de deposição de massa de 3000 $\text{M}_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (Hlavacek-Larrondo e Fabian, 2011).

Para entender melhor a relação entre o gás e a galáxia central, Ogrian et al. (2010) focaram seus estudos do aglomerado RX1504 na BCG e galáxias próximas a ela. Eles utilizaram dados de imageamento espectroscópico do *XXM-Newton* e espectroscopia IFU do VLT/VIMOS. A BCG apresentou espectro diferente quando comparado à seis galáxias próximas: enquanto estas eram mais vermelhas em $B - R$ e possuíam alto valor de D4000, típico de galáxias elípticas, a BCG apresentava uma coloração $B - R$ mais azulada e um baixo valor de D4000. Conjuntamente com a presença de fortes linhas de emissão, esse

resultado sugere que a BCG possui uma fonte forte de emissão ultravioleta. A partir da relação Massa-Luminosidade de [Cappellari et al. \(2006\)](#), obteve-se uma massa estelar da ordem de $10^{12} M_{\odot}$, que pode estar subestimada devido à limitações na observação ([Ogrea et al., 2010](#)).

Adicionalmente, [Ogrea et al. \(2010\)](#) calcularam a taxa de deposição de massa a partir de espectros obtidos com os instrumentos RGS e EPIC, do XMM-Newton. Os valores obtidos foram $68_{-56}^{+57} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ para o EPIC e $78_{-19}^{+26} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ para o RGS. Os limites superiores dentro de 3σ foram 156 e $239 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, respectivamente. Esses valores são uma ordem de grandeza inferiores à taxa de deposição esperada num modelo clássico de *cooling flow* ([Fabian e Nulsen, 1977](#)), implicando na existência de um mecanismo de aquecimento que reduza o resfriamento do gás em 90%. Analisando as linhas de emissão ao longo de um diagrama de diagnóstico do tipo BPT ([Baldwin et al., 1981](#)), eles concluíram que o aquecimento por radiação ultravioleta oriunda de estrelas jovens é uma fonte de ionização plausível, mas sozinha não é suficiente para explicar o fenômeno observado de modo que alguma fonte de ionização extra deve estar presente (e.g. [Sabra et al., 2000](#); [Hatch et al., 2007](#)).

Outra característica já investigada no aglomerado RX1504 é a emissão central em rádio. Em alguns aglomerados *cool core*, a radiogaláxia central encontra-se envolta por uma fraca emissão difusa em rádio, diferente de outras emissões típicas, como lóbulos. Esse é um fenômeno raro e ainda não completamente explicado, conhecido como mini-halo, sendo poucos casos conhecidos até hoje (~ 20), apesar de extensa procura ([Giacintucci et al., 2014](#)). [Giacintucci et al. \(2011\)](#) identificaram a presença de um mini-halo no aglomerado RX1504 através de observações em 327 MHz com o GMRT (*Giant Metrewave Radio Telescope*, na sigla em inglês) e 1.46 GHz com o VLA (*Very Large Array*, na sigla em inglês). A Figura 1.5 reproduz o principal resultado do trabalho, sobrepondo os contornos rádio ao mapa de temperatura em raios-X obtido com o *Chandra*, mostrando o mini-halo com um raio de ~ 140 kpc confinado na região central do *cool core*. A figura também destaca o *cool core*, uma vez que a temperatura do gás cai para apenas ~ 4 keV na região central. Analisando em detalhes os mapas do *Chandra*, eles também identificaram duas frentes frias ⁵, o que sugere o *sloshing* do gás. [Bravi et al. \(2015\)](#) investigaram a relação entre

⁵ Uma frente fria consiste numa região mais fria comparada com o redor mais quente ([Markevitch,](#)

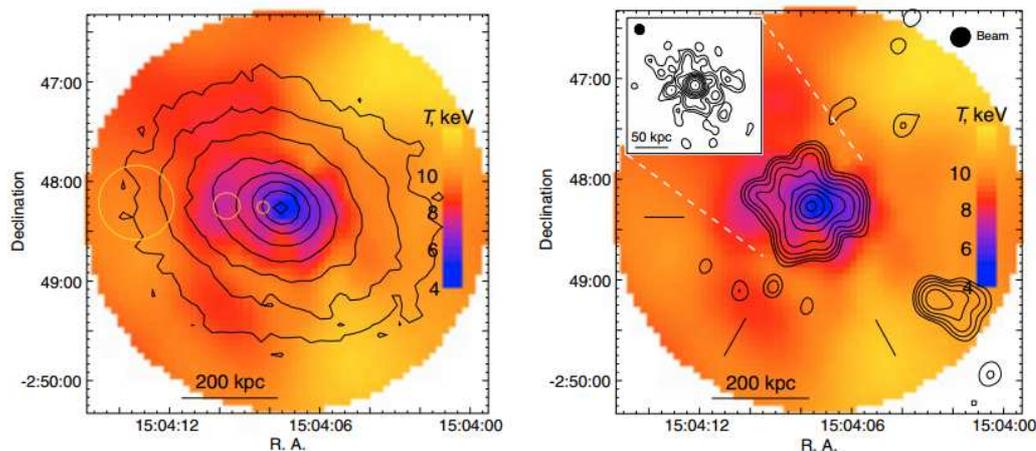


Figura 1.5: Mapas da temperatura do gás em raios-X obtidos com o *Chandra*. A figura da esquerda destaca o mapa de temperatura, enquanto à direita temos os contornos do mini-halo sobrepostos a ele. A queda de temperatura na região central destaca o *cool core* e o tamanho do mini-halo, ~ 140 kpc é compatível com o raio de resfriamento calculado por Böhringer et al. (2005). Extraído de Giacintucci et al. (2011).

aglomerados *cool core* e a presença de mini-halos em uma amostra que continha todos os aglomerados com mini-halos identificados até agora, tentando investigar a possibilidade uma origem comum para os dois fenômenos e mostraram que do ponto de vista energético tal origem é viável. No entanto, a física desse processo ainda não é bem conhecida e são necessários mais estudos para entender a possível relação entre *cool cores* e mini-halos.

Com o objetivo de estudar a dinâmica do aglomerado RX1504, Zhang et al. (2012) revisitaram os dados analisados por Ogorean et al. (2010), acrescidos de fotometria do WFI (*Wide Field Imager*, na sigla em inglês, instrumento montado no Telescópio *Max Planck Gesellschaft*, no ESO em La Silla). Com os dados em raios-X foi possível determinar a distribuição de massa utilizando o método hidrostático, semelhante à análise de Böhringer et al. (2005). Eles também possuíam dados fotométricos que permitiram separar os grupos de galáxias membro a partir de sua cor. Com os dados espectroscópicos de algumas dessas galáxias, eles estimaram a massa de maneira independente através da análise dinâmica. Os resultados obtidos por Zhang et al. (2012) são mostrados na Tabela 1.1. As massas obtidas por diversos métodos concordam entre si e também são compatíveis com o resultado obtido no trabalho de Böhringer et al. (2005). Por fim, Zhang et al. (2012) identificaram um grupo

de galáxias de alta velocidade na região sudeste; possivelmente um resquício de fusão com outra estrutura no passado. No entanto, apesar da presença desse grupo, o aglomerado RX1504 apresenta todas as características de um aglomerado completamente relaxado.

Tabela 1.1 - Propriedades em raios-X e massa do aglomerado RXC J1504-0248, obtidos por [Zhang et al. \(2012\)](#). Com os dados do XMM-Newton, a massa foi estimada a partir do método hidrostático. Já a espectroscopia óptica utilizando dados do VLT/VIMOS permitiu a análise da massa dinâmica, onde as informações fotométricas oriundas do WFI contribuíram para a separação das galáxias membro em grupos dependendo de sua cor. A cosmologia adotada foi $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\lambda = 0.7$ e $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$

Propriedades em raios-X	
$r_{500}^{H.E.}$	$1.18 \pm 0.03 \text{ Mpc}$
$M_{500}^{H.E.}$	$5.81 \pm 0.49 \times 10^{14} M_\odot$
$r_{200}^{H.E.}$	$1.76 \pm 0.05 \text{ Mpc}$
$M_{200}^{H.E.}$	$7.65 \pm 0.65 \times 10^{14} M_\odot$
c_{500}	2.93 ± 0.14
$M_{gas,500}(\leq r_{500}^{H.E.})$	$0.907 \pm 0.051 \times 10^{14} M_\odot$
$f_{gas,500}(\leq r_{500}^{H.E.})$	0.156 ± 0.015
$T_{(0.2-0.5)} r_{500}^{H.E.}$	$7.25 \pm 0.13 \text{ keV}$
$L_{incc}/0.1-2.4 \text{ KeV}, 500(\leq r_{500}^{H.E.})$	$2.13 \pm 0.04 \times 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$
$L_{cocc}/0.1-2.4 \text{ KeV}, 500(\leq r_{500}^{H.E.})$	$0.61 \pm 0.04 \times 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$
$L_{incc}/bol, 500(\leq r_{500}^{H.E.})$	$5.48 \pm 0.11 \times 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$
$L_{cocc}/bol, 500(\leq r_{500}^{H.E.})$	$1.56 \pm 0.11 \times 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$
Propriedades com espectroscopia óptica de todos os 53 membros	
$r_{500}^{caustic}$	$1.06 \pm 0.04 \text{ Mpc}$
$M_{500}^{caustic}$	$4.17 \pm 0.42 \times 10^{14} M_\odot$
$r_{200}^{caustic}$	$1.66 \pm 0.06 \text{ Mpc}$
$M_{200}^{caustic}$	$6.43 \pm 0.65 \times 10^{14} M_\odot$
$M^{caustic}(\leq r_{H.E.}/500)$	$4.66 \pm 0.47 \times 10^{14}$
σ_{53m}	$1132 \pm 94 \text{ km s}^{-1}$
$r_{550,53m}^{B06}$	$1.217 \pm 0.109 \text{ Mpc}$
$M_{550,53m}^{B06}$	$6.355 \pm 1.711 \times 10^{14} M_\odot$
Propriedades com espectroscopia óptica de todos os 48 membros, excluindo o grupo com alta velocidade	
σ_{48m}	$1079 \pm 97 \text{ km s}^{-1}$
$r_{550,48m}^{B06}$	$1.157 \pm 0.111 \text{ Mpc}$
$M_{550,48m}^{B06}$	$5.452 \pm 1.573 \times 10^{14} M_\odot$
Propriedades com espectroscopia óptica de todos os 29 membros azuis	

σ_{blue}	$1170 \pm 125 \text{ km s}^{-1}$
$r_{550,blue}^{B06}$	$1.260 \pm 0.141 \text{ Mpc}$
$M_{550,blue}^{B06}$	$7.057 \pm 2.373 \times 10^{14} M_{\odot}$
Propriedades com espectroscopia óptica de todos os 24 membros vermelhos	
σ_{red}	$1096 \pm 156 \text{ km s}^{-1}$
$r_{550,red}^{B06}$	$1.175 \pm 0.172 \text{ Mpc}$
$M_{550,red}^{B06}$	$5.722 \pm 2.517 \times 10^{14} M_{\odot}$

No trabalho de mestrado de Soja (2011), o estado dinâmico do aglomerado foi novamente estudado, agora a partir da comparação da distribuição de massa construída a partir da técnica de lentes gravitacionais fracas com a distribuição da emissão em raios-X e das galáxias a partir de suas luminosidades. Para tanto, foram utilizadas imagens do aglomerado obtidas em 2009A com o Telescópio Gemini Sul nas bandas g' , r' e i' . A comparação entre essas distribuições pode ser vista na Figura 1.6. Nos mapas destacam-se o centro das distribuições, coincidente com a localização da galáxia mais brilhante (BCG) e uma alongação na direção SW, coincidente com aquela observada por Zhang et al. (2012).

Neste trabalho também foi determinada a massa do aglomerado através do método de lentes gravitacionais fracas, obtendo-se uma massa de $\sim 1.3 \pm 0.6 \times 10^{15} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ dentro de $3 h_{70}$ Mpc.

Um dos resultados mais recentes sobre o aglomerado RX1504 envolve a análise da emissão ultravioleta ao longo dos filamentos. Tremblay et al. (2015) realizaram um estudo envolvendo a região central de dezesseis aglomerados do tipo *cool core* relativamente próximos ($z \leq 0.3$), estando o RX1504 nesta amostra. Eles utilizaram imagens novas do Telescópio Espacial Hubble (HST) no ultravioleta para realizar sua análise. Considerando as diferentes distâncias e escalas evolutivas, a amostra por eles selecionadas poderia ser considerada como diferentes estágios de aglomerados *cool core* ao longo de sua evolução. Praticamente metade da amostra continha gás na forma de filamentos ao redor da BCG, cujos tamanhos eram da ordem de quiloparsecs. Alguns deles se mostraram diretamente correlacionados a jatos ou bolhas em raios-X, enquanto outros (incluindo neste segundo grupo o RX1504) não mostraram nenhuma correlação espacial com outras formas de emissão, permanecendo misteriosos os mecanismos que as dirigem.

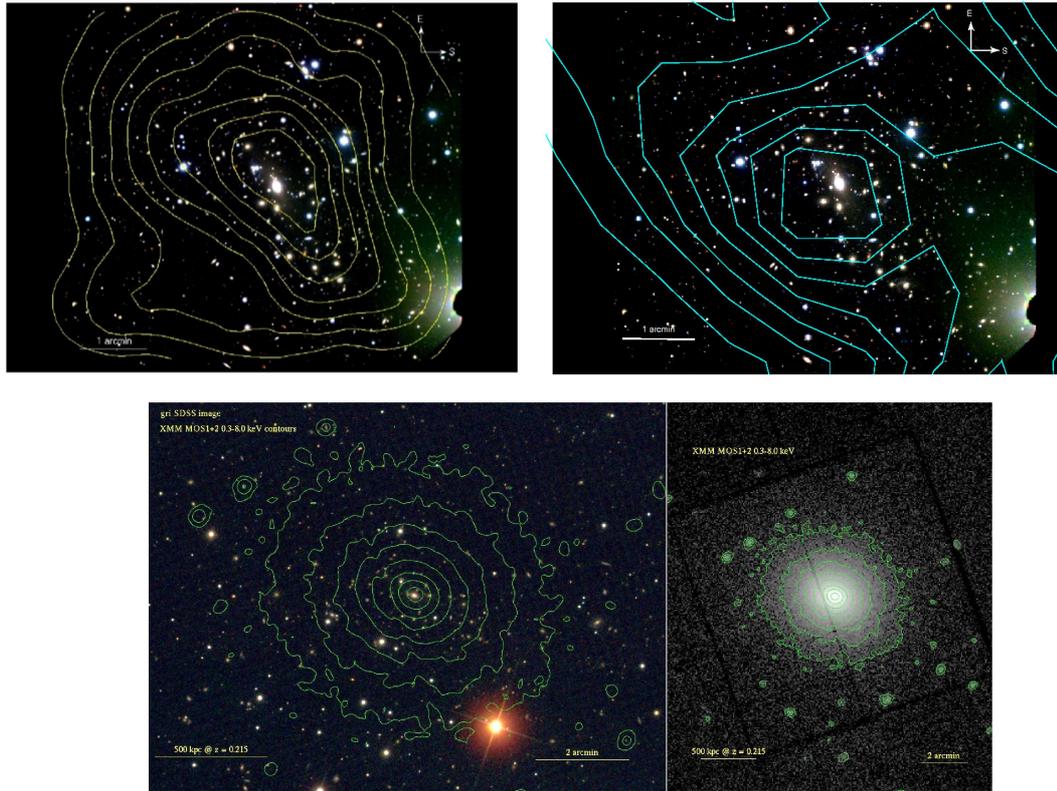


Figura 1.6: Mapas dos contornos de luminosidade (superior esquerdo), massa (superior direito) e emissão em raios-X sobrepostos à imagem óptica do aglomerado de galáxias RXC J1504 0248. Extraído de [Soja \(2011\)](#).

Usando os mesmos dados de [Tremblay et al. \(2015\)](#), [Mittal et al. \(2015\)](#) fizeram um extenso trabalho com o objetivo de analisar as características da formação estelar em regiões centrais de dez aglomerados *cool core*, novamente estando incluso nessa amostra o RX1504. Para estudar a história de formação estelar eles usaram a síntese de populações estelares. O modelo consiste na combinação entre uma população estelar velha definida para cada aglomerado e séries de populações novas combinadas. Com sua análise, eles obtiveram taxas de formação estelar sistematicamente menores quando comparadas a outros valores disponíveis na literatura. Para o RX1504 o valor encontrado, $67^{+49}_{-27} h_{71}^{-1} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ é bastante inferior à média das estimativas obtidas por [Ogrea et al. \(2010\)](#), $237 \pm 92 h_{71}^{-1} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$. Essa estimativa de deposição de massa inferior aos valores antes encontrados torna a diferença com as taxas de deposição de massa do *cool core* clássico mais acentuada, destacando a necessidade de encontrar fontes de aquecimento que supram

esta discrepância. Eles também dividiram os aglomerados da amostra entre aqueles que requeriam uma formação estelar contínua (incluindo-se neste grupo o RX1504) e aqueles que eram ajustados por uma formação estelar periódica dividida em intervalos de 20 a 200 Mega anos. Essa escala de tempo é similar ao tempo de resfriamento do ICM na região central de aglomerados ($< 5\text{kpc}$) e pode mostrar uma correlação entre os dois fenômenos. Por outro lado, aglomerados onde a formação estelar é preferencialmente contínua podem ser regulados por mecanismos físicos diversos.

Por fim, [Jacob e Pfrommer \(2016a\)](#) e [Jacob e Pfrommer \(2016b\)](#) exploraram a possibilidade do aquecimento do ICM ser devido à interação com raios cósmicos, numa amostra de aglomerados *cool core* que continha o RX1504 entre eles. Suas conclusões apontam que o aquecimento via esse mecanismo é uma alternativa plausível, no entanto, a contrapartida esperada, no caso, observação de emissões em rádio e raios- γ só é verificada naqueles aglomerados que não possuem um mini-halo de rádio. Como o RX1504 possui um notável mini-halo, a alternativa de aquecimento através de raios cósmicos não é uma alternativa plausível, deixando o problema ainda em aberto.

Assim, conforme exposto até aqui, o problema da fonte de aquecimento que regula o ICM em aglomerados *cool core* permanece em aberto. Particularmente, no caso do aglomerado RX1504 alguns mecanismos foram propostos e analisados mas o problema permanece em aberto.

1.5 Objetivos

Dada a grande discrepância entre a deposição de massa prevista ($\sim 1000M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$) e a observada ($\sim 60M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, [Ogrea et al., 2010](#)) fica evidente que o aglomerado RX1504 é um laboratório interessante para o estudo de mecanismos de regulação de *cooling flow*.

O objetivo principal desse trabalho é estudar a natureza do gás que compõe os filamentos ao redor da BCG do RX1504 através de suas linhas de emissão no óptico e correlacionar as conclusões obtidas com as teorias de aquecimento discutidas na literatura, bem como com os resultados obtidos até agora para esse aglomerado.

Para tanto, dispomos de longas exposições no Telescópio Gemini Sul, no óptico, com espectroscopia da BCG e de um dos filamentos principais ao seu redor (selecionado por ter contrapartida no UV, [Tremblay et al. \(2015\)](#)). Desde os anos 90 é conhecido que

a análise das linhas de emissão do gás é uma poderosa ferramenta para determinar as propriedades do gás em aglomerados *cool core* (Donahue et al., 2007), de maneira que em nosso estudo esperamos que a análise da emissão proveniente do gás filamentar nos proporcione informações a respeito da fonte de ionização principal do mesmo.

Paralelamente, no trabalho de Soja (2011) foram identificadas duas imagens de galáxias bastante semelhantes e alinhadas com a região central do aglomerado. Tal configuração nos fez identificar essas imagens como candidatas à imagem dupla de um arco gravitacional, motivando o *follow up* espectroscópico destes objetos e também de outras galáxias do campo. Assim foi estabelecido como segundo objetivo desta tese a análise da massa do aglomerado através do Teorema do Virial (análise dinâmica) e da técnica de lentes fracas e fortes combinadas, caso o arco gravitacional se confirmasse.

1.6 Resumo dos capítulos

A organização desta tese segue a ordem descrita a seguir.

No segundo capítulo encontram-se descritos os dados ópticos obtidos com o Telescópio Gemini Sul e o procedimento de redução e análise dos mesmos. No terceiro capítulo apresentamos a determinação de massa do RX1504 via análise dinâmica e lentes gravitacionais fracas e fortes. No capítulo seguinte são apresentados e discutidos os resultados da análise das linhas de emissão do gás filamentar e por fim, no último capítulo, apresentamos um resumo das conclusões obtidas com esse trabalho, bem como as perspectivas de continuidade que elas proporcionam.

Ao longo deste trabalho, nós utilizamos os parâmetros cosmológicos $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$ e $H_0 = 70 h_{70} \text{ km s}^{-1} \text{ Mp}^{-1}$. Essas constantes resultam numa distância de luminosidade $d_L = 1063.5 \text{ Mpc}$ e uma escala de 3.5 kpc/arcsec para o $z = 0.2164$, o *redshift* do aglomerado.

Base de Dados

Para nosso estudo do aglomerado RXC J1504-0248 na região do óptico, foram utilizados dois conjuntos de dados, ambos obtidos com o Telescópio Gemini Sul. O primeiro conjunto consiste no imageamento do campo do aglomerado, centrado na BCG, em 3 bandas fotométricas, enquanto o segundo resume-se à obtenção de espectros da BCG, de dois arcos gravitacionais ao redor dela e de algumas galáxias deste campo. Neste capítulo, as observações espectroscópicas serão apresentadas em detalhes, bem como os respectivos tratamentos realizados. As observações fotométricas são discutidas mais profundamente em Soja (2011)¹, enquanto aqui apresentaremos apenas um resumo.

2.1 Fotometria

Para a análise de lentes gravitacionais fracas são necessárias imagens nítidas (*seeing* < 1.0 arcsec) em várias bandas, suficientemente profundas para que uma grande quantidade de galáxias de fundo seja detectada. Com o objetivo de satisfazer essas exigências, foram obtidas imagens da região central do aglomerado nas bandas g' , r' e i' do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS, Fukugita et al., 1996), com o detector GMOS do Telescópio Gemini Sul (GS-2009A-Q-5; PI: L. Sodré). As imagens foram reduzidas utilizando o pacote GMOS, disponível no ambiente IRAF. Cada banda contou com três exposições de 200 segundos, resultando em um *seeing* de 0.78, 0.65 e 0.81 arcsec para as imagens em g' , r' and i' , respectivamente.

Através do *software* SExtractor (SE, Bertin e Arnouts, 1996) e usando a imagem

¹ A dissertação de mestrado está disponível no endereço: <http://www.teses.usp.br/teses/disponiveis/14/14131/tde-09082013-084747/pt-br.php>.

na banda r' como referência, construímos um catálogo para os objetos do campo, onde a magnitude foi determinada a partir do parâmetro magAUTO do SE. Para classificar os objetos deste catálogo entre estrelas e galáxias foi realizada uma análise combinada, utilizando o parâmetro de estelaridade CS ² e a FWHM (*full width at half maximum*, na sigla em inglês). Esse tipo de abordagem é útil para evitar contaminações, uma vez que usa dois estimadores independentes. Nossa análise resultou em objetos com $\text{FWHM} < 0.73$ arcsec e $\text{CS} > 0.7$ classificados como estrelas (82 no total), aqueles com $\text{FWHM} > 0.73$ arcsec e $\text{CS} > 0.7$ foram classificados como galáxias (1216 objetos) e os demais foram descartados da amostra.

De posse do catálogo, foi iniciada a calibração fotométrica, que se deu através da comparação com a base de dados do SDSS, onde encontramos 172 galáxias do nosso campo, compreendidas entre $226.00210 < \text{RA} < 226.03321$ e $-2.8514 < \text{Dec} < -2.8050$ (JD2000). Para minimizar os erros, selecionamos apenas as galáxias com erros fotométricos instrumentais do SE menores que 0.1 em todas as bandas e aplicamos a calibração para as demais galáxias do campo. Os erros encontrados foram 0.01, 0.011 e 0.007 para as bandas g' , r' e i' , respectivamente.

Por fim, estimamos a magnitude limite da amostra a partir do número de objetos em função da magnitude. É esperado que mais objetos sejam observados conforme mais profunda seja a imagem, ou seja, a magnitude onde a quantidade de galáxias começa a decrescer delimita o ponto em que a amostra já não está mais completa. Denominamos esta magnitude de magnitude limite. Com essa metodologia, nós encontramos os limites de 24.50 ± 0.02 , 24.00 ± 0.04 e 23.50 ± 0.04 para as bandas g' , r' and i' , respectivamente, valores compatíveis com aqueles obtidos em outros trabalhos com o Gemini usando tempos de exposição semelhantes (e.g., Carrasco et al., 2007).

Para classificar as galáxias em membros do aglomerado, galáxias de fundo e de frente, nós utilizamos uma análise conjunta de suas posições em diagramas cor-cor e cor-magnitude. Para definir os limites de cada região nesses diagramas, nós contamos com o banco de dados do CFHTLS T0004 (Coupon et al., 2009), que observou 35 graus quadrados do céu nas mesmas bandas fotométricas. Essa análise resultou num catálogo contendo 665

² Para fontes pontuais, como estrelas, são esperados valores de CS próximos a um, enquanto valores próximos a zero indicam que o objeto é extenso.

galáxias classificadas como galáxias de fundo. Para definir o *redshift* fotométrico médio dessa amostra nós também utilizamos a amostra do CFHTLS, obtendo $\bar{z} = 0.80 \pm 0.43$.

2.2 Espectroscopia

Os dados espectroscópicos foram obtidos com o detector GMOS do telescópio Gemini Sul, totalizando 5h de exposição e duas máscaras, utilizando uma rede R400 e fendas com 1.0 arcsec (GS-2010A-Q-26; PI: L. Sodré). Conjuntamente, as duas máscaras forneceram dados de 68 objetos no campo do aglomerado, divididos entre 65 possíveis galáxias, 2 arcos gravitacionais e a BCG. Nossos objetivos com esses dados são:

1. obter um conjunto de galáxias membro do aglomerado selecionadas a partir do *redshift* espectroscópico
2. desenvolver uma análise do gás presente na região filamentar ao redor da BCG do aglomerado
3. obter, se possível, o *redshift* dos arcos gravitacionais

Para atender aos objetivos acima listados, é preciso tratar essas imagens, amenizando ao máximo as interferências causadas pelas assinaturas do instrumento e por efeitos atmosféricos, de forma a se obter espectros corrigidos e calibrados. Enquanto para os primeiro e terceiro objetivos a calibração em comprimento de onda já é suficiente, para o segundo é também necessária a calibração em fluxo e correção dos efeitos de extinção. Além disso, para investigar mais profundamente a região filamentar ao redor da BCG, considerando que nosso objetivo era analisar a distribuição da emissão ao longo da fenda, precisávamos realizar uma redução diferente da padrão.

Dessa maneira, todas as galáxias e os arcos gravitacionais foram reduzidos utilizando-se o pacote de redução `gemini.gmos`, disponível no ambiente IRAF, à exceção da fenda posicionada sobre a BCG e região filamentar, que foi reduzida utilizando-se o pacote `noao.onedspec`, do mesmo ambiente. Os detalhes de cada processamento são apresentados nas seções a seguir.

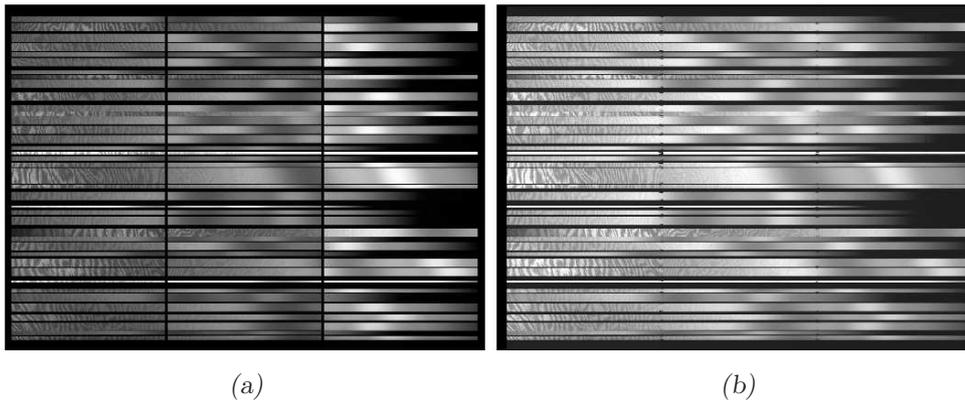


Figura 2.1: Imagem de uma das máscaras antes e depois do processamento do *flat field*.

2.2.1 Processamento dos espectros

Para a redução dos dados de espectroscopia o primeiro procedimento a ser adotado é o tratamento do *flat field*, realizado através da *task gsflat*. O objetivo nessa etapa é normalizar a resposta de cada pixel, através do ajuste de uma função de normalização polinomial. A ordem desse polinômio é determinada interativamente para cada CCD, sendo que na média os resultados obtidos foram 5, 9 e 13. O resultado desse processamento encontra-se exemplificado na Figura 2.1.

A próxima etapa foi o corte de cada espectro em uma imagem individual para cada objeto. Para isso, utiliza-se a *task gscut* e a o arquivo de máscara como referência. No entanto, havia um erro no arquivo principal de máscaras, de forma que o molde não se ajustava aos espectros observados na imagem. Isso resultava em cortes incoerentes, que impossibilitavam a obtenção correta dos espectros, conforme pode ser visto na Figura 2.2.

Uma das opções testadas para tentar corrigir o problema foi identificar um *offset* na direção *y*, que estivesse causando o problema. Após diversas tentativas, chegamos à conclusão de que havia algum problema na imagem da máscara. A solução encontrada foi procurar o arquivo correto no banco de dados que guarda todas as observações do Gemini.

Com este novo arquivo um resultado mais consistente foi obtido, conforme mostrado na Figura 2.3.

O corte dos espectros tanto da imagem contendo os alvos quanto das lâmpadas Cu-Ar (denominadas arcos e utilizadas para calibração) são realizados de forma automática através da *task gsreduce*, que também realiza a subtração do *bias*.

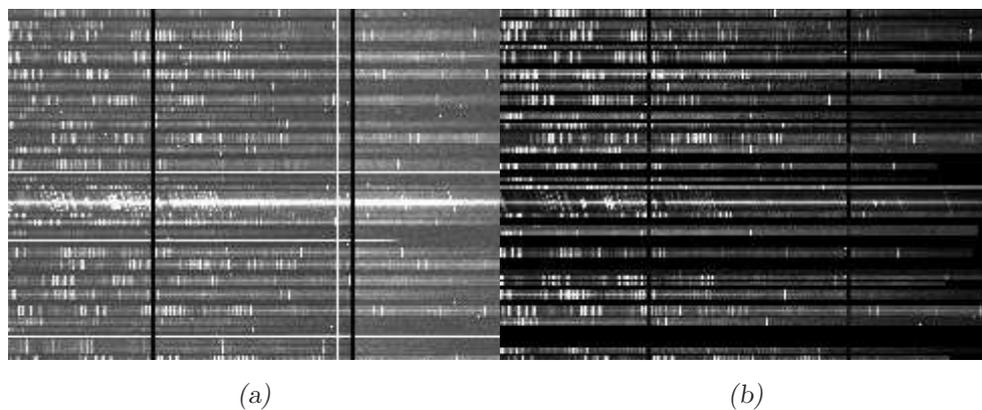


Figura 2.2: Imagem de uma das máscaras antes e depois do corte dos espectros, utilizando o molde incorreto. Comparando as duas figuras percebe-se a discrepância entre as posições dos espectros na imagem inicial, à esquerda, e a imagem após o corte (à direita).

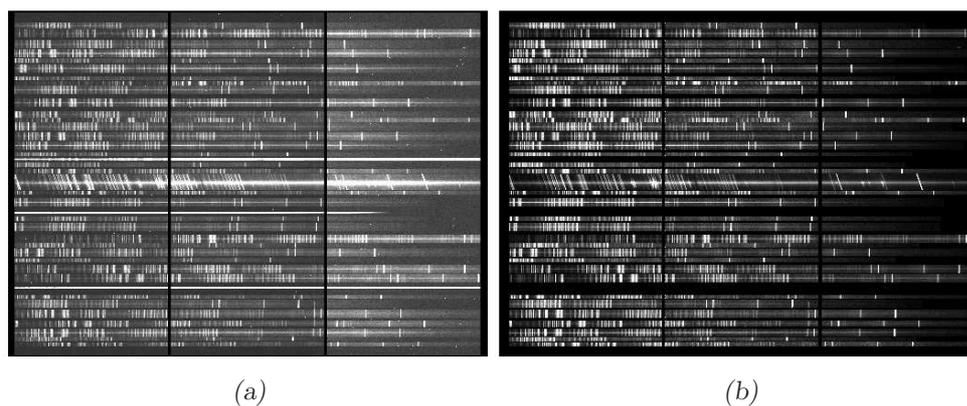


Figura 2.3: Imagem de uma das máscaras antes e depois do corte dos espectros, utilizando o molde correto.

As próximas etapas referem-se à calibração do espectro em comprimento de onda. Primeiramente, utiliza-se o arco para calibrar cada espectro, através da *task gswavelength*. Os resultados obtidos nessa etapa são os parâmetros de entrada da *task gstransform*, que aplica a solução em comprimento de onda encontrada nos arcos nas imagens de ciência.

Ao final dessa etapa, as imagens centradas em cada comprimento de onda (690, 700 e 710 nm) são combinadas, gerando a imagem final de ciência, ilustrada na Figura 2.4.

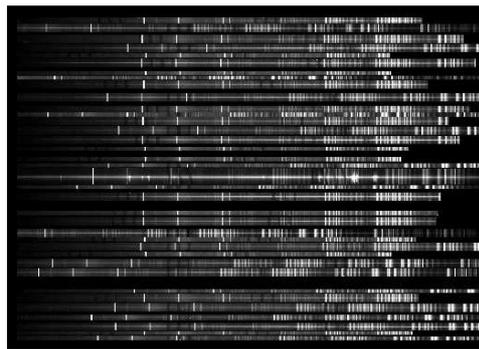


Figura 2.4: Imagem final de ciência para uma das máscaras.

Por fim, utiliza-se a *task gsskysub* para eliminar ao máximo as linhas de céu, causadas pela atmosfera e que interferem no espectro final, conforme representado na Figura 2.5.

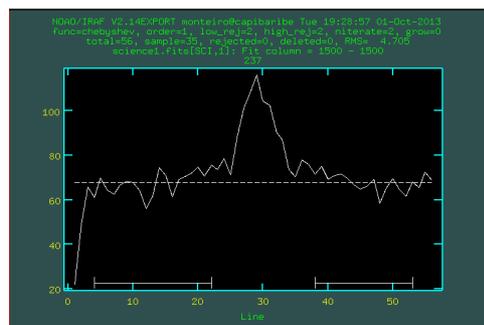


Figura 2.5: Exemplo de uma linha de emissão causada pela atmosfera.

Terminado o tratamento dos dados, aplica-se a *task gsextract* para extrair o espectro final unidimensional de cada alvo.

2.2.2 Determinação do Redshift

Dentre os 65 espectros obtidos, 43 (67 %) possuíam sinal ruído $S/N > 14$, considerado aqui o limite inferior para detecção. Para a determinação do *redshift* de cada um dos objetos selecionados utilizou-se o pacote IRAF RVSAO (Kurtz e Mink, 1998), o qual possui *tasks* específicas para ajustes de linhas de emissão (*emsao*) ou absorção (*xcsao*) às linhas presentes no espectro num dado *redshift*, a partir de um banco de dados.

Após o ajuste, cada espectro foi inspecionado visualmente para aferir se as linhas identificadas pelo programa correspondiam a um espectro típico no dado *redshift*. Para que a identificação fosse considerada satisfatória ao menos três linhas deveriam ter sido identificadas e o parâmetro de qualidade \mathbf{R} fornecido pelo programa deveria ser máximo quando comparado ao de outros possíveis ajustes (Tonry e Davis, 1979). Ao todo, 36 espectros atenderam a esses critérios, resultado correspondente a 82% da amostra com S/N suficiente e 60% da amostra total. A relação de todos os objetos e suas respectivas características são apresentados na Tabela 2.1. É interessante ressaltar que três objetos eram estrelas e foram retirados da amostra.

Tabela 2.1 - Dados espectrais para galáxias no campo do aglomerado RXC 1504-0248. Os objetos destacados com * tiveram seus *redshifts* determinados através de linhas de emissão ($H\alpha$, $H\beta$, e o duplete N[II], S[II]). O símbolo † demarca a BCG.

Observações	R.A.	DEC	S/N	$R_{quality}$	z
GS	225.98820	-2.83871	27.98	2.80	0.21679 ± 0.00101
GS	225.99030	-2.83639	15.68	2.58	0.21233 ± 0.00092
GS	225.99046	-2.79717	58.59	4.99	0.21716 ± 0.00014
GS*	225.99297	-2.80465	14.10	3.04	0.12709 ± 0.00013
GS	225.99420	-2.80742	20.62	2.57	0.13943 ± 0.00039
GS*	225.99568	-2.79738	17.95	3.32	0.12674 ± 0.00016
GS	225.99728	-2.83116	27.85	2.91	0.21789 ± 0.00087
GS	225.99829	-2.76596	20.64	4.22	0.21979 ± 0.00016
GS	225.99985	-2.77387	23.34	3.84	0.21710 ± 0.00013
GS	226.00020	-2.79121	30.51	2.59	0.11392 ± 0.00035
GS	226.00412	-2.75708	34.73	3.98	0.02422 ± 0.00009
GS	226.00528	-2.82123	58.59	3.76	0.21987 ± 0.00080
GS	226.00804	-2.81274	28.13	3.40	0.21695 ± 0.00047
GS	226.01024	-2.75725	35.05	5.52	0.04128 ± 0.00015
GS	226.01169	-2.78995	34.56	2.87	0.21901 ± 0.00059
GS	226.01239	-2.78909	48.89	4.21	0.21916 ± 0.00014

Continua na próxima página. . .

Tabela 2.1 - Continuação

Observações	R.A.	DEC	S/N	$R_{quality}$	z
GS	226.01428	-2.76484	37.44	7.18	0.03594 ± 0.00012
GS	226.01604	-2.84463	27.39	2.64	0.21900 ± 0.00085
GS	226.01926	-2.77116	27.15	3.02	0.21663 ± 0.00022
GS	226.02046	-2.79257	37.67	4.86	0.21495 ± 0.00016
GS	226.02155	-2.77161	48.89	4.28	0.02207 ± 0.00014
GS	226.02478	-2.75759	64.40	4.88	0.05517 ± 0.00022
GS	226.02704	-2.80097	49.80	5.24	0.20849 ± 0.00014
GS [†]	226.03140	-2.80454	88.30	7.90	0.21571 ± 0.00014
GS	226.03625	-2.76002	22.00	4.42	0.02283 ± 0.00009
GS	226.04248	-2.78164	47.90	3.03	0.21491 ± 0.00068
GS	226.04405	-2.79589	50.96	4.79	0.21617 ± 0.00018
GS*	226.04514	-2.82149	4.06	3.54	0.32100 ± 0.00016
GS	226.04655	-2.77514	24.81	3.35	0.19442 ± 0.00020
GS	226.04800	-2.78937	19.05	2.84	0.21876 ± 0.00063
GS	226.04837	-2.81817	45.43	15.67	0.07530 ± 0.00005
GS	226.04967	-2.75773	20.38	8.25	0.03090 ± 0.00095
GS	226.05333	-2.80072	61.74	6.43	0.21402 ± 0.00012
GS	226.05617	-2.76181	37.88	4.93	0.03946 ± 0.00009
GS	226.05844	-2.84156	79.72	2.72	0.12655 ± 0.00023
GS	226.06241	-2.80750	43.18	6.06	0.21524 ± 0.00012
GS	226.06459	-2.75706	88.65	4.48	0.04914 ± 0.00017
GS	226.06654	-2.79334	43.13	5.80	0.22111 ± 0.00015
GS	226.06898	-2.78012	18.50	3.22	0.52999 ± 0.00026
GS	226.07195	-2.78775	14.00	4.13	0.21370 ± 0.00014
GS	226.07196	-2.83000	24.40	2.53	0.73100 ± 0.00021
GS	226.07439	-2.81395	56.45	2.53	0.21540 ± 0.00005

Na dissertação de mestrado de Soja (2011), envolvendo dados do mesmo aglomerado, foi feita a separação das galáxias do campo de acordo com sua relação com o aglomerado, sendo classificadas entre galáxias membros do aglomerado, galáxias em *redshifts* mais próximos que o do aglomerado (*foreground*) e galáxias de fundo (*background*). Como nesta ocasião só dispunhamos de dados fotométricos dos objetos, esta classificação foi feita através de suas posições em diagramas do tipo cor-cor e cor-magnitude. A divisão visava a construção de um catálogo de galáxias de fundo, o qual é necessário para a análise de lentes gravitacionais fracas. De posse do *redshift* espectroscópico de algumas dessas galáxias, é interessante comparar as duas classificações. Dessa maneira, observamos que dos 36 *redshift*

espectroscópicos obtidos, apenas um não correspondeu à classificação adotada anteriormente, fornecendo uma precisão de 95 % entre as duas análises.

Concluída a etapa de determinação do *redshift*, o próximo passo foi uma análise mais cuidadosa do espectro da BCG e o estudo dos candidatos a arco gravitacionais, apresentados nas seções a seguir.

2.3 Espectroscopia da BCG

O tratamento específico do espectro da fenda sobre a BCG começa a partir do penúltimo passo da redução de todos os espectros, descrito na subseção 2.2.1, ou seja, a subtração das linhas de céu, antes da extração do espectro bidimensional em unidimensional. A partir daí, são realizados diversos procedimentos para calibrar a emissão em fluxo e corrigir os efeitos de extinção.

2.3.1 Divisão, calibração e extração do espectro

O primeiro procedimento consistiu em combinar os dois espectros, provenientes das duas máscaras, em um único espectro. Para isso, foi utilizada a `task images.immatch.imcombine`, no modo soma, aumentando assim o sinal/ruído do espectro final (de 60 para 84). O próximo passo foi calibrá-los em fluxo. A calibração em fluxo consiste na comparação do fluxo observado com aquele tabelado para uma estrela padrão. A razão entre o fluxo observado numa determinada banda para o valor tabelado nessa mesma banda é obtida por uma função de sensibilidade, gerada a partir da observação da estrela padrão. No nosso caso, foram utilizadas três observações da estrela padrão LTT 1788 (Hamuy et al., 1992), uma estrela do tipo espectral F com magnitude $V = 13.16$. As três imagens foram tratadas conforme descrito na seção 2.2.1. Em seguida, utilizou-se a `task noao.onedspec.standard` para gerar a função de sensibilidade, mostrada na Figura 2.6, a qual foi utilizada na calibração final.

Em seguida, utilizamos a `task noao.onedspec.calibrate` para calibrar o fluxo usando a função de sensibilidade. Essa `task` permite fazer simultaneamente à calibração uma correção da extinção galáctica baseada na massa de ar da observação e na função de extinção padrão do observatório, no caso a `ctioextinct.dat`, disponível no diretório padrão `onedstds` e também baseada nos dados de Hamuy et al. (1992).

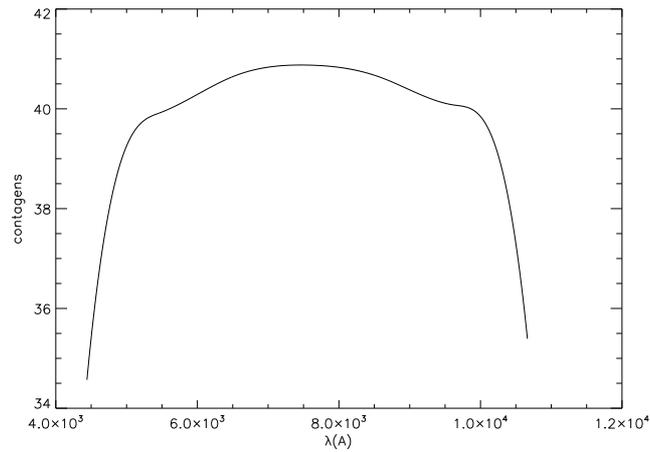


Figura 2.6: Função de sensibilidade gerada a partir da estrela padrão LTT 1788 e utilizada na calibração em fluxo.

Por fim, para extrair o espectro unidimensional da combinação, foi utilizada a `task noao.twospec.apextract.apall`, cujo resultado é mostrado na Figura 2.7.

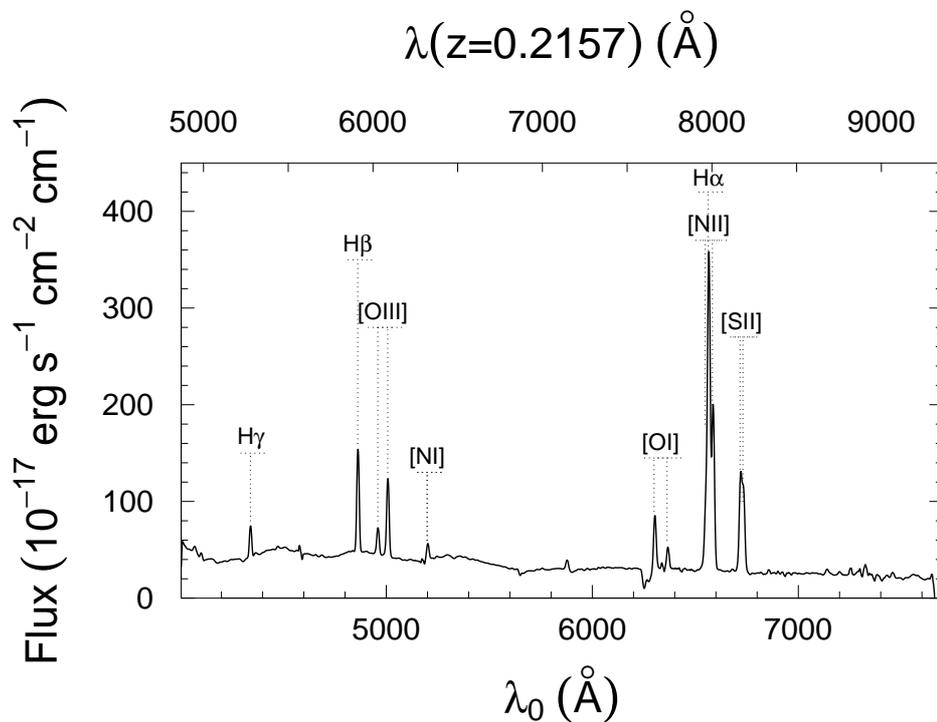


Figura 2.7: Espectro integrado da BCG, calibrado em fluxo. As linhas pontilhadas demarcam as linhas de emissão identificadas.

Para além de estudar o espectro da BCG como um todo, nosso principal objetivo

é analisar o comportamento da emissão ao longo do filamento. A Figura 2.8 mostra a posição da fenda em relação à BCG, alinhada com o filamento principal (o que será melhor discutido no capítulo 4). Assim, nós extraímos um espectro por pixel na direção espacial, ao longo de toda a fenda. Dos 111 espectros extraídos, 67 foram considerados em nossa análise, pois possuíam S/N suficiente (> 5). Todos esses espectros são apresentados no Apêndice A.

2.3.2 Obtenção dos fluxos

Para analisar separadamente cada espectro é necessário obter o fluxo das linhas de emissão observadas em todos eles. As linhas de emissão comuns a todos os espectros e de interesse para esse trabalho foram:

- as linhas do hidrogênio $H\gamma$ 4340 Å , $H\beta$ 4861 Å , $H\alpha$ 6563 Å e
- os dubletos [OIII] 4959, 5007 Å , [NI] 5197, 5200 Å , [OI] 6300, 6330 Å , [NII] 6548, 6583 Å e [SII] 6717, 6731 Å .

No caso dos candidatos a arcos gravitacionais 2A e 2B usamos também o dubleto, não resolvido, do [OII] 3726, 3729 Å .

O fluxo da linha é obtido através do ajuste de um perfil gaussiano, correspondendo à área delimitada pela curva gaussiana. Também são obtidas posição central e largura a meia altura de cada linha, tendo o contínuo do espectro sido determinado visualmente. Devido à proximidade, para as linhas de $H\alpha$ e do dubleto [N II] foram ajustadas três gaussianas simultaneamente, como exemplificado na Figura 2.9. Similarmente, as linhas dos dubletos [SII] e [NI] foram ajustadas por duas gaussianas ao mesmo tempo. Todas as demais linhas foram ajustadas individualmente.

2.3.3 Correção da Extinção

Antes de prosseguir com a análise das propriedades físicas do gás emissor a partir do estudo de suas linhas de emissão, deve-se corrigir o efeito de avermelhamento causado pela poeira da galáxia de origem no fluxo total. Numa primeira aproximação, pode-se usar a bem estabelecida razão entre os fluxos oriundos das linhas de hidrogênio. Um fluxo que sofre atenuação devido apenas à absorção por poeira pode ser descrito pela equação 2.1

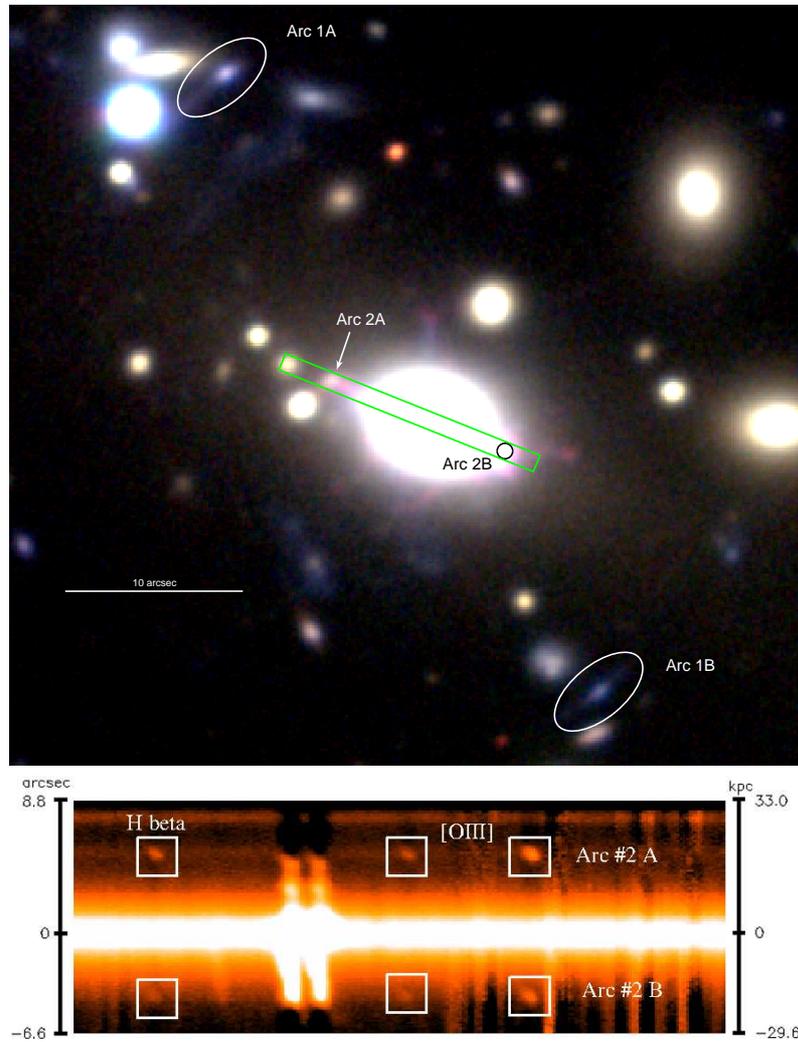


Figura 2.8: Acima: composição das imagens do Gemini nas bandas g' , r' e i' do SDSS, mostrando a posição da fenda ao longo da galáxia central. Também são destacadas na imagem as posições das duas imagens duplas candidatas a arcos gravitacionais. Abaixo: uma parte do espectro da fenda central. À esquerda, é mostrado o intervalo correspondente à segmentação da fenda em arcsec e à direita em kpc. Os retângulos destacam as linhas de emissão indentificadas numa galáxia de fundo lenteada, formando uma possível imagem dupla.

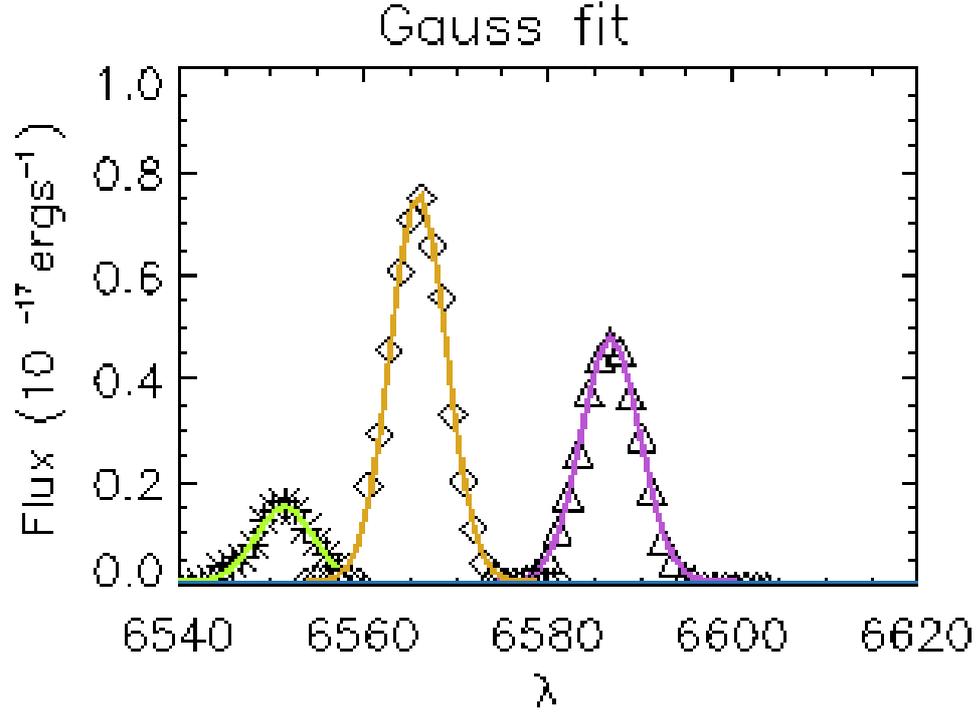


Figura 2.9: Exemplo de um ajuste simultâneo de um perfil gaussiano das linhas de $H\alpha$ e do duplete NII6548, 6583 Å .

$$F_{\lambda_{obs}} = F_{\lambda_{em}} \times 10^{-Cf(\lambda)}, \quad (2.1)$$

onde $F_{\lambda_{obs}}$ é o fluxo observado e $F_{\lambda_{em}}$ o fluxo emitido. A função $f(\lambda)$ é a denominada Lei de Extinção, sendo a adotada nesse trabalho a de [Fitzpatrick \(1999\)](#), considerada universal (válida para todas as galáxias) e definida como unitária para $\lambda = 4861 \text{ \AA}$, e C é uma constante. Como não é possível medir diretamente o fluxo original, uma estratégia para determinar a constante C é utilizar a razão entre dois fluxos F_1 e F_2 , conforme mostrado na equação 2.2.

$$C = \frac{[\log(\frac{F_1}{F_2})_{em} - \log(\frac{F_1}{F_2})_{obs}]}{f_1 - f_2} \quad (2.2)$$

Partindo de um modelo simples de uma região ionizante, dado um regime onde o gás é opticamente espesso, os fótons produzidos durante a recombinação serão absorvidos próximos ao lugar onde foram gerados. Essa situação é chamada caso B da recombinação. A partir disso, é possível calcular as diferentes taxas de recombinação associadas a cada

comprimento de onda, determinando assim uma razão teórica para as razões entre os fluxos das linhas de Balmer. A princípio, qualquer linha de emissão dessa série ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$) pode ser utilizada no cálculo. Escolhemos a razão entre $H\alpha$ e $H\beta$, por essas linhas serem mais intensas e por seus efeitos de absorção subjacentes serem menores quando comparados ao das outras linhas do hidrogênio. Em nossa análise, utilizamos $H\alpha/H\beta = 2.86$, a partir da aproximação para o caso de um gás no limite de baixa densidade, com temperatura eletrônica de $10^4 K$ (Osterbrock, 1989).

A razão média observada em todos os espectros analisados foi $H\alpha/H\beta = 3.61 \pm 0.08$, um valor consistente com o obtido por Ogorean et al. (2010), numa análise semelhante para o mesmo objeto. Reescrevendo a equação 2.2 para as linhas escolhidas tem-se a equação 2.3 e a partir dela obtivemos $C = 0.27$.

$$C = \frac{[\log(\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}})_B - \log(\frac{F_{H\alpha}}{F_{H\beta}})_{obs}]}{f_\alpha - f_\beta} \quad (2.3)$$

Assumindo que toda a extinção é devida à poeira, é então possível calcular os valores dos fluxos emitidos usando o valor obtido para C e equação 2.1. Uma vez que as correções foram feitas, é possível avaliar a validade das hipóteses a partir da observação da razão entre outras linhas da série de Balmer. Se a correção da extinção galáctica for feito de maneira correta, esses valores devem ser próximos da razão teórica. Para a razão $H\gamma/H\beta$, que em teoria deve ser 0.47 (nas mesmas condições em que $H\alpha/H\beta = 2.87$), nós obtivemos 0.51 ± 0.07 , compatível com o valor teórico. Assim, nossa correção foi considerada aceitável, visto que ainda há o efeito não desprezível da absorção sobre $H\gamma$ e $H\beta$.

Findos todos os tratamentos e correções acima descritos, estamos de posse de todos os dados necessários para a análise mais aprofundada da região central do aglomerado RX 1504.

2.3.4 Correção do alargamento das linhas

Um dos interesses de nossa análise é estudar a dispersão de velocidades σ associada ao gás do ICM (ver seção 4.5.1). Para tanto, assumimos que essa grandeza pode ser determinada a partir da largura das linhas de emissão (em particular $H\alpha$), conforme mostrado na equação 2.4:

$$\sigma^2 = \frac{FWHM^2}{8 \ln 2} - \sigma_{inst}^2 \quad (2.4)$$

onde $FWHM$ é a largura a meia altura da linha de emissão em consideração e σ_{inst} é a largura instrumental. Para medir a largura instrumental utilizamos as medidas das lâmpadas, obtidas para se fazer a calibração em comprimento de onda. Através da `task splot` do pacote `IRAF` medimos a $FWHM$ de oito linhas compreendidas num intervalo de 7500 a 8000 Å (região de interesse para a linha $H\alpha$), conforme mostrado na Figura 2.10. O procedimento foi repetido para todas as lâmpadas observadas e foi feita a média do resultado, obtendo-se que $FWHM = (6.85 \pm 0.20)$ Å (sem dependência significativa com o comprimento de onda). Considerando a relação entre $FWHM$ e a largura da linha, $\sigma = FWHM/(2\sqrt{2\ln 2})$, obtivemos que a largura instrumental equivale a $\sigma_{inst} = 2.91 \pm 0.09$ Å.

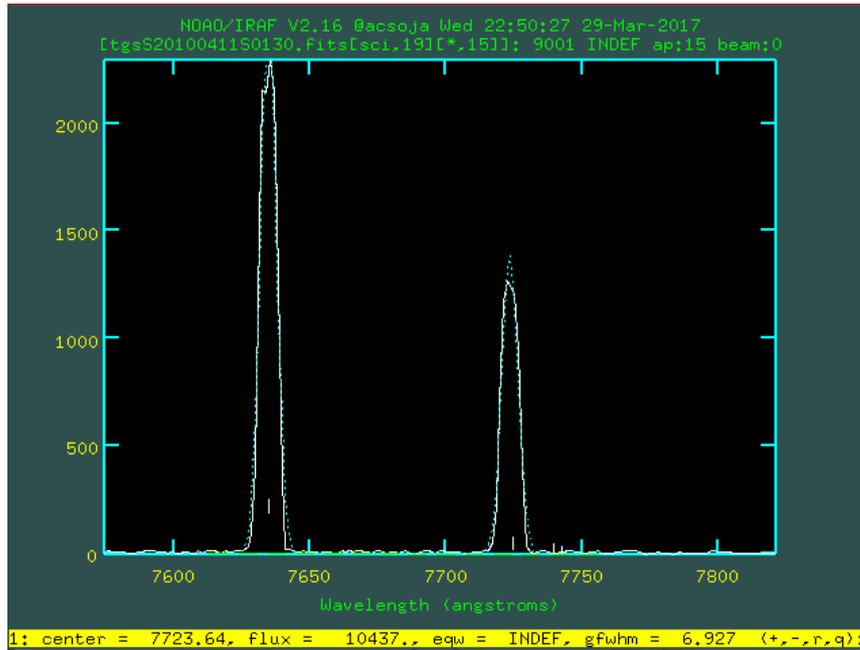


Figura 2.10: Exemplo de ajuste da FWHM de duas linhas de Cu-Ar.

2.4 Espectroscopia dos arcos

Nesta seção é apresentada a análise individual dos espectros de cada um dos quatro candidatos a arcos gravitacionais destacados na Figura 2.8.

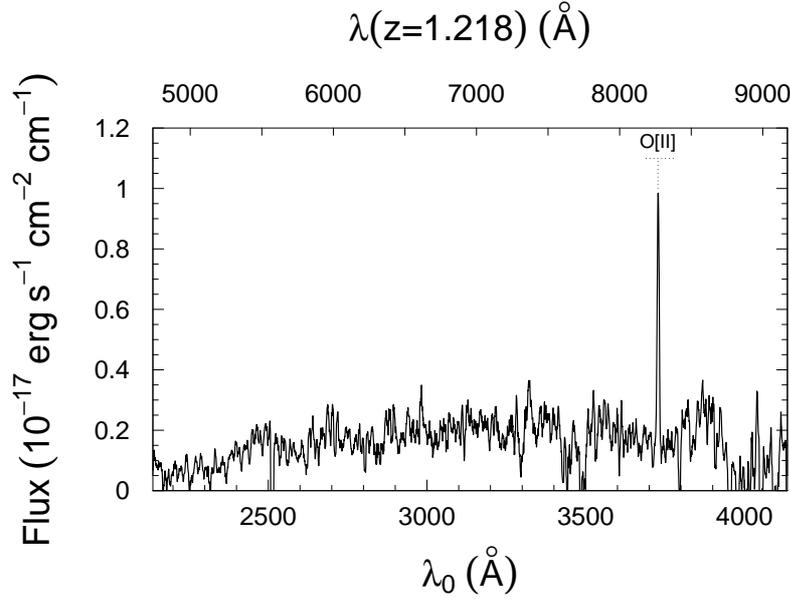
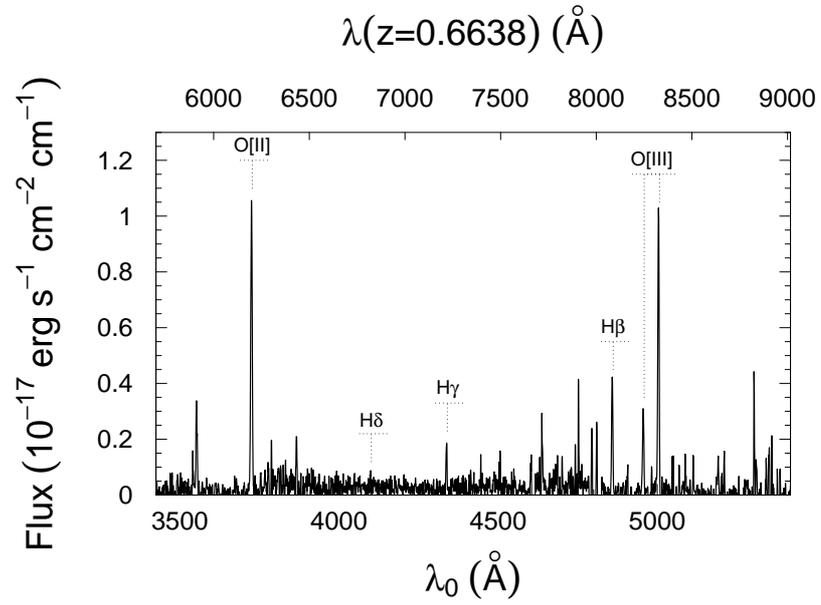


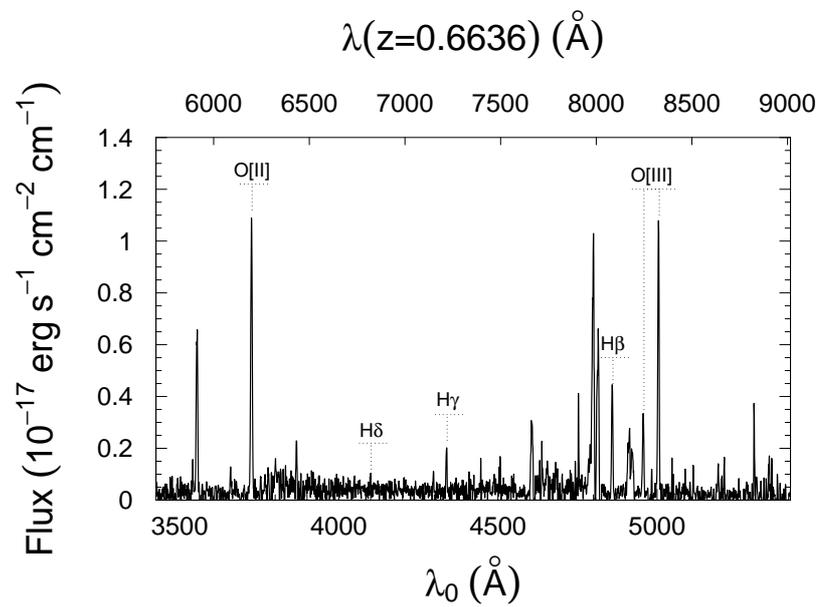
Figura 2.11: Espectro obtido para o Arco 1A e a linha de emissão atribuída ao [OIII]3727 Å . ³

Os dois primeiros, denominados Arco 1A e Arco 1B foram assim classificados por apresentarem uma deformação semelhante à encontrada em imagens de galáxias lenteadas e também por aparentarem tratar-se de uma imagem dupla, alinhada com o centro da BCG. Essas características nos motivaram a selecionar esses dois objetos para observação espectroscópica. Dos dois espectros obtidos, apenas o espectro do Arco 1A, reproduzido na Figura 2.11 teve $S/N > 14$ e pode ser analisado (o outro arco apresentou $S/N = 2$). Conforme mostrado na Figura 2.11, destaca-se a presença de uma linha de emissão, a qual assumimos se tratar do dubleto [OII]3727 Å , sendo nossa conclusão motivada pela ausência de outras linhas de emissão. Sob esta hipótese, esse objeto encontra-se localizado no *redshift* $z_1 = 1.2180 \pm 0.0011$.

Ao analisar o espectro bidimensional da BCG, mostrado na Figura 2.8, notamos a presença de dois espectros muito próximas ao centro de emissão, ambos com linhas de emissão aparentemente muito intensas, os quais denominamos Arco 2A e Arco 2B. Eles estão tão próximos (distância projetada) à BCG, que apenas o Arco 2A é visível na imagem, sendo a posição do Arco 2B estimada de acordo com a posição de seu espectro na fenda. Isolando os espectros desses dois objetos da emissão central, mostrados na Figura 2.12, notamos que eles são muito semelhantes, o que nos fez suspeitar da possibilidade de serem uma imagem dupla de uma mesma galáxia lenteada pela BCG.



(a)



(b)

Figura 2.12: Espectros das imagens duplas isoladas do espectro bidimensional da BCG, com as respectivas linhas de emissão identificadas. Acima: arco 2A; abaixo: Arco 2B.

Os *redshift* obtidos para as imagens duplas a partir da posição das linhas de emissão foram $z_{2A} = 0.66334 \pm 0.00044$ e $z_{2B} = 0.66337 \pm 0.00044$ para o Arco 2A e o Arco 2B, respectivamente. As distâncias de cada imagem ao centro do aglomerado foram 4.80 ± 0.5 e 5.22 ± 0.5 minutos de arco, respectivamente. Esses resultados semelhantes reforçam nossa suspeita de tratar-se das imagens duplas de uma galáxia de fundo, hipótese que será discutida no Capítulo 3.

A Massa de RXC J1504-0248

Neste capítulo apresentamos um estudo da massa do aglomerado RXC J1504-0248. Inicialmente apresentamos uma breve introdução sobre a importância de estudar a massa de aglomerados de galáxias e algumas das técnicas mais utilizadas. A seguir, discutimos as duas técnicas utilizadas no nosso trabalho (massa dinâmica através do Teorema do Virial e massa através de lentes gravitacionais) e os resultados obtidos. Ao final, esses resultados são comparados àqueles obtidos em outros trabalhos na literatura.

3.1 Determinação da Massa de Aglomerados de Galáxias

A massa de um aglomerado de galáxias é um parâmetro importante para a compreensão da origem e evolução dessas estruturas (e.g. [Kravtsov e Borgani, 2012](#)). Por serem objetos muito grandes (de fato, são atualmente as maiores estruturas gravitacionalmente ligadas, com massas $\sim 10^{14} - 10^{15} M_{\odot}$), acredita-se que seu conteúdo material seja representativo do Universo como um todo, fazendo deles bons traçadores do conteúdo de matéria no Cosmos. Dessa forma, a distribuição de massa é um parâmetro relevante para diversos modelos cosmológicos (e.g. [Rosati et al., 2002](#); [Voit, 2005](#),), sendo a determinação confiável da massa de aglomerados de galáxias essencial para o avanço na compreensão da evolução do próprio Universo. As dificuldades advêm do fato de que a massa não é um observável direto.

Existem três métodos tradicionais utilizados para a determinação de massa de aglomerados (e.g. [Biviano, 2000](#)). O mais antigo utiliza o Teorema do Virial aplicado à distribuição de galáxias projetadas pertencentes ao aglomerado¹. Esse método é amplamente utilizado,

¹ A primeira tentativa de estimar da massa de um aglomerado foi feita por Zwicky em 1933, onde ele

uma vez que parte de observáveis simples; sua maior dificuldade está relacionada à necessidade de supor-se o objeto em questão em equilíbrio dinâmico, fato não necessariamente aplicável a todos os aglomerados (e.g. [Girardi e Biviano, 2002](#)). Essa também é a principal desvantagem da técnica de determinação de massa através da emissão de raios-X, também amplamente utilizada, principalmente porque alguns aglomerados são intensamente brilhantes nessa faixa espectral (para uma revisão veja [Borgani e Guzzo, 2001](#)). Por fim, existe a técnica de lentes gravitacionais (para uma revisão veja [Narayan e Bartelmann, 1996](#)), que se baseia no desvio sofrido por um raio de luz ao passar por uma concentração de massa (a rigor a distribuição de massa deforma o espaço-tempo a sua volta, modificando as geodésicas e conseqüentemente as trajetórias seguidas pelos fótons). Essa metodologia tem como vantagem a independência das hipóteses de equilíbrio dinâmico, sendo sua principal desvantagem o fato de que é uma medida de toda massa existente entre a lente que desviou o raio de luz e o observador, ou seja, a massa de toda a linha de visada e não só do objeto estudado. Também existem dificuldades na observação (ou mesmo seleção) dos objetos de fundo que terão sua luz desviada, uma vez que eles podem ser muito fracos dependendo do *redshift*.

No nosso caso, os dados dos quais dispomos nos permitem estudar a massa a partir do Teorema do Virial e da técnica de lentes gravitacionais. Esses dois métodos serão descritos em detalhes a seguir, bem como os resultados obtidos em nossa análise.

3.2 Massa dinâmica

Segundo o Teorema do Virial, para um sistema gravitacional em equilíbrio dinâmico podemos escrever a seguinte igualdade:

$$2\bar{K} + \bar{U} = 0 \quad (3.1)$$

onde \bar{K} e \bar{U} representam as energias cinética e potencial médias (em relação ao tempo) do sistema. Considerando o sistema estacionário, podemos simplificar a equação acima como:

$$2K + U = 0 \quad (3.2)$$

estudou a massa do aglomerado de Coma utilizando o método do Virial.

o que significa que a condição estabelecida pelo Teorema do Virial é sempre satisfeita.

Considerando agora uma distribuição esférica, podemos escrever as energias envolvidas no Teorema do Virial da seguinte maneira:

$$K = \frac{1}{2} \sum m_i v_i^2 \quad (3.3)$$

$$U = -\frac{GM^2}{R_g} \quad (3.4)$$

sendo M a massa total do sistema, m_i e v_i as massas e velocidades individuais de cada partícula e R_g o raio gravitacional. Considerando que $\sum m_i$ representa a massa total do sistema e substituindo as definições 3.3 e 3.4 na equação 3.2, temos a seguinte estimativa para a massa total:

$$M = \frac{R_g \overline{v^2}}{G}, \quad (3.5)$$

onde $\overline{v^2}$ representa a média do quadrado das velocidades individuais.

Aplicando a relação dada pela equação 3.5 a um aglomerado de galáxias, poderíamos obter sua massa total a partir das velocidades de cada galáxia. No entanto, tal estimativa direta não é possível, já que tanto R_g quanto $\overline{v^2}$ não podem ser obtidos diretamente das observações, sendo necessário então a realização de algumas aproximações (para uma discussão mais detalhada, ver [Heisler et al., 1985](#)). No caso, considerando a distribuição de velocidades de um aglomerado como isotrópica, temos:

$$\overline{v^2} = 3\sigma_v^2, \quad (3.6)$$

onde σ_v é a dispersão de velocidades unidimensional. Assumindo que a massa virializada de um aglomerado em dado *redshift* está contida dentro da superfície delimitada pelo raio R_{200} onde a densidade média equivale a duzentas vezes a densidade média do Universo naquele *redshift*, a massa nesse raio pode ser estimada como:

$$M_{200} = \frac{3\sigma_v^2 R_{200}}{G} \quad (3.7)$$

Segundo [Carlberg et al. \(1997\)](#), o R_{200} também pode ser determinado a partir da dispersão de velocidades do próprio aglomerado, seguindo a relação:

$$R_{200} = \frac{\sqrt{3}\sigma_v}{10H(z)} \quad (3.8)$$

onde $H(z)$ é a constante de Hubble num dado *redshift*.

Com os dados descritos na seção 2.2, nós dispomos de 30 galáxias membros (Tabela 2.1), compreendidas no intervalo de $0.209 < z < 0.225$ (o que equivale a $62700 < cz < 66480$ km s⁻¹), conforme mostrado na Figura 3.1a. A velocidade radial média encontrada a partir desses dados foi de $cz = 64878 \pm 176$ km s⁻¹ ($\bar{z} = 0.2164 \pm 0.0006$) e a dispersão de velocidades $\sigma_v/(1 + \bar{z}) = 794 \pm 1$ km s⁻¹ (cujo erro foi calculado por *Bootstrapping*).

Aplicando o teste de normalidade de Anderson-Darling, encontramos que a hipótese nula de que a distribuição de *redshifts* de RXC1504 é descrita por uma gaussiana não pode ser descartada dentro de um nível de confiança de 99% (valor - p = 0.22).

Utilizando o valor de σ_v e os parâmetros cosmológicos definidos na seção 1.6 na equação 3.8 obtivemos $R_{200} = 1.73 \pm 0.06 h_{70}^{-1}$ Mpc, o qual aplicado na equação 3.7 resulta numa massa de $M_{200} = 6.85 \pm 0.13 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$.

Com o intuito de aumentar nossa amostra, procuramos por galáxias do campo que tivessem *redshift* espectroscópico disponível na literatura, utilizando para a pesquisa o banco de dados do NED² (*NASA/IPAC Extragalactic Database* na sigla em inglês). Nossa pesquisa resultou em mais 13 objetos classificados como membros, listadas na Tabela 3.2. A distribuição de todos os objetos (amostra Gemini mais amostra do NED) pode ser vista na Figura 3.1b. Com esta amostra conjunta, obtivemos $R_{200} = 1.87 \pm 0.29 h_{70}^{-1}$ Mpc e $M_{200} = 7.55 \pm 0.21 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$.

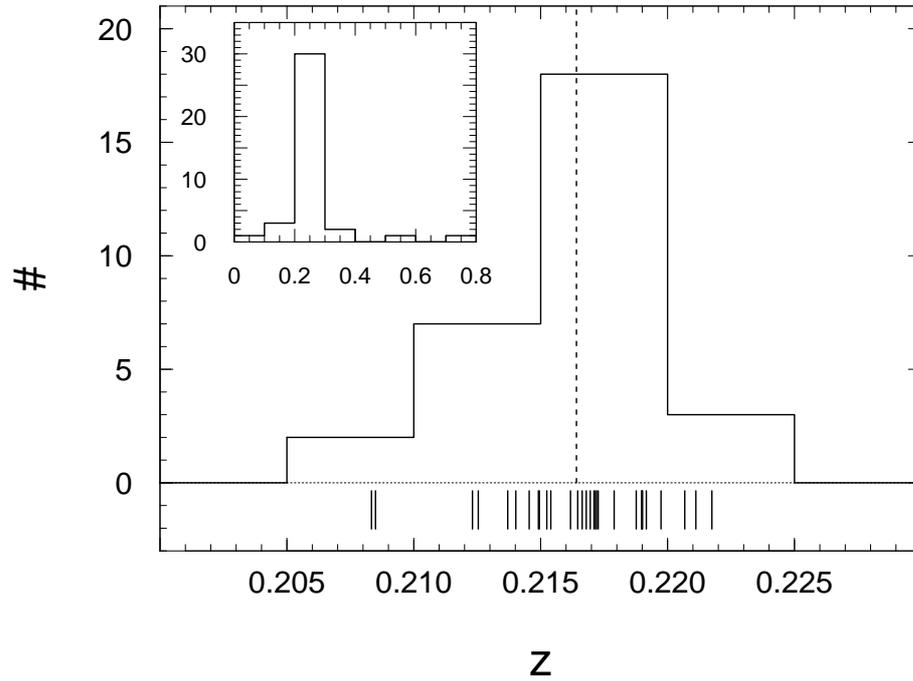
Apesar da relação $M - \sigma_v$ apresentada por Carlberg et al. (1997) ser ainda bastante utilizada, simulações mais recentes têm nos fornecido outras abordagens. Com o intuito de enriquecer nossa análise, repetimos a determinação de massa considerando mais duas relações de escala.

A relação apresentada por Biviano et al. (2006) relaciona a massa virial M_v com a dispersão de velocidades tridimensional σ_{3D} das partículas de matéria escura,

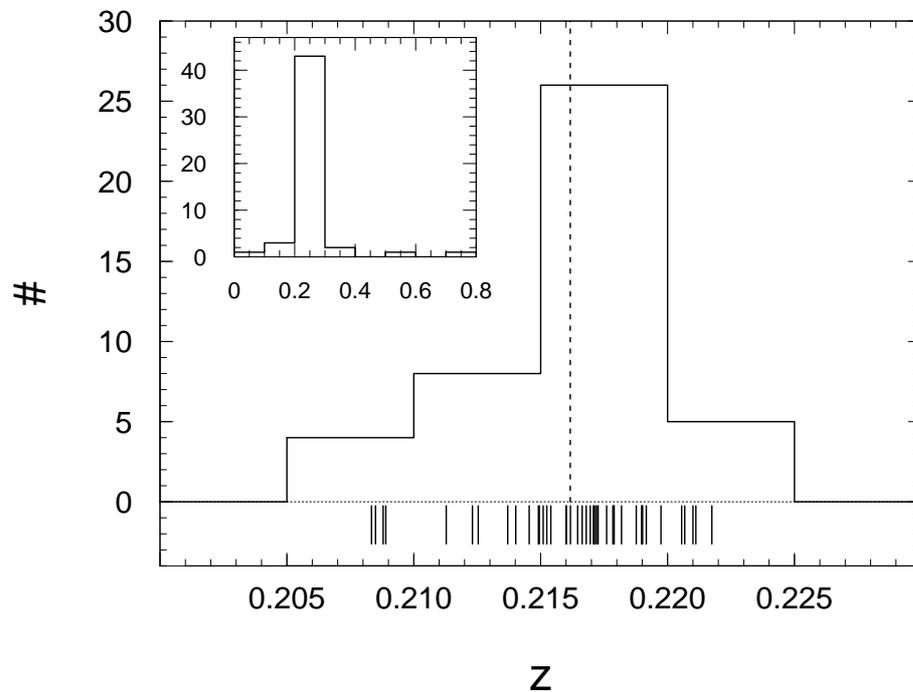
$$M_v \equiv A \left(\frac{\sigma_{DM,3D}}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right)^3 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot} \quad (3.9)$$

onde $A = 1.50 \pm 0.02$ (1σ) e $\sigma_{DM,3D} \approx \sqrt{3}\sigma_v$ sendo σ_v a dispersão de velocidades das

² O NED é operado pelo Laboratório de Propulsão a Jato do Instituto de Tecnologia da Califórnia.



(a) Gemini



(b) Gemini e NED

Figura 3.1: Histogramas das distribuições de *redshift* das galáxias observadas com o Gemini (a) e também com o acréscimo de galáxias do catálogo NED (b). Os histogramas pequenos indicam a distribuição total enquanto que os histogramas em destaque mostram a distribuição das galáxias no intervalo de *redshift* considerado na análise dinâmica em ambas amostras.

Tabela 3.1 - Dados espectrais para galáxias no campo do aglomerado RXC 1504-0248 obtidos na literatura.

Observação	R.A.	DEC	z	
HeCS	225.96458	-2.84722	0.21785 ± 0.00001	(3)
HeCS	225.98625	-2.79250	0.208794 ± 0.00001	(3)
HeCS	225.98208	-2.85694	0.21600 ± 0.00001	(3)
HeCS	226.02208	-2.84944	0.22055 ± 0.00001	(3)
SDSS	226.02583	-2.80472	0.22100 ± 0.00001	(3)
HeCS	226.02708	-2.78250	0.21818 ± 0.00001	(3)
SDSS	226.02916	-2.81055	0.21600 ± 0.00001	(3)
SDSS	226.03041	-2.80277	0.21510 ± 0.00001	(1)
LCRS	226.03125	-2.80472	0.21707 ± 0.00001	(2)
SDSS	226.03333	-2.80444	0.21760 ± 0.00001	(1)
HeCS	226.03708	-2.85722	0.21784 ± 0.00001	(3)
HeCS	226.09250	-2.866388	0.21127 ± 0.00001	(3)
HeCS	226.09750	-2.827777	0.20889 ± 0.00001	(3)

Referências: (1) SDSS, [Eisenstein et al. \(2011\)](#), (2) LCRS - *Las Campanas Redshift Survey*, [Shectman et al. \(1996\)](#) e (3) HeCs - *Hectospec Cluster Survey*, [Rines et al. \(2013\)](#).

galáxias medida na direção radial. No mesmo trabalho, [Biviano et al. \(2006\)](#) mostram que $\sigma_{DM}/\sigma_v \approx 1$.

Uma outra relação de escala é apresentada por [Evrard et al. \(2008\)](#),

$$M_{200} = \frac{10^{15} M_{\odot}}{h(z)} \left(\frac{\sigma_{DM}(M, z)}{\sigma_{DM,15}} \right)^{\frac{1}{\alpha}} \quad (3.10)$$

onde $\alpha = 0.3361 \pm 0.0026$ e $\sigma_{DM,15} = 1082.9 \pm 4.0 \text{ km s}^{-1}$.

Aplicando os dados da amostra que contém apenas galáxias observadas com o Gemini, obtivemos $M_{200} = 5.6 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ e $M_{200} = 5.7 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ para as equações 3.9 e 3.10, respectivamente. Essas massas estão associadas a $R_{200} = 1.6 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$. Recalculando as estimativas agora considerando a amostra contendo as galáxias do NED, obtivemos $M_{200} = 6.8 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ e $R_{200} = 1.7 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$ para as duas relações.

A princípio, os resultados obtidos através de todas as relações de escala nos mostram

uma tendência de aumento da massa do aglomerado quando incluímos as galáxias obtidas com o NED na amostra, sendo que as relações mais modernas, [Biviano et al. \(2006\)](#) e [Evrard et al. \(2008\)](#), apresentam resultados bastante semelhantes entre si.

3.3 Lentes Gravitacionais

O fenômeno de lentes gravitacionais consiste na mudança de direção sofrida por um raio de luz ao passar por uma concentração de massa. Esta é uma das consequências da Teoria da Relatividade Geral, tendo sido discutida por [Einstein \(1936\)](#)³. De fato, a observação do desvio sofrido pela luz oriunda de uma estrela durante um eclipse solar é considerada a segunda evidência em favor da Relatividade Geral⁴ ([Dyson et al., 1920](#)).

Durante a década de 1930, alguns trabalhos levantaram a hipótese do uso de lentes gravitacionais para o estudo de objetos extragalácticos (e.g. [Einstein, 1936](#); [Zwicky, 1937](#)). No entanto, as dificuldades observacionais colocavam em xeque a possibilidade de medir os efeitos de lentes. Somente com o avanço da instrumentação em Astronomia o tema voltou à tona (e.g. [Klimov, 1963](#); [Walsh et al., 1979](#)) e desde então as lentes gravitacionais têm sido uma técnica importante no estudo de aglomerados de galáxias.

A configuração de um sistema de lente gravitacional encontra-se esquematizada na [Figura 3.2](#). No caso do estudo de aglomerados de galáxias, as fontes cujo feixe de luz é desviado são galáxias que se encontram em *redshifts* superiores ao do aglomerado estudado, o qual atua como lente. A chamada densidade superficial crítica de massa da lente Σ_c é definida como

$$\Sigma_c = \frac{c^2}{4\pi G} \frac{D_s}{D_{ds}D_d} \quad (3.11)$$

onde c é a velocidade da luz, G a constante da Gravitação Universal, D_s a distância da fonte, D_d a distância da lente e D_{ds} a distância entre a lente e a fonte. Estas são as distâncias de diâmetro angular da Relatividade Geral. Note que D_s não é necessariamente igual a $D_d + D_{ds}$, devido à expansão cosmológica e à curvatura do espaço tempo.

³ É interessante observar que a distorção de um raio de luz também é prevista pela Mecânica Clássica, no entanto, o valor calculado neste caso é metade do valor observado.

⁴ A primeira evidência em favor da Teoria da Relatividade Geral é a precessão anômala de Mercúrio, estudada por Le Verrier no século XIX.

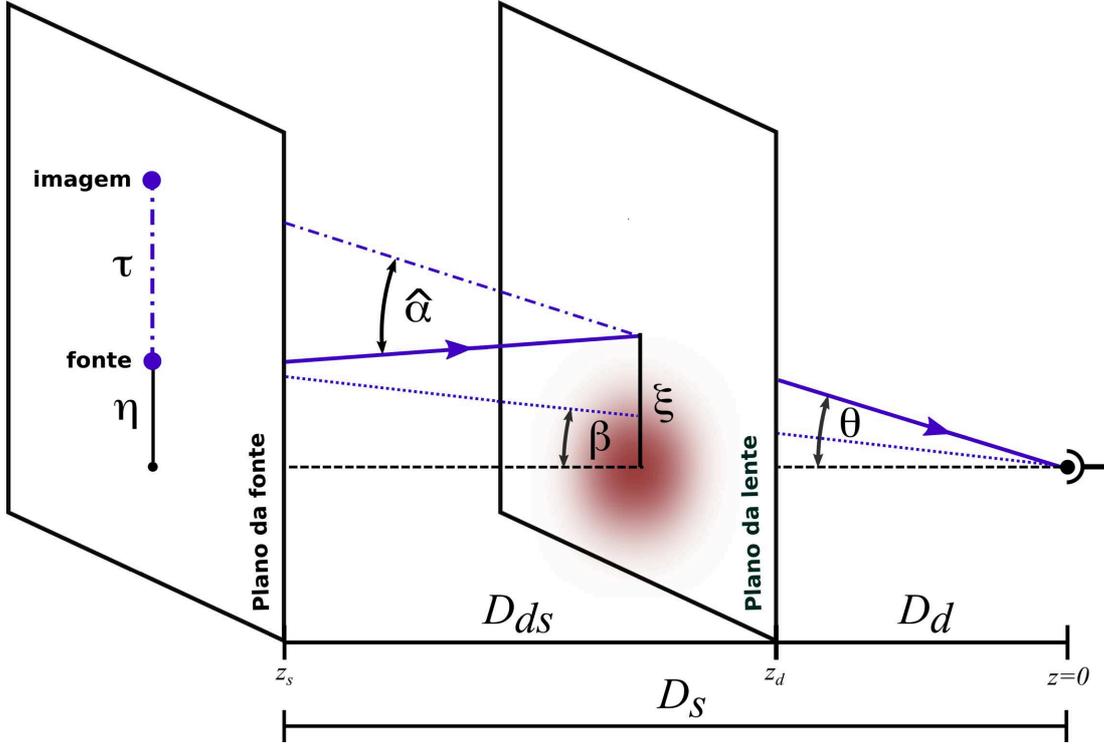


Figura 3.2: Representação da geometria de uma lente gravitacional. O raio de luz emitido pela fonte (linha contínua) localizada em z_s (compreendendo um ângulo β com o eixo da lente) sofre uma deflexão α causada pela concentração de massa no plano da lente, localizada em z_l . Assim, a imagem é observada na posição θ por um observador em $z = 0$. Devido à expansão cósmica temos que a soma da distância entre o observador e a lente D_d e entre a lente e a fonte D_{ds} não necessariamente é igual à distância entre o observador e a fonte D_s . Extraído de Monteiro-Oliveira (2016).

A distribuição de massa da lente é caracterizada pela convergência κ ,

$$\kappa(\theta) = \frac{\Sigma(D_d\theta)}{\Sigma_c} \quad (3.12)$$

que é a densidade adimensional de massa. Aqui $\Sigma(R)$ é a densidade projetada de massa dentro do raio projetado R . Dependendo da posição projetada da galáxia lenteada em relação ao centro de distribuição de massa da lente podemos observar cada um dos regimes do fenômeno de lentes gravitacionais, como ilustrado na Figura 3.3. Próximo ao centro da lente, onde $\kappa \geq 1$ temos o regime de lentes fortes que tem como consequência a formação de

imagens múltiplas e arcos gravitacionais. Na situação específica de $\kappa = 1$, quando a fonte está perfeitamente alinhada com a o centro lente, temos uma distorção anelar da fonte, formando o chamado “Anel de Einstein” (para uma distribuição circularmente esférica de massa). Já para o caso $\kappa \ll 1$, observamos apenas uma leve distorção das galáxias de fundo, sendo este o regime de lentes fracas.

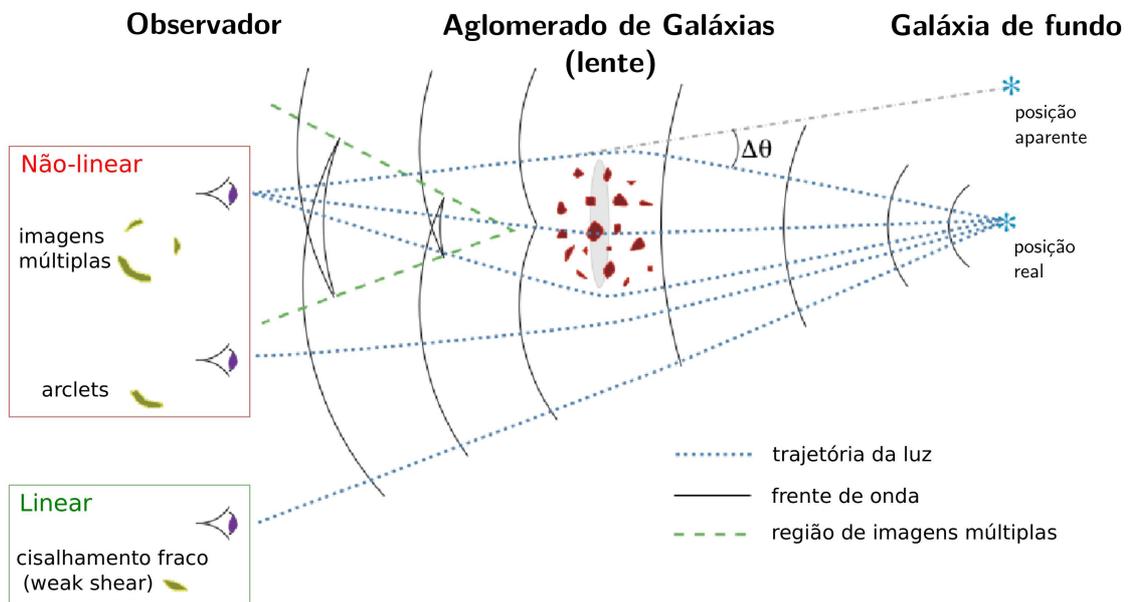


Figura 3.3: A figura esquematiza as geometrias dos diferentes regimes de lentes gravitacionais. Para o caso de lentes fortes, quando o sistema observador-lente-fonte está alinhado ou próximo do alinhamento, há a formação de arcos gravitacionais ou imagens múltiplas. Isto corresponde a $\kappa \geq 1$. Para o regime de lentes fracas, que ocorre fora desses limites de alinhamento onde $\kappa \ll 1$, o efeito observado é uma tênue distorção na imagem original. Extraído de [Lima-Neto \(2016\)](#).

Da teoria de formação e evolução de estruturas no Universo (veja [Kravtsov e Borgani, 2012](#), para uma revisão sobre o assunto) vem que os halos de matéria (essencialmente do tipo escura fria) podem ser descritos, em várias escalas, por um perfil de densidade universal. Uma boa descrição é fornecida pelo perfil radial de *Navarro-Frenk-White* ([Navarro](#)

et al., 1996).

$$\rho(r) = \frac{\delta_c \rho_c}{\left(\frac{r}{r_s}\right) \left(1 + \frac{r}{r_s}\right)^2}. \quad (3.13)$$

O chamado raio escalonado, $r_s = R_{\Delta_v}/c$, é o raio característico do aglomerado (no caso deste trabalho) e c é o parâmetro de concentração. Temos ainda que,

$$\delta_c = \frac{\Delta_v}{3} \frac{c^3}{\ln(1+c) - \frac{c}{1+c}}. \quad (3.14)$$

é a chamada sobredensidade característica do halo.

Podemos definir o raio do virial R_{Δ_v} como sendo aquele dentro do qual a densidade de massa ρ_{Δ_v} é $\Delta_v \times \rho_c(z)$, sendo $\rho_c(z)$ a densidade de massa crítica do Universo num dado *redshift*. Usualmente adota-se como aproximação $\Delta_v = 200$. A massa do virial pode então ser escrita como,

$$M_{200} \equiv M(R_{200}) = \frac{800\pi}{3} \rho_c R_{200}^3. \quad (3.15)$$

Em nossa análise subsequente, modelaremos a distribuição de massa de RX1504 como um perfil de densidade NFW cujo centro coincide com a posição da BCG. Em nosso modelo, temos a massa M_{200} e o parâmetro de concentração c como parâmetros livres a serem determinados. Como dispunhamos de espectros de arcos gravitacionais (regime de lentes fortes) e imagens de galáxias de fundo (regime de lentes fracas), foi possível fazer uma análise da massa do aglomerado RX1504 sob os dois regimes, conforme será apresentado a seguir.

3.3.1 Lentes Fortes⁵

Para a nossa análise sob a ótica do fenômeno de lentes gravitacionais em seu regime forte, consideramos como observáveis os dois candidatos a pares de arcos gravitacionais descritos no Capítulo 2, respectivamente Arcos 1A e 1B e Arcos 2A e 2B conforme apresentado na Fig. 2.8. Em nosso modelo NFW circularmente simétrico, consideramos que cada par está separado por uma distância de $2 \times \theta_E$, onde θ_E é o chamado *raio de Einstein*. Este corresponde ao raio onde

$$\bar{\kappa}(\theta_E) = 1, \quad (3.16)$$

⁵ A sub-análise envolvendo a técnica de lentes gravitacionais em seu regime forte foi realizada em colaboração com o Dr. Rogério Monteiro-Oliveira.

sendo $\bar{\kappa}(\theta_E)$ a convergência média no interior de uma circunferência com raio de Einstein (e.g. [Wright e Brainerd, 2000](#)). Para o par #1 temos espectroscopia para apenas um dos objetos (Arco 1A) e $z_1 = 1.2180 \pm 0.0011$ com $\bar{\theta}_{E_1} = 21.03 \pm 0.5$ enquanto que para o par #2 encontramos que $z_2 = 0.6638 \pm 0.0004$ e $\bar{\theta}_{E_2} = 5.01 \pm 0.5$ arcmin.

A verossimilhança do problema de lentes fortes pode ser escrita como

$$\ln \mathcal{L}_{\text{SL}} = -\frac{1}{2} \sum_{j=1}^2 \left[\frac{\theta_{E,i}(M_{200}, c) - \bar{\theta}_{E,i}}{\sigma_{\bar{\theta}_{E,i}}} \right]^2, \quad (3.17)$$

onde $\bar{\theta}_{E,i}$ representa o raio de Einstein medido para cada par de arcos e $\theta_{E,i}(M_{200}, c)$ é o raio de Einstein modelado a partir de um perfil NFW, obtido através da solução numérica da Eq. 3.16. Para este propósito, aplicamos o método quasi-Newton modificado (L-BFGS-B; [Byrd et al., 1995](#)) implementado na função OPTIM dentro do ambiente R ([R Core Team, 2015](#)).

3.3.2 Lentes Fracas

A análise de lentes fracas depende da medida da distorção geométrica das galáxias de fundo causada pela distribuição de massa. Matematicamente, a distorção pode ser descrita em termos da convergência (Eq. 3.12) adicionada de uma distorção anisotrópica representada pelo cisalhamento γ ,

$$\gamma = \gamma_1 + i\gamma_2, \quad (3.18)$$

com componentes dadas por

$$\gamma_1 = |\gamma| \cos(2\theta) \quad \text{e} \quad \gamma_2 = |\gamma| \sin(2\theta), \quad (3.19)$$

sendo θ a orientação do cisalhamento no plano do céu. Tanto a convergência κ quando o cisalhamento γ estão relacionados às segundas derivadas do potencial gravitacional da lente (e.g. [Narayan e Bartelmann, 1996](#)).

Diferentemente do regime forte, o efeito causado pelas lentes gravitacionais em seu regime fraco não é passível de identificação se considerarmos uma única galáxia. Como o efeito induzido pela lente é tênue, é necessário aferir a elipticidade coerente induzida pela lente, $\langle e \rangle$ ⁶, que é diretamente relacionada ao cisalhamento efetivo g ,

$$\langle e \rangle \simeq g \equiv \frac{\gamma}{1 - \kappa}. \quad (3.20)$$

⁶ Se as galáxias fossem intrinsecamente circulares, a medida de sua elipticidade seria uma medida direta

O cisalhamento efetivo é representado por um tensor de spin igual a 2 (assim como γ e $\langle e \rangle$). Suas componentes podem ser representadas seguindo a direção tangencial em relação ao centro da lente, g_+ , e uma outra a 45° , g_\times .

Nossa análise por lentes gravitacionais fracas foi feita a partir de um catálogo contendo 625 galáxias de fundo selecionadas a partir de suas propriedades fotométricas, conforme descrito na seção 2.1. Para esta amostra obtivemos $\Sigma_{\text{cr}} = 3.5 \times 10^9 \text{ M}_\odot \text{ kpc}^{-2}$, correspondendo a um *redshift* médio $z_{\text{back}} = 0.80 \pm 0.43$ (de acordo com a seção 2.1).

Para medir a forma dessas galáxias de fundo nós utilizamos o programa IM2SHAPE, desenvolvido por [Bridle et al. \(1998\)](#)⁷, baseado na metodologia Bayesiana elaborada por [Kuijken \(1999\)](#). Ele modela cada galáxia como a soma de duas gaussianas de base elíptica e as convolui com o *seeing*, que é modelado como um perfil gaussiano. Para obter os melhores parâmetros, o programa utiliza o método de Monte Carlo sobre Cadeias de Markov (MCMC na sigla em inglês) para minimizar os resíduos entre a imagem e o modelo. Inicialmente, o programa foi executado utilizando-se 42 estrelas observadas no campo, de forma a se obter uma estimativa da PSF⁸ (*point spread function*, na sigla em inglês). A medida da forma de cada uma das galáxias de fundo é então deconvoluída pelo valor local da PSF, obtido através da interpolação da PSF de estrelas próximas. Ao final do processo obtivemos o parâmetro e_+ , correspondente ao cisalhamento tangencial observado.

Para nosso modelo de lentes fracas, nós assumimos uma função de verossimilhança descrita por (e.g. [Monteiro-Oliveira et al., 2016](#); [Umetsu et al., 2016](#)).

$$\ln \mathcal{L}_{\text{WL}} = -\frac{1}{2} \sum_{j=1}^{N_b} \frac{(g_{+,i} - e_{+,i})^2}{\sigma_{\text{int}}^2 + \sigma_{+,j}^2}, \quad (3.21)$$

onde N_b é o número de galáxias de fundo, $g_{+,i}$ é o cisalhamento tangencial induzido por um perfil NFW ([Wright e Brainerd, 2000](#)), σ_{int} é uma estimativa para o erro intrínseco (aqui definido como 25%) e $\sigma_{+,j}$ é a incerteza na medida da forma da galáxia.

da distorção gravitacional. Uma vez que as galáxias possuem uma elipticidade intrínseca, partimos da hipótese que essas elipticidades são isotrópicas ($\langle e \rangle \approx 0$), sendo que qualquer alinhamento medido é creditado ao efeito de lentes gravitacionais.

⁷ <http://www.sarahbridle.net/im2shape/>

⁸ As estrelas são modeladas pelo IM2SHAPE como uma gaussiana simples.

3.3.3 Análise

Considerando que os dois conjuntos de dados anteriormente apresentados são independentes podemos escrever a verossimilhança conjunta como

$$\mathcal{L} = \mathcal{L}_{\text{WL}}\mathcal{L}_{\text{SL}}. \quad (3.22)$$

Dentro do contexto da estatística Bayesiana, o posterior do problema pode ser escrito como

$$\Pr(M, c | \text{data}) \propto \mathcal{L}(\text{data} | M, c) \times \mathcal{P}(M, c), \quad (3.23)$$

onde $\mathcal{P}(M, c)$ é o prior escolhido para os parâmetros (ver abaixo).

O posterior da equação 3.23 foi mapeado usando-se o método MCMC com o algoritmo Metropolis implementados no pacote R MCMCMETROP1R (Martin et al., 2011). Nós geramos uma cadeia com 1×10^5 elementos, que é grande o suficiente para garantir sua convergência, e desprezando os 5×10^4 primeiros como “burn-in” para garantir que as cadeias se iniciem dentro do estado estacionário. Adicionalmente, adotamos priores uniformes para M_{200} , $0 \leq M_{200} \leq 1 \times 10^{16} M_{\odot}$ e c , $0.1 \leq c \leq 40$ visando acelerar a convergência do modelo (e.g. Monteiro-Oliveira et al., 2017).

Visando checar a consistência de nossos dados, nós estimamos o posterior da equação 3.23 também para as verossimilhanças dadas pelas equações 3.17 e 3.21 individualmente. Para os candidatos a arco gravitacional, o respectivo posterior foi mapeado individualmente para cada conjunto de dados. Os resultados são apresentados na Tabela 3.2.

Chama a atenção na Tabela 3.2 o alto valor de M_{200} reportado pela análise de lentes fortes dos (candidatos a) arcos 1A/B em relação aos demais conjuntos de dados e às estimativas da massa dinâmica apresentadas na seção anterior. Cabe lembrar, conforme citado no Cap. 2, que apenas um espectro deste par foi de fato observado (arco 1A) sendo neste identificada apenas uma linha de emissão, suposta do [OII]3727, a qual foi utilizada como referência para determinação de seu *redshift*. Devido a estas incertezas e à inconsistência dos resultados baseados na hipótese da realidade deste par de arcos, descartamos a hipótese que os candidatos a arcos 1A e 1B sejam de fato arcos gravitacionais localizados no *redshift* determinado. As explicações mais plausíveis são de que sejam apenas galáxias que aparecem aleatoriamente alinhadas de maneira tangencial à BCG ou ainda que seu *redshift* não tenha sido determinado de maneira acurada.

Tabela 3.2 - Resultados das análises por lentes gravitacionais. SL (1) corresponde à solução única obtida a partir dos dados do candidato a arco arco 1A. SL (2.1) e SL (2.2) por sua vez, correspondem a solução dual obtida a partir dos dados dos arcos gravitacionais 2A e 2B. WL^{‡‡} apresentam a melhor solução obtida tomando-se somente o conjunto de dados de lentes fracas e mantendo a massa e concentração como parâmetros livres do modelo. WL[‡] corresponde ao resultado para o mesmo conjunto de dados anterior, mas com a concentração fixada pela relação de [Duffy et al. \(2008\)](#). WL+SL^{††} representa os parâmetros obtidos através da análise conjunta de lentes fortes e fracas mantendo-se tanto a massa quanto a concentração como parâmetros livres. Finalmente, WL+SL[†] corresponde à análise conjunta fixando-se a concentração baseada no valor obtido em SL (2.1).

Conjunto de dados	M_{200} ($10^{14} M_{\odot}$)	concentração
SL (1)	$14.3^{+1.2}_{-1.8}$	$6.0^{+0.5}_{-0.3}$ (livre)
SL (2.1)	$5.8^{+0.7}_{-0.4}$	$6.4^{+0.5}_{-0.6}$ (livre)
SL (2.2)	$2.6^{+0.4}_{-0.6}$	$9.4^{+0.6}_{-0.3}$ (livre)
WL ^{‡‡}	26^{+49}_{-24}	$1.4^{+3.4}_{-1.2}$ (livre)
WL [‡]	$7.8^{+2.3}_{-2.7}$	3.3 (relação M-c)
WL+SL ^{††}	$2.0^{+0.8}_{-1.1}$	$10.3^{+2.2}_{-2.9}$ (livre)
WL+SL [†]	5.3 ± 0.4	6.4 (relação M-c)

O posterior referente aos dados do arco 2 apresenta um comportamento bimodal, como pode ser visto na Figura 3.4, com soluções $M_{200} = 5.8_{-0.4}^{+0.7} \times 10^{14} M_{\odot}$ com $c = 6.4_{-0.6}^{+0.5}$ e $M_{200} = 2.6_{-0.6}^{+0.4} \times 10^{14} M_{\odot}$ com $c = 9.4_{-0.3}^{+0.6}$. Por outro lado, os dados de lentes fracas não se mostraram capazes de restringir simultaneamente M_{200} e c , retornando estimativas com grandes barras de erros ($M_{200}^{WL^{\ddagger}} = 26_{-24}^{+49} \times 10^{14} M_{\odot}$ com $c^{WL^{\ddagger}} = 1.4_{-1.2}^{+3.4}$). Adicionalmente, o algoritmo MCMC retornou uma cadeia de dados não estável (caracterizada pelo traço de cada variável) contribuindo para a baixa confiabilidade deste resultado. Para efeito de comparação, nós repetimos o mapeamento do posterior da equação 3.21 mantendo o parâmetro de concentração fixo através da relação $M_{200} - c$ apresentada por Duffy et al. (2008),

$$c = 6.71 \left(\frac{M_{200}}{2 \times 10^{12} h^{-1} M_{\odot}} \right)^{-0.091} (1+z)^{-0.44}, \quad (3.24)$$

onde z é o *redshift* de RX1504. Este procedimento nos retornou $M_{200}^{WL^{\ddagger}} = 7.8_{-2.7}^{+2.3} \times 10^{14} M_{\odot}$ com $c^{WL^{\ddagger}} = 3.3$.

A massa estimada a partir dos dados de lentes fortes⁹ e fracas combinados é $M_{200}^{WL+SL^{\ddagger}} = 2.0_{-1.1}^{+0.8} \times 10^{14} M_{\odot}$ é muito próxima ao caso SL (2.2) e é claramente dominada pelo conjunto de dados de lentes fortes. Este valor também é significativamente menor que aquele estimado na seção anterior, o que nos fez desprivilegiar esta solução. A bimodalidade vista na Figura 3.4 é provavelmente causada pela relativa incompletude de nossos dados combinada à simplicidade de nosso modelo que, por exemplo, assume uma simetria circular. Para contornar isto, fizemos a modelagem conjunta WL+SL[‡] fixando o parâmetro de concentração pelo valor encontrado na solução SL (2.1). A partir deste procedimento encontramos $M_{200} = 5.3 \pm 0.4 \times 10^{14} M_{\odot}$ dentro de $R_{200} = 1.56 \pm 0.04 h^{-1} \text{ Mpc}$.

3.4 Discussão

Através de nossas análises por lentes gravitacionais fortes pudemos identificar que o par de candidatos à arcos gravitacionais (inicialmente denominados 1A e 1B) não constituem uma imagem dupla com as características propostas ($z = 1.2180 \pm 0.0011$). Esta conclusão foi motivada pelo valor de massa discrepante obtido para RX1504 quando consideramos apenas este conjunto de dados. Para o julgamento final sobre a classificação ou não do

⁹ Arcos gravitacionais 2A e 2B

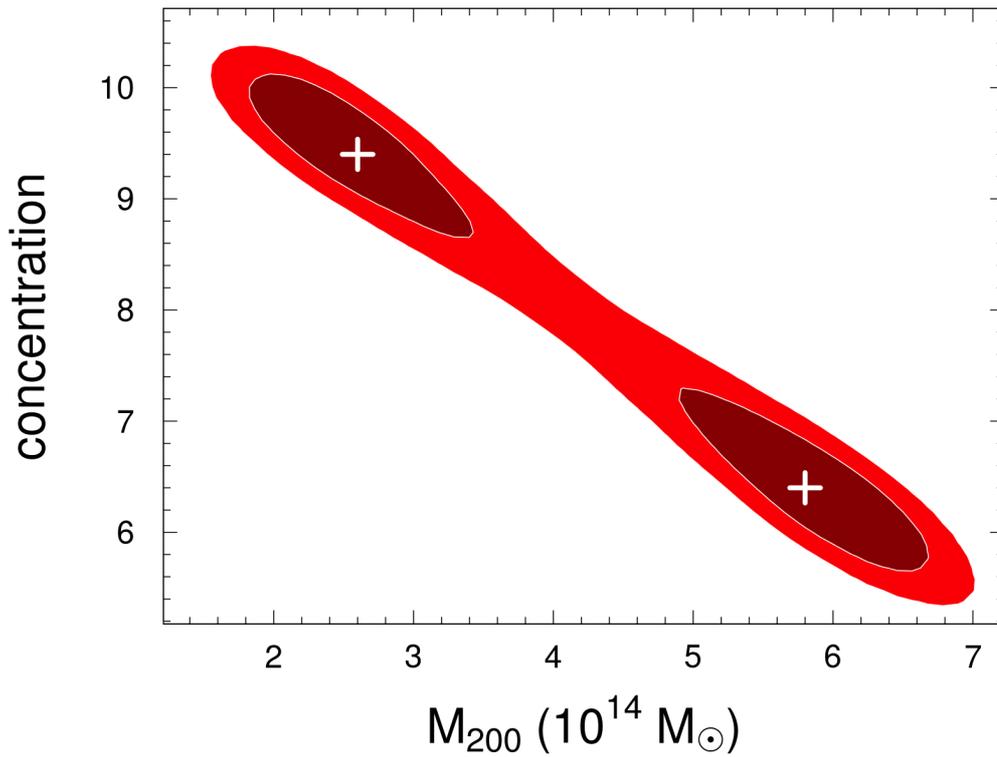


Figura 3.4: Posterior dos parâmetros M_{200} e concentração referentes à análise de lentes fortes considerando somente os arcos #2A & #2B (Eq. 3.17). As regiões em vermelho escuro e mais claro correspondem respectivamente a um nível de confiança de 68% e 95%. A relação $M_{200} - c$ nos leva a um par de soluções para a equação 3.16, destacada com “+” na figura: $M_{200} = 5.8_{-0.4}^{+0.7} \times 10^{14} M_{\odot}$ com $c = 6.4_{-0.6}^{+0.5}$ a qual denominamos SL (#2.1) e $M_{200} = 2.6_{-0.6}^{+0.4} \times 10^{14} M_{\odot}$ com $c = 9.4_{-0.3}^{+0.6}$ denominada SL (#2.2).

sistema como arcos gravitacionais são necessários espectros com maiores S/N ou espectroscopia no infravermelho próximo para ambas as galáxias. Sua confirmação ajudaria eventualmente na eliminação da degenerescência apresentada pelos resultados baseados nos dados dos arcos 2A e 2B.

A Tabela 3.4 sintetiza os resultados obtidos por nossa análise e apresenta outros valores disponíveis na literatura (discutidos na seção 1.4). A massa M_{200} (assim como R_{200}) estimada através da análise combinada de lentes fortes e fracas apresenta uma excelente concordância com as estimativas de massa do virial determinadas através das relações de escala do tipo $M_{200} - \sigma$. A consistência apresentada entre todos os estimadores (massas dinâmicas assumem equilíbrio, enquanto que as derivadas de lentes não o fazem) pode ser considerada um indicador de que o aglomerado RX1504 está próximo de um estado de equilíbrio dinâmico.

Tabela 3.3 - Valores obtidos para a massa do aglomerado RX1504 através de diversas técnicas.

Técnica	$M_{200} \ 10^{14}M_{\odot}$	$R_{200} \ 10^{14}M_{\odot}$
Massa dinâmica (amostra Gemini)	5.6 ± 0.1	1.6 ± 0.4
Massa dinâmica (amostra Gemini + NED)	6.8 ± 0.1	1.7 ± 0.4
Lentes gravitacionais combinadas	5.3 ± 0.4	1.56 ± 0.04
Massa dinâmica (Zhang et al., 2012)	7.65 ± 0.65	1.76 ± 0.05

Adicionalmente, todas essas estimativas indicam que o RX1504 é um aglomerado de massa elevada. Para quantificar essa afirmação, usamos uma função de massa de aglomerados do tipo Press-Schechter, baseada no trabalho de Girardi et al. (1998). Segundo essa função, o número de aglomerados com massa entre M e $M + dM$ é dado pela equação 3.25:

$$n(M) = n^* \left(\frac{M}{M^*} \right)^{-1} \exp \left(-\frac{M}{M^*} \right), \quad (3.25)$$

onde $n^* = 2.6_{-0.4}^{+0.5} \times 10^{-5} (h^{-1} \text{ Mpc})^{-3} (10^{14} h^{-1} M_{\odot})^{-1}$ e $M^* = 2.6_{-0.6}^{+0.8} \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$.

Dessa forma, a fração f de aglomerados com massa superior a um limite M_c é dada pela razão mostrada na equação 3.26:

$$f = \frac{\int_{M_c}^{\infty} x^{-1} \exp(-x) dx}{\int_1^{\infty} x^{-1} \exp(-x) dx}, \quad (3.26)$$

onde $x = \frac{M_c}{M^*}$. Calculando f para nossa estimativa de massa baseada na análise conjunta de lentes gravitacionais, obtivemos que RX1504 encontra-se entre os 21% dos aglomerados com massa acima da massa característica de $M^* = 2.6_{-0.6}^{+0.8} \times 10^{14} h^{-1} M_\odot$.

Análise das linhas de emissão na região central do aglomerado de galáxias RXC J1504-0248

As imagens ópticas do aglomerado RX 1504 mostram uma emissão nuclear intensa, com a formação de diversos filamentos ao redor da BCG. Essa estrutura nos motivou estudar em detalhes a região central do aglomerado. As linhas de emissão de uma galáxia provêm importantes informações sobre a natureza e a potência da fonte que as ionizou; sendo possível através delas extrair informações sobre os processos físicos envolvidos na emissão. Os espectros obtidos ao longo da fenda na região central da BCG do aglomerado RX1504 possuem linhas de emissão intensas produzidas tanto na região central quanto na região filamentar, que podem ajudar a entender melhor o que excita o gás nessas regiões. Neste capítulo, utilizamos diagramas de diagnóstico do tipo BPT, que classificam a principal fonte de ionização entre formação estelar e AGNs. A seguir, complementamos nossa análise estimando a taxa de formação estelar e discutindo a possibilidade de parte da emissão observada ser devido a choques dinâmicos.

4.1 Morfologia da estrutura filamentar

Com o objetivo de destacar os filamentos em volta da BCG, aplicamos uma suavização Gaussiana à imagem na banda r' , subtraindo o resultado da imagem original. Após esse procedimento algumas estruturas se destacam, conforme mostrado na Figura 4.1. Na região central vemos uma forte emissão nuclear da qual se origina um filamento brilhante, com estimados $38.4 h^{-1} \text{ kpc}$ de comprimento, se estendendo da região nordeste à sudoeste, num ângulo de aproximadamente 55° .

O filamento corresponde às estruturas observadas no UV por Tremblay et al. (2015), usando dados do Telescópio *Hubble*, conforme mostrado na Figura 4.1. Da mesma forma, a BCG coincide com o centro da emissão em raios-X, a qual está alinhada com o filamento, conforme pode ser visto na Figura 9 de Böhringer et al. (2005) e nos contornos em raios-X da Figura 1.6.

Para analisar o filamento, optamos por alinhar a fenda à ele, conforme mostrado na Figura 4.1. Assim, é possível analisar a variação do fluxo oriundo das linhas de emissão ao longo do filamento, conforme mostram os gráficos de perfis de linha na Figura 4.2. A análise desses perfis nos mostrou que todas as linhas possuem um pico de emissão próximo ao centro (aqui o centro foi definido como a posição do pixel mais brilhante na banda r') e fluxos não desprezíveis nas suas regiões laterais, que correspondem à posição dos filamentos. Esse resultado destaca a possibilidade de fazer uma análise separada da região central e do filamento, visto que há fluxo suficiente (em média 10 – 25% do fluxo máximo) na região filamentar para todas as linhas.

Portanto, para prosseguirmos com nossa análise decidimos dividir a fenda em três partes. A central, que engloba o pico de emissão, possui dois segundos de arco de comprimento (~ 7.6 kpc), conforme mostrado nas Tabela 4.1 e Figura 4.2. Já as regiões SW e NE correspondem às regiões filamentares sudoeste e nordeste, respectivamente. A divisão é mostrada na Figura 4.3.

4.2 Diagramas de diagnóstico

Baldwin, Phillips e Terlevich 1981 foram os primeiros a propor diagramas de diagnóstico para classificar a fonte principal da excitação do gás de galáxias (ou nebulosas) dominadas por linhas de emissão. Esses diagramas empíricos são conhecidos como BPT, em referência ao nome dos autores, e usam as seguintes razões de intensidades de linhas: $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta$, $[\text{NII}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$, $[\text{SII}]\lambda 6717/\text{H}\alpha$ e $[\text{OI}]\lambda 6300/\text{H}\alpha$. Originalmente, esses diagramas dividiam o modo de excitação das linhas apenas entre puramente estelar e devido às emissões nucleares não térmicas; outras divisões (regiões compostas, separação entre Seyferts e LINERs, por exemplo) foram acrescentadas posteriormente.

No diagrama mais comumente usado, $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ (Figura 4.4a), quando plotamos um grande número de objetos (e.g. Kauffmann et al., 2003; Mateus et al., 2006),

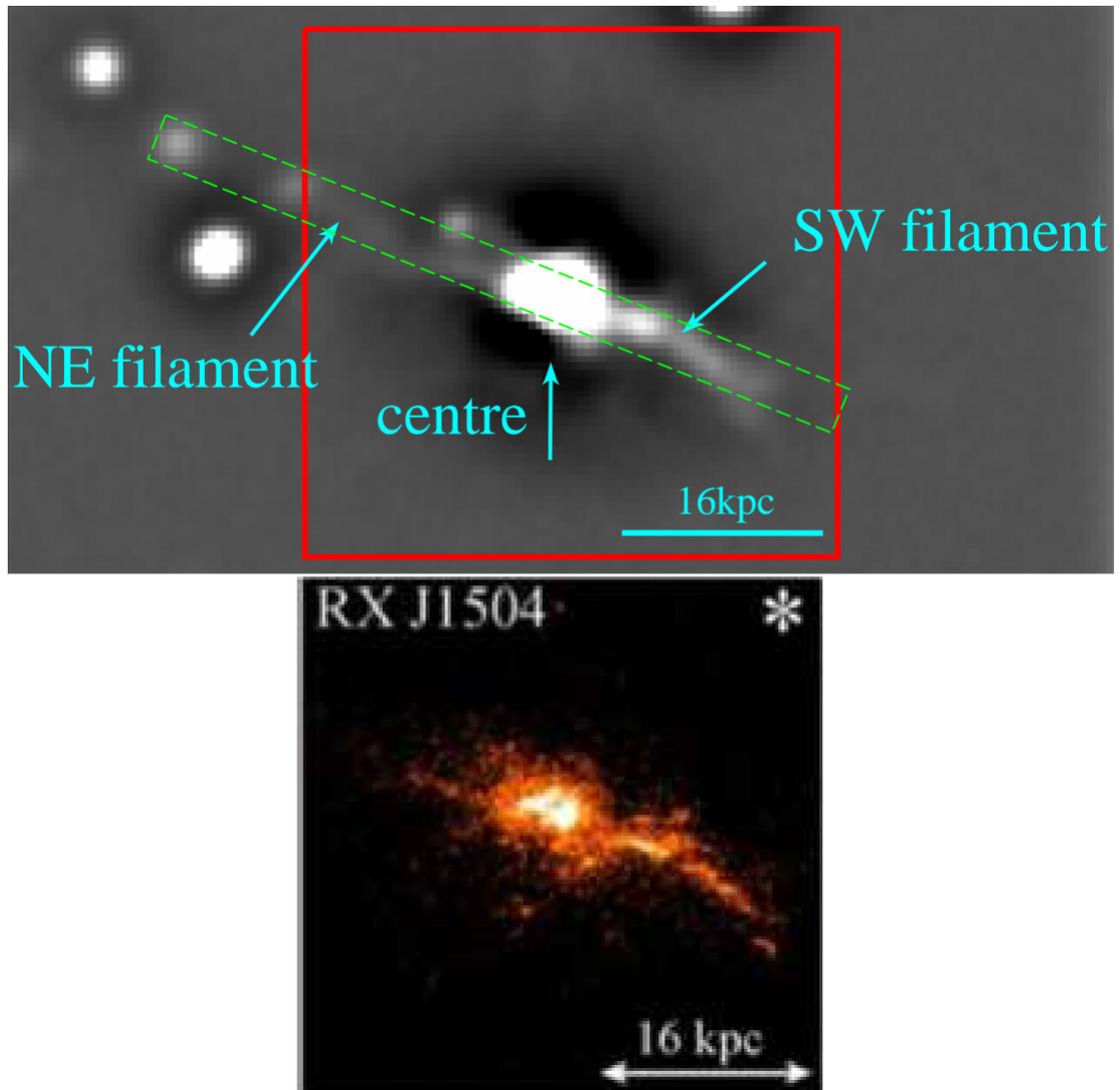


Figura 4.1: Topo: Imagem da região central, obtida a partir da subtração de uma imagem da BCG suavizada. O retângulo tracejado verde representa a fenda, tendo comprimento de 12 segundos de arco, enquanto o retângulo vermelho mostra os limites da imagem abaixo. Abaixo: emissão central em UV, extraída de Tremblay et al. (2015). As figuras estão centralizadas, o que realça a correspondência do filamento no óptico e no UV.

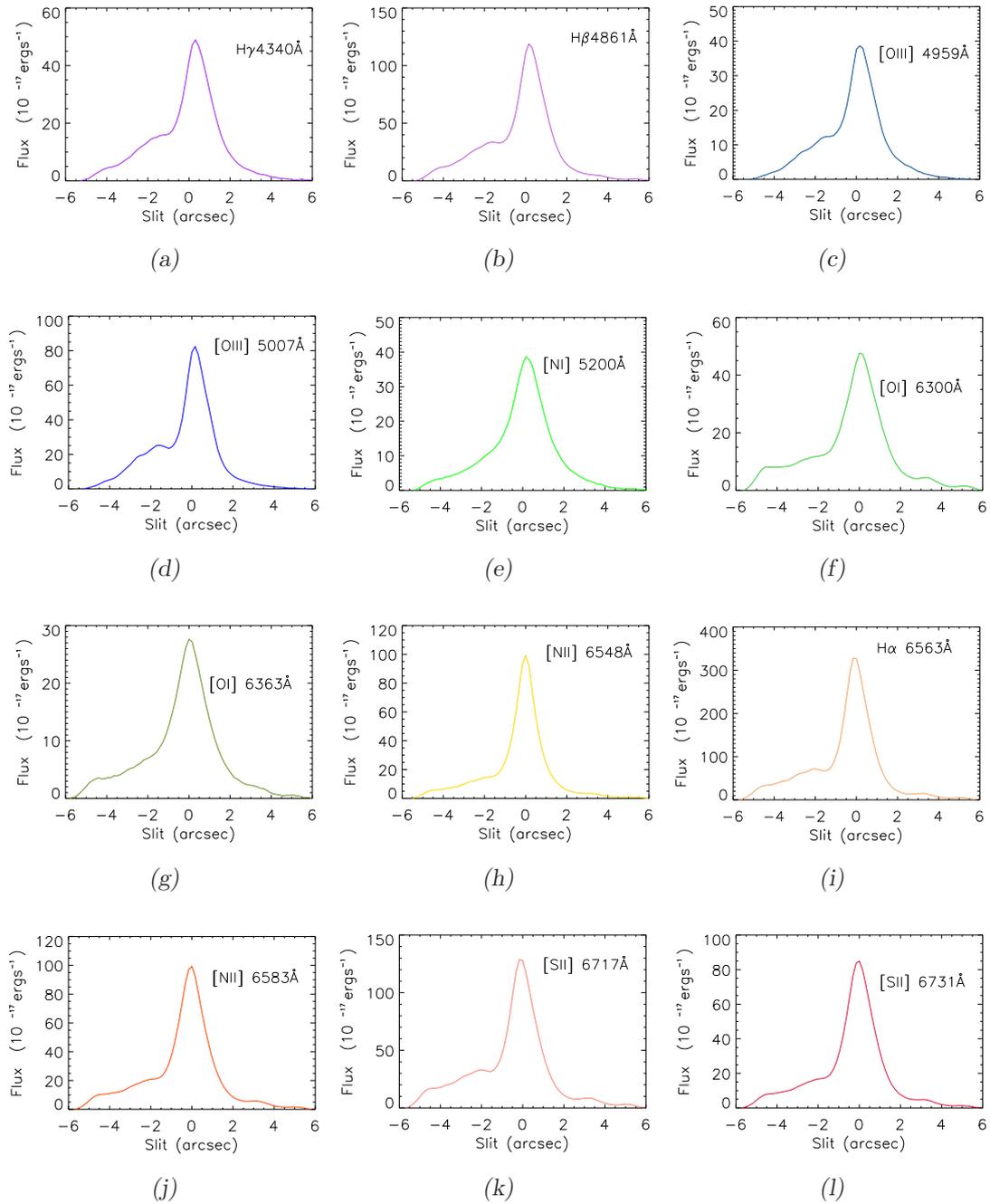


Figura 4.2: Perfis das linhas de emissão ao longo da fenda. Os nomes e comprimentos de onda no repouso de cada uma delas são apresentadas no canto superior direito de cada gráfico.

Tabela 4.1 - Posição do pico de emissão para as diversas linhas analisadas e a relação de seus máximos com o pico de $H\alpha$, cuja posição coincide com o pixel mais brilhante da banda r' , aqui adotado como centro.

Linha	Fluxo ($10^{-17} \text{ ergs}^{-1}$)	Fluxo em função de $H\alpha$	Posição do centro da linha (arcsec)
H γ	787.34	2.40	-0.47
H β	1780.69	0.39	-0.63
[OIII]4959	590.51	0.13	-0.63
[OIII]5007	1167.67	0.26	-0.63
[NI]5197	196.37	0.04	-0.63
[NI]5200	628.82	0.14	-0.63
[OI]6300	837.34	0.18	-0.79
[OI]6363	456.86	0.10	-0.79
[NII]6548	1099.52	0.24	-0.79
H α	4526.50	1.00	-0.95
[NII]6583	2007.90	0.44	-0.95
[SII]6717	1458.83	0.32	-0.79
[SII]6731	1243.74	0.27	-0.79

chama a atenção a presença de duas "asas" ¹. A asa esquerda é povoada por objetos onde a ionização é principalmente devida à formação estelar, enquanto que à direita encontram-se os objetos ionizados por AGNs. Teoricamente, essa separação é explicada pelo fato que os objetos à direita possuem grande intensidade de [OIII] e [NII], linhas que são excitadas colisionalmente, necessitando assim de uma temperatura mais intensa do que estrelas massivas são capazes de gerar.

Além do diagrama tradicional, os diagramas que usam as razões de [SII]/ $H\alpha$ e [OI]/ $H\alpha$ também auxiliam no diagnóstico de objetos com fortes linhas de emissão. Tradicionalmente, eles são menos utilizados, por diversas razões. Primeiramente, as linhas de [SII] e [OI] são menos intensas que [NII] na maioria dos objetos, sendo muitas vezes não obser-

¹ É por causa dessa característica que esse diagrama é informalmente conhecido como "diagrama da gaiivota".

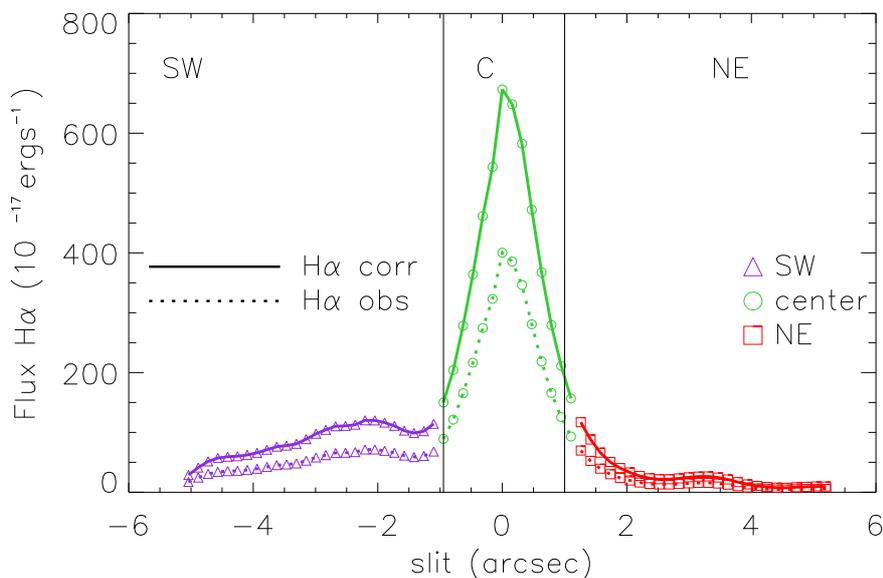


Figura 4.3: Perfil de $H\alpha$ ao longo da fenda, mostrando as três divisões adotadas. Nessa figura também é possível ver a diferença entre o fluxo observado (linha tracejada) e o fluxo corrigido pela extinção (linha cheia).

vadas, o que dificulta a sua utilização em larga escala. Adicionalmente, não existe uma dicotomia tão evidente entre formação estelar e AGN nesses diagramas quanto no BPT. Por fim, modelos de fotoionização (Stasińska et al., 2006) prevêm em alguns casos taxas menores de $[SII]/H\alpha$ e $[OI]H\alpha$ do que as observadas nos limites do diagrama. Apesar dessas limitações, esses diagramas são úteis como complemento às conclusões do diagrama com $[NII]/H\alpha$, sendo que a consistência de um resultado em todos os diagramas pode ser uma indicação da robustez das conclusões.

Ao longo do tempo, os diagramas foram aprimorados por resultados empíricos e teóricos. Kewley et al. (2001) determinou uma linha de máximo *starburst* teórica usando modelos combinados de síntese de população estelar e fotoionização. Mais tarde, Kauffmann et al. (2003) introduziram um novo limite, empírico, para dividir galáxias que estão apenas formando estrelas de objetos compostos (Seyfert + HII), onde a contribuição tanto da formação estelar quanto do AGN são importantes (veja também Stasińska et al., 2006).

Mais recentemente, ao procurar por evidências de choques no gás de galáxias, Alatalo et al. (2016) mostraram que é possível utilizar as linhas de emissão tradicionalmente usadas

em diagramas do tipo BPT ($[OIII]$, $[SII]$, $[OI]$, $[H\alpha]$ e $[H\beta]$) para definir nesses diagramas polígonos irregulares que englobam razões de linhas de emissão consistentes com excitação por choque. A área coberta por esses polígonos sobrepõe regiões tradicionalmente associadas com outros processos que produzem linhas de emissão, como LINERs, Seyferts 2 e regiões HII.

Os diagramas BPT e as linhas de divisão mencionadas acima encontram-se representadas na figura 4.4, assim como a posição ocupada pelos filamentos e pela região central da BCG.

Há uma aparente tensão nos resultados apresentados pelos diferentes diagramas de diagnósticos. Pela análise das posições ocupadas por cada região separada do aglomerado no diagrama BPT mais amplamente utilizado ($[OIII]/H\beta$ vs $[NII]/H\alpha$), mostradas na Figura 4.4a, tem-se que a emissão proveniente de todas as regiões aparece no diagrama numa região composta, onde a emissão deve-se tanto ao AGN quanto à formação estelar. Nos dois outros diagramas, tem-se a classificação das regiões como puramente formação estelar na Figura 4.4b e AGN do tipo LINER na Figura 4.4c. Por outro lado, as regiões central e sudoeste encontram-se nos limites de choque definidos por Alatalo et al. (2016) em todos os diagramas. Conjuntamente, esses resultados indicam que a emissão oriunda dos filamentos e da região central deve-se a populações compostas, tendo uma contribuição relevante tanto da formação estelar quanto de outros processos físicos, como AGNs e choques.

Diante desse cenário, é interessante investigar individualmente as possíveis formas de excitação que podem explicar as razões entre linhas observadas, o que faremos adiante.

4.3 Taxa de formação estelar

Num ambiente de gás rodeado por estrelas jovens e quentes ($30-40 M_{\odot}$) espera-se que essas estrelas ionizem o gás, gerando linhas de emissão. Dessa forma, a observação dessas linhas proporciona uma medida direta da formação estelar instantânea naquela região. A linha mais comumente usada para esse tipo de estimativa é a linha de $H\alpha$, devido principalmente à sua intensidade. Para isso, entretanto, é necessário aplicar-se a correção da extinção, uma vez que a atenuação causada pela poeira (tanto da galáxia analisada quanto da nossa própria Galáxia) afeta diretamente a determinação do fluxo. Portanto, devemos usar nessa análise os fluxos corrigidos, como discutido na seção 2.3.3.

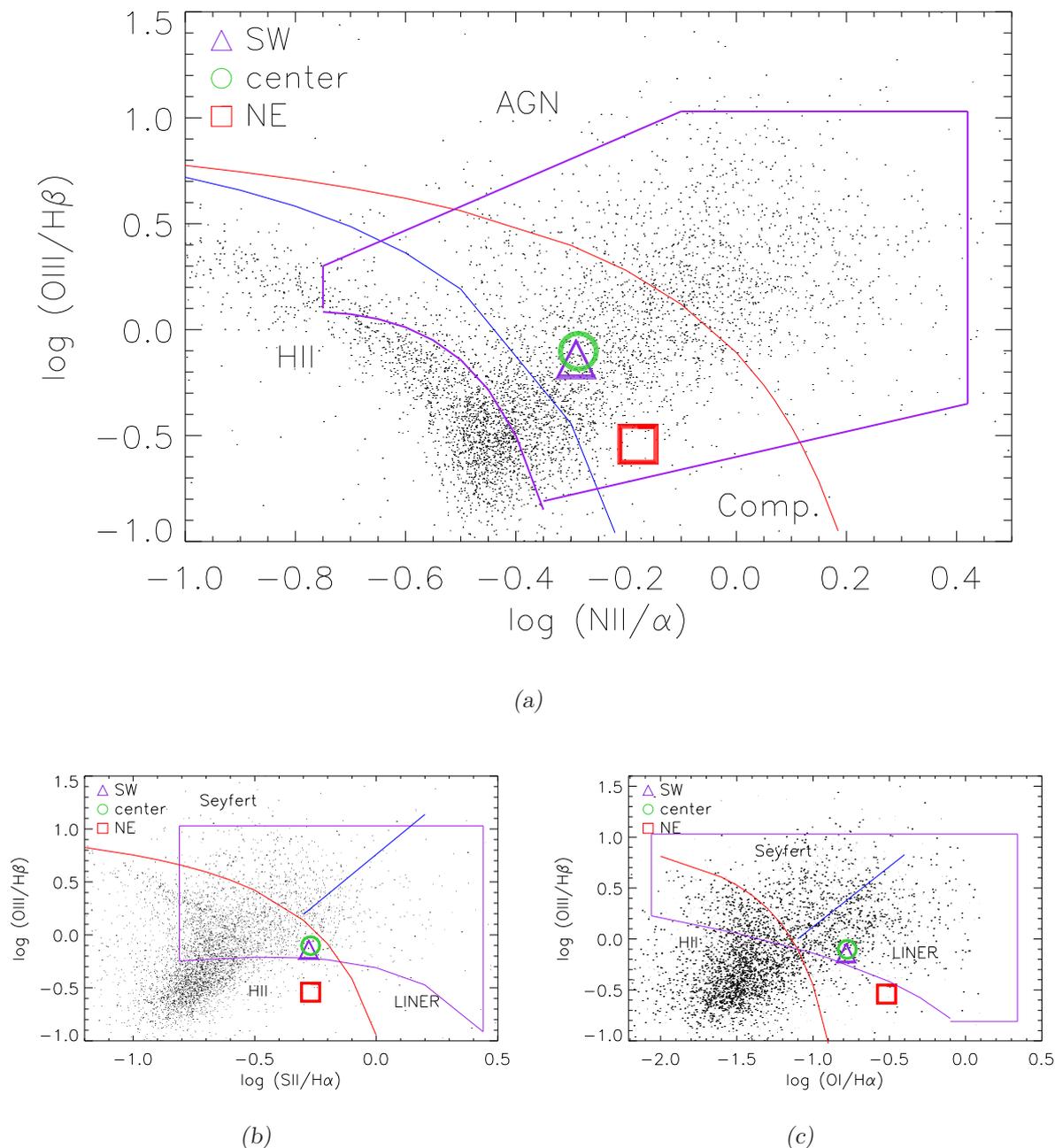


Figura 4.4: Diagramas BPT construídos a partir de dados obtidos de [Kauffmann et al. \(2003\)](#) para 10^5 galáxias do SDSS. No diagrama superior, a linha vermelha representa o limite teórico de formação estelar de [Kewley et al. \(2001\)](#), sendo que do lado direito e superior à linha encontram-se os AGNs (e, eventualmente, estrelas evoluídas), no lado oposto a região de formação estelar. As linhas roxas delimitam as regiões onde a excitação por choques pode ter um papel importante e foram extraídas do trabalho de [Alatalo et al. \(2016\)](#). A linha azul mostra o limite empírico de [Kauffmann et al. \(2003\)](#), que separa regiões de pura formação estelar (à esquerda e abaixo) daquelas compostas (formação estelar mais AGN). Nos diagramas inferiores *b* e *c*, as linhas vermelhas delimitam as regiões de formação estelar daquelas correspondes à emissão por AGNs, sendo estas últimas divididas entre regiões de Seyfert e de LINER pelas linhas azuis. Nesse diagrama são mostradas as posições respectivas de cada região da fenda analisadas neste trabalho.

Partindo-se da hipótese que a emissão em $H\alpha$ deve-se majoritariamente à formação estelar, é possível se obter uma estimativa da taxa de formação estelar (SFR, na sigla em inglês, *star formation rate*) a partir da luminosidade total desta linha, utilizando a expressão proposta empiricamente por Kennicutt et al. (1994) e mostrada na equação 4.1,

$$SFR(M_{\odot}ano^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L(H\alpha)(ergs^{-1}), \quad (4.1)$$

onde $L(H\alpha)$ é a luminosidade total medida em $erg\ s^{-1}$. Para determinar a luminosidade da linha, utilizamos a definição de fluxo mostrada na equação 4.2,

$$F = \frac{L}{4\pi d_L^2} \rightarrow L = 4\pi d_L^2 F, \quad (4.2)$$

onde d_L é a distância de luminosidade. Nos cálculos consideramos a cosmologia apresentada na seção 1.6, com $d_L = 1063.5$ Mpc. A luminosidade em $H\alpha$ para cada região do filamento e as estimativas da SFR obtidas através das equações 4.2 e 4.1, respectivamente são apresentadas na Tabela 4.3.

É importante ressaltar que esses resultados devem ser considerados como um limite superior para a SFR, uma vez que partem do pressuposto que toda a emissão $H\alpha$ deve-se exclusivamente à formação estelar. Os resultados mostram que a maior da formação estelar ($\sim 75\%$) encontra-se na região central, enquanto o restante divide-se entre os dois filamentos SW e NE.

Tabela 4.2 - Fluxo e luminosidade em $H\alpha$ ao longo do filamento e consequente SFR.

Região	Fluxo $H\alpha$ (10^{-14} erg s^{-1} cmr)	Luminosidade $H\alpha$ (10^{42} erg s^{-1})	SFR (M_{\odot} ano $^{-1}$)
SW	3.57 ± 1.13	4.87 ± 1.54	38.51 ± 7.22
CE	11.84 ± 3.87	16.17 ± 8.02	127.73 ± 16.33
NE	1.16 ± 0.24	1.58 ± 0.33	12.51 ± 2.67
Total	15.66 ± 4.75	21.38 ± 6.48	168.49 ± 18.76

Comparando os valores da SFR total obtida, $SFR = 168.49 \pm 18.76 M_{\odot} ano^{-1}$, com outras estimativas, nosso resultado fica aquém (embora seja consistente) do valor de $SFR = 241 \pm 92 M_{\odot} ano^{-1}$ encontrado por Ogrear et al. (2010) a partir de dados no UV

obtidos com o Telescópio *Hubble*. No entanto, nesse mesmo trabalho, [Ogrean et al. \(2010\)](#) argumentam (a partir do modelo por eles adotado) que esse valor não seria consistente com o número de estrelas do tipo O e B presentes na BCG, sendo que outro mecanismo de ionização do gás deveria estar atuando. Assim, a taxa de formação estelar deveria ser menor do que a obtida por eles. [Mittal et al. \(2015\)](#) revisitaram os dados analisados por [Ogrean et al. \(2010\)](#), usando uma técnica diferente, no caso um modelo de formação estelar baseado na combinação entre uma população estelar velha e diversas populações jovens, tendo assim uma taxa contínua de formação estelar. De acordo com esse modelo, a SFR do aglomerado seria $67^{+49}_{-27} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, consistente com nossos limites superiores.

4.4 LINERs

As observações do tipo IFU (*integral field unit*, na sigla em inglês) analisadas por [Ogrean et al. \(2010\)](#) mostraram que boa parte da emissão da galáxia central é devida aos filamentos. Nossa análise mostrou que essa emissão ocupa regiões de transição ou com emissão associada a LINERs (*Low Ionization Nuclear Emission-Line Regions*, na sigla em inglês) nesses diagramas.

Os LINERs foram introduzidos por [Heckman \(1980\)](#), como alternativa de separação desses objetos de Seyferts 2, pois seus espectros são semelhantes, no entanto, os LINERs são menos ionizados. Trabalhos recentes (e.g. [Sing et al., 2013](#); [Ricci et al., 2014](#); [Belfiore et al., 2016](#)) têm mostrado que essa emissão é do tipo extensa, não podendo ser devida puramente a uma emissão nuclear por um AGN. De fato, [Sing et al. \(2013\)](#) concluíram que a maior parte da emissão dos LINERs é oriunda de estrelas quentes, do tipo pós-AGB. Na Figura 4.5 é mostrado o perfil da emissão na banda r' ao longo da BCG. Essa emissão, que mapeia a componente estelar, apresenta um perfil bastante distinto do apresentado pelas linhas de emissão (Figuras 4.3 e 4.2). Tal discrepância nos leva à conclusão que a emissão nebulosa não provém das estrelas. Dessa maneira, a hipótese de LINERs não é plausível como fonte principal de ionização do gás.

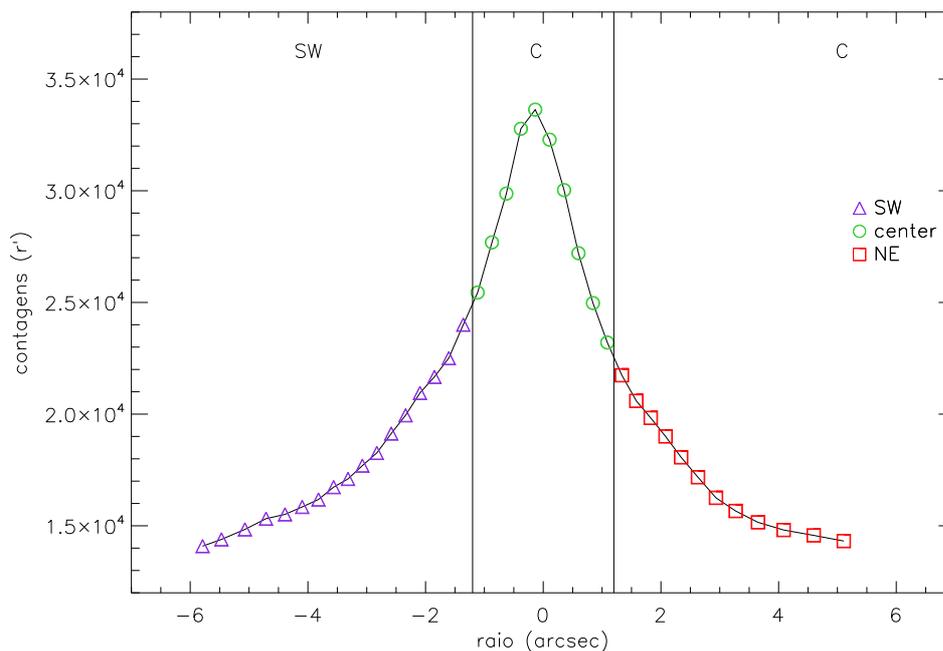


Figura 4.5: Perfil da emissão na banda r' ao longo do filamento principal.

4.5 Excitação por choques

O modelo de excitação por choques em galáxias e aglomerados a partir da análise das linhas de emissão mais utilizado até hoje foi proposto inicialmente por [Dopita \(1994\)](#) e revisto em [Dopita et al. \(1996\)](#). Nestes trabalhos, eles demonstraram que choques no gás podem ser uma fonte poderosa de ionização colisional no meio interestelar.

É esperado que nessa situação ondas supersônicas sejam formadas no gás (e.g. [Ota e Yoshida, 2016](#)), geradas pelo gás que se resfria rapidamente. Esses movimentos aqueceriam o gás, produzindo parte da energia necessária para ionizá-lo. Como o RX1504 faz parte da amostra de *cool cores* onde foram observados mini halos em rádio (e.g. [Giacintucci et al., 2011](#)) e alguns trabalhos associam a presença desses mini halos à dinâmica do gás (e.g. [Mazzotta e Giacintucci, 2008](#)), essa pode ser mais uma evidência de que os choques dissipativos têm um papel no aquecimento do gás filamentar da região central do RX1504.

Se isso de fato ocorre, alguns efeitos além das razões de linhas de emissão são esperados. Por exemplo, espera-se que fluxo e velocidade estejam correlacionados. Também é possível determinar a luminosidade esperada da linha em função dos parâmetros do gás e do choque,

como a velocidade do choque, volume e densidade. Como nossa intenção é analisar a possibilidade da excitação por choques desempenhar um papel importante na região central do aglomerado RX1504, essas relações são melhor exploradas nas subseções a seguir.

4.5.1 Cinemática

Dado que temos diversos espectros ao longo da fenda, é possível extrair informação cinemática a partir da análise da dispersão de velocidade do gás emissor. Essa grandeza é aqui definida como a largura da linha de $H\alpha$, σ , medida em km s^{-1} ².

O resultado obtido para o comportamento de σ ao longo da fenda é mostrado na Figura 4.6. Como esperado, a dispersão de velocidade tem seu máximo ($\sim 250\text{km/s}$) na região central, decaindo ao longo da região filamentar. Da mesma forma, o comportamento da velocidade média ao longo da fenda se assemelha à uma curva de rotação, consistente com um bojo na região central. No entanto, como estamos trabalhando espectros obtidos ao longo de uma fenda (e não IFU), não temos informações sobre a geometria da emissão, de forma que outras interpretações são possíveis, como por exemplo, a queda do gás na região central, que poderia produzir um comportamento semelhante ao observado na Figura 4.6. Na verdade consideramos esta segunda explicação mais plausível, pois a "curva de rotação" não apresenta o comportamento usualmente esperado em galáxias (curvas "chatas" em altos raios).

Para a situação onde os choques têm influência importante na ionização do gás, segundo o modelo de Dopita e Sutherland (1995) espera-se que o fluxo observado em linhas de emissão da série de Balmer seja proporcional a σ^α , onde $\alpha = 2.41$ (e.g. Dopita, 1994; Dopita e Sutherland, 1995). A Figura 4.7 mostra o fluxo em $H\alpha$ em função da velocidade nas unidades apropriadas, bem como os ajustes feitos para as três regiões e seus respectivos valores para o coeficiente α . Corroborando os resultados obtidos com os diagramas BPT, vê-se que o valor obtido para a região central é próximo da constante α , indicando novamente que a excitação por choques pode estar ocorrendo nesta região.

² O valor de σ foi obtido através de um ajuste gaussiano, tendo sido removida a largura instrumental, determinada a partir das lâmpadas de $CU - Ar$, conforme descrito na seção 2.3.4

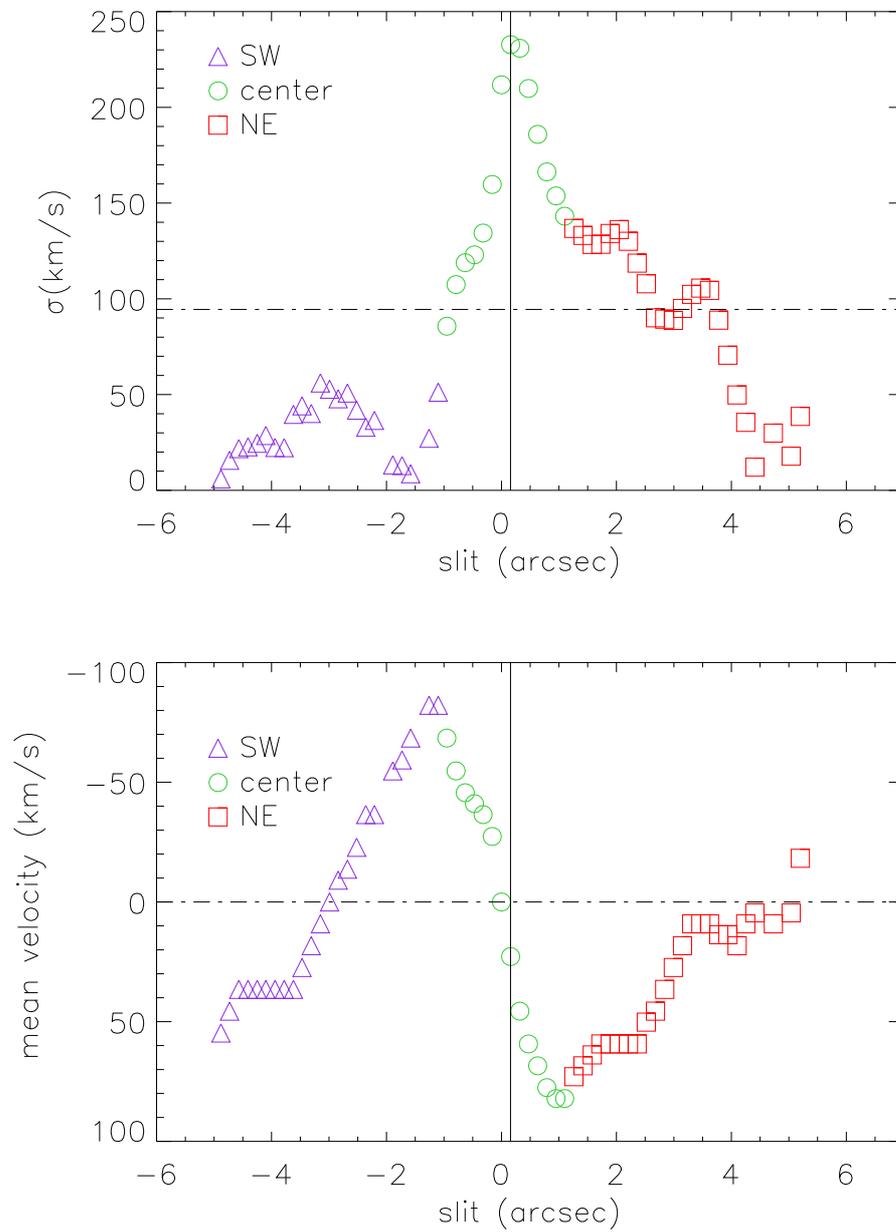


Figura 4.6: Os triângulos roxos representam a região SW, os círculos verdes a região central e os quadrados vermelhos a região NE. Topo: Dispersão de velocidades para $H\alpha$ ao longo da fenda. Abaixo: Velocidade média em função da fenda, subtraída a velocidade média central.

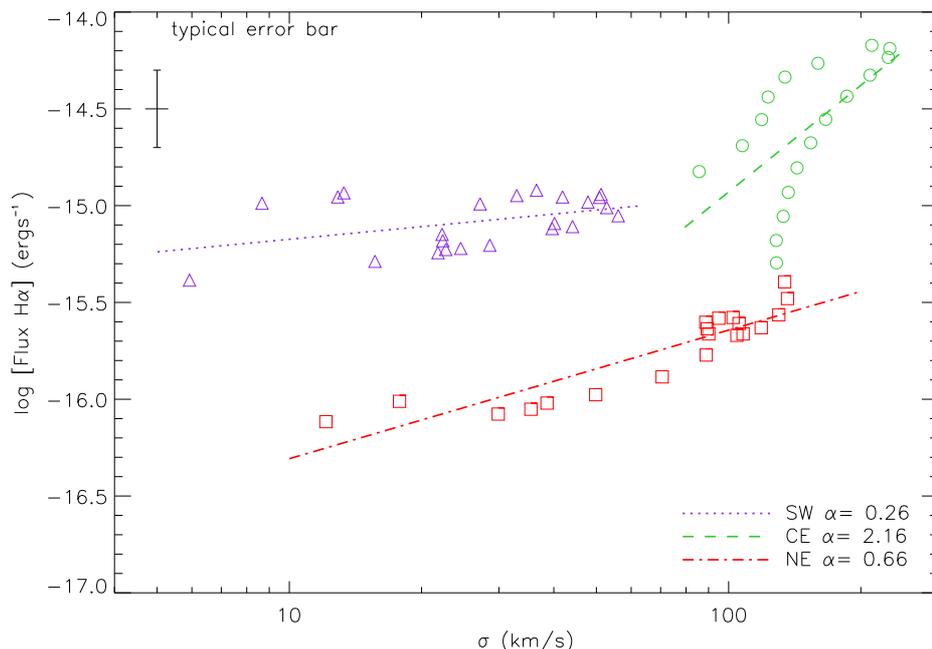


Figura 4.7: Os triângulos roxos representam a região SW, os círculos verdes a região central e os quadrados vermelhos a região NE. São apresentados os ajustes para cada região.

4.5.2 Luminosidade

Outro resultado dos modelos de choques de [Dopita \(1994\)](#) é uma relação entre a luminosidade em H β e alguns parâmetros do gás, como sua velocidade, densidade e área. Como neste estudo nós analisamos a linha de H α , foi necessário adaptar esta relação, o que fizemos considerando um regime onde a razão H α /H β é igual a 2.86 (ver seção [2.3.3](#) para mais detalhes). O resultado é mostrado na equação [4.3](#),

$$L(H\alpha) = 2.15 \times 10^{38} n_0 (V_{100})^{2.41} A \text{ ergs}^{-1}, \quad (4.3)$$

onde n_0 é a densidade pré-choque em partículas/cm 3 , V_{100} é a velocidade do choque em unidade de 100 km s $^{-1}$ e A é a área do choque em unidades de kpc 2 . A densidade eletrônica média de uma nebulosa pode ser mensurada através da observação dos efeitos de desexcitação colisional em algumas linhas de emissão. Considerando as intensidades de duas linhas do mesmo íon, emitidas por diferentes níveis com aproximadamente a mesma energia de excitação, é possível mostrar que a taxa relativa de excitação para os dois níveis depende apenas da densidade. Os melhores exemplos de linhas que podem ser usadas para medir a densidade eletrônica são [OII]3729/3726 e [SII]6716/6731 ([Osterbrock, 1989](#)).

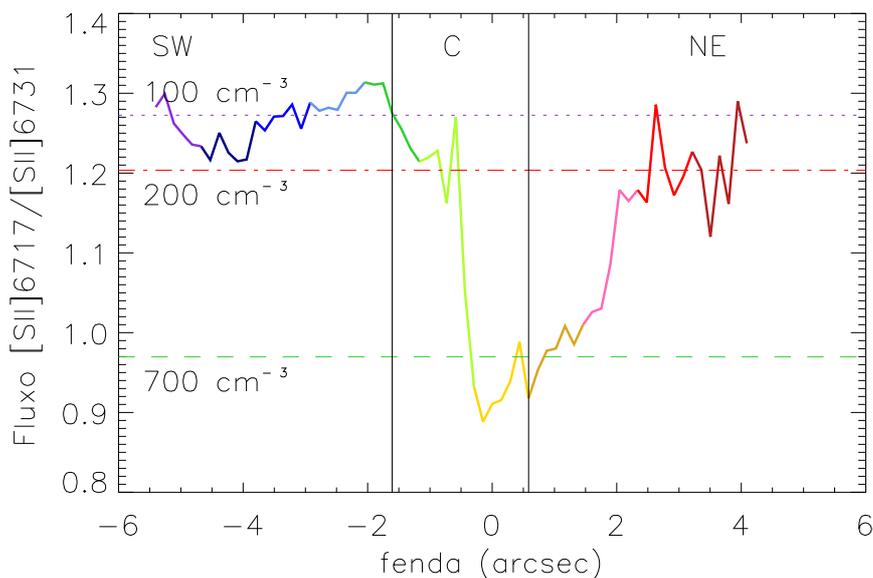


Figura 4.8: Variação da razão SII 6716/6731 ao longo da fenda. As linhas tracejadas mostram valores aproximados para a densidade dado um valor para a razão SII 6716/6731 [Osterbrock \(1989\)](#).

Dessa forma, se o espectro tiver resolução suficiente para separar as duas linhas de emissão próximas é possível determinar a densidade eletrônica do gás na nebulosa. No nosso caso, é possível fazer a separação entre as linhas do [SII]6716 Å e [SII]6731 Å ao longo da fenda, conforme mostrado na Figura 4.8, onde a densidade foi estimada usando os resultados de [Osterbrock \(1989\)](#). No gráfico notamos uma distinção clara entre os valores médios da região central com os valores obtidos para os filamentos. Essa discrepância corresponde a uma densidade eletrônica de 100-200 cm^{-3} na região filamentar, enquanto os valores da região central ultrapassam 700 cm^{-3} . Considerando uma razão média para toda a fenda, a densidade encontrada é de $\sim 200 \text{ cm}^{-3}$. Esses valores são consistentes com outros trabalhos que analisam o gás filamentar ao redor de aglomerados *cool core* (e.g. [McDonald et al., 2012](#)).

Na subseção 4.5.1, nós estimamos a velocidade média do choque para cada região. Assumindo então que o choque possui uma simetria cilíndrica, com raio de 1kpc (compatível com a largura do filamento, conforme observado na Figura 4.1), nós obtivemos os valores mostrados na Tabela 4.5.2.

Esses resultados mostram que a luminosidade devido ao choque para os valores encon-

Tabela 4.3 - Estimativa da luminosidade devido à choques usando o modelo de [Dopita \(1994\)](#).

Região	Densidade média (cm^{-3})	V médio (100 km s^{-1})	$L(H\alpha)_{choques}$ (10^{42} erg/s)	$L(H\alpha)_{obs}$ (10^{42} erg/s)
SW	100	0.75	0.1	3.10
CE	300	2.06	1.43	7.90
NE	200	0.28	0.01	5.75
Total	200	1.55	0.6	11.58

trados de velocidade e densidade estão duas ordens de grandeza abaixo da luminosidade observada para as regiões SW e CE. Por outro lado, na região central a excitação por choques poderia ser responsável por 20% da emissão observada. É importante destacar que, apesar de interessantes, os valores são estritamente dependentes da geometria do sistema, da qual apenas pudemos fazer uma estimativa aproximada. Mesmo assim, nossos resultados sugerem que apenas parte da emissão da região central do aglomerado RX1504 pode ser explicada por choques.

4.6 Discussão

A morfologia do filamento da BCG do aglomerado RX 1504 nos motivou a dividir espacialmente a emissão proveniente desta região entre três regiões, sendo a central dominada pela emissão do filamento e as duas restantes (sudoeste e nordeste) associadas aos filamentos. A análise individual da emissão de cada região em diagramas do tipo BPT nos apresentou um cenário com a fonte ionizante na chamada região de transição desses diagramas. Por outro lado, em todos os diagramas a emissão oriunda das regiões central e sudoeste estavam localizadas dentro dos limites de excitação por choques dinâmicos.

Como trabalhos anteriores (e.g. [Ogrian et al., 2010](#); [Mittal et al., 2015](#)) já haviam discutido (e descartado) a hipótese de excitação exclusivamente por formação estelar ou LINERS, em nossa análise investigamos a possibilidade de choques terem um papel relevante na ionização do gás da região central e do filamento sudoeste.

Esse hipótese é sustentada pelo rico comportamento cinemático observado, o que pode ser uma evidência de *sloshing* (e.g. [Dupke e Bregman, 2005](#); [Machado et al., 2015](#)), con-

sistente com a existência de um mini-halo (e.g. [Mazzotta e Giacintucci, 2008](#); [Machado e Lima Neto, 2015](#)). Se de fato choques ocorrem, é esperada uma dependência entre a luminosidade da linha de $H\alpha$ e parâmetros do gás, como sua velocidade, densidade e área ([Dopita, 1994](#)). Apesar de fortemente dependente da geometria do sistema, encontramos que choques poderiam explicar 20% da emissão da região central, enquanto nas regiões filamentosas seriam praticamente desprezíveis.

Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho nós estudamos o aglomerado de galáxias RXC J1504-0248 através de dados fotométricos e espectroscópicos obtidos com o Telescópio Gemini Sul.

O aglomerado RX1504 é um objeto interessante para o estudo da física que regula o gás do ICM em aglomerados *cool core*, uma vez que ele é um exemplo notável de *cool core* com taxas previstas de deposição de massa da ordem de $\sim 1000 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ e diversas estruturas filamentosas na região central, ao redor da BCG (Böhringer et al., 2005; Oglean et al., 2010; Tremblay et al., 2015).

Estimamos a massa do aglomerado através de dois métodos independentes: massa dinâmica via Teorema do Virial e uma análise combinada de lentes gravitacionais fortes e fracas. Para a estimativa do Virial, contávamos com 32 galáxias com *redshift* espectroscópico, obtidas a partir dos nossos dados e mais 13 galáxias obtidas da base de dados do NED. Considerando apenas a mostra Gemini, obtivemos $M_{200} = 5.6 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ dentro de $R_{200} = 1.6 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$. Já para a amostra de 45 galáxias (Gemini + NED), encontramos uma massa total de $M_{200} = 6.8 \pm 0.1 \times 10^{14} h_{70}^{-1} M_{\odot}$ dentro de $R_{200} = 1.7 \pm 0.4 h_{70}^{-1} \text{ Mpc}$. Nós utilizamos três relações de escala diferentes (Carlberg et al., 1997; Biviano et al., 2006; Evrard et al., 2008), obtendo resultados compatíveis entre si e para cada uma das amostras, tendo a amostra completa (Gemini + NED) apresentado resultados maiores em todas as escalas adotadas.

Para a análise de lentes, dispúnhamos da forma de 665 galáxias de fundo (assim classificadas de acordo com suas propriedade fotométricas) e dois pares candidatos a arcos gravitacionais com *redshift* espectroscópico determinado. Estudando cada candidato a arco individualmente, pudemos concluir que o par #1 não era de fato um arco gravitacional no

redshift considerado, visto que seus resultados eram muito discrepantes dos demais. Além disso, só foi obtido espectro do objeto 1A, que possuía apenas uma linha de emissão, o que tornava a determinação de seu *redshift* menos confiável. Considerando o par de arcos gravitacionais 2A e 2B conjuntamente com os dados de lentes fracas, encontramos uma massa de $M_{200} = 5.3 \pm 0.4 \times 10^{14} M_{\odot}$ dentro de $R_{200} = 1.56 \pm 0.04 h^{-1}$ Mpc. Tal análise é particularmente interessante devido à própria natureza do perfil NFW, aqui adotado para os ajustes de lente. Esse perfil é pouco preciso nas regiões centrais, o que alguns casos pode comprometer a análise geral. Já os arcos gravitacionais, por estarem muito próximos ao centro do sistema, nos fornecem informações mais detalhadas sobre essa região. Assim, utilizamos o arco 2A para fixar o parâmetro de concentração do perfil NFW, obtendo um resultado mais fidedigno. Esses resultados colocam o RX1504 entre os 21% aglomerados mais massivos conhecidos (Girardi et al., 1998).

Comparando os resultados obtidos para a massa e também outros disponíveis na literatura (e.g. Böhringer et al., 2005; Zhang et al., 2012, via raios-X e análise dinâmica, respectivamente), percebe-se que eles são compatíveis entre si. Isso nos leva à concluir a validade da hipótese de equilíbrio dinâmico do aglomerado, uma vez que as massas dinâmica e através de raios-X dependem desta hipótese, enquanto que a massa obtida via lentes gravitacionais é independente dela.

Voltando nossa atenção para o gás ao redor da galáxia central, a análise morfológica dessa região confirmou que a emissão filamentar principal está alinhada com a emissão de raios-X e UV. Com o intuito de avaliar seu comportamento ao longo do filamento, nós dividimos o espectro da fenda sobre a galáxia central em três regiões: central, SW (sudoeste) e NE (nordeste), sendo as duas últimas associadas as filamentos. Dada a proeminência das linhas de emissão associadas em todas as regiões, realizamos uma análise combinada das posições ocupadas pelas razões de linhas em diagramas do tipo BPT (Baldwin et al., 1981). Tal análise indicou uma ionização composta para todas as regiões, pois no diagrama $[OIII]5007/H\beta$ vs $[NII]6584/H\alpha$ as posições ocupadas indicavam transição (estrelas + AGN), enquanto que no diagrama $[OIII]5007/H\beta$ vs $[SII]6717/H\alpha$ a emissão era consistente com regiões HII e no $[OIII]5007/H\beta$ vs $[OI]6300/H\alpha$ consistente com LINERs. Ademais, as regiões central e SW encontravam-se dentro dos limites de ionização por choques dissipativo, definidos por Alatalo et al. (2016), em todos os diagramas.

Outros trabalhos (e.g. [Ogrean et al., 2010](#); [Mittal et al., 2015](#)) já haviam mostrado que a ionização por estrelas era insuficiente para explicar as observações da região central, bem como a hipótese de LINERs também já havia sido discutida e considerada inconsistente, uma vez que boa parte da ionização desses objetos se deve a estrelas evoluídas (e.g. [Sing et al., 2013](#)).

Esses fatores nos fizeram investigar mais a fundo a hipótese de choques. Nós mostramos que a relação entre a luminosidade de $H\alpha$ e a velocidade do gás (largura da linha) era compatível com ionização via choques para a região central ([Dopita e Sutherland, 1995](#)), sendo estimada uma contribuição de 20% da luminosidade total.

Conjuntamente, esses resultados são um indicativo de que a ionização do gás do ICM via choques pode contribuir para o aquecimento do filamento central. Além disso, corrobora a hipótese de que a ionização do gás do ICM pode não ser resultado de um efeito único, sendo de fato a contribuição aproximadamente equivalente de vários fenômenos físicos.

Apesar de não suficientes para definir qual o impacto dos choques no contexto global, podemos especular a respeito da possível origem dessas ondas de choque. Por exemplo, eles ser geradas a partir de matéria supersônica sendo acretaada nos filamentos, que por sua vez comprimiria e aqueceria a matéria lá existente. Ou então, ser resultado de transferência de energia mecânica da região central. Esses resultados mostram a necessidade de simulações numéricas que considerem o aquecimento por choques, observações em raios-X com maior resolução que as disponíveis atualmente, capazes de mostrar a movimentação do gás [Ota e Yoshida \(2016\)](#) e de análises detalhadas da ionização nebular em uma amostra maior de aglomerados cool-core.

Referências Bibliográficas

- Abell G. O., The Distribution of Rich Clusters of Galaxies., *ApJS*, 1958, vol. 3, p. 211
- Alatalo K., Lisenfeld U., Lanz L. e. a., Shocked POststarburst Galaxy Survey II: The Molecular Gas Content and Properties of a Subset of SPOGs, *ArXiv e-prints*, 2016
- Alfvén H., Existence of Electromagnetic-Hydrodynamic Waves, *Nature*, 1942, vol. 150, p. 405
- Allen S. W., Schmidt R. W., Fabian A. C., The X-ray virial relations for relaxed lensing clusters observed with Chandra, *MNRAS*, 2001, vol. 328, p. L37
- Bahcall J. N., Sarazin C. L., Parameters and predictions for the X-ray emitting gas of Coma, Perseus, and Virgo, *ApJ*, 1977, vol. 213, p. L99
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects, *PASP*, 1981, vol. 93, p. 5
- Belfiore F., Maiolino R., Maraston C., Emsellem E. e. a., SDSS IV MaNGA - spatially resolved diagnostic diagrams: a proof that many galaxies are LIERs, *MNRAS*, 2016, vol. 461, p. 3111
- Bertin E., Arnouts S., SExtractor: Software for source extraction., *A&As*, 1996, vol. 117, p. 393
- Bertone G., Hooper D., A History of Dark Matter, *ArXiv e-prints*, 2016
- Bertschinger E., Meiksin A., The role of heat conduction in the cooling flows of galaxy clusters, *ApJ*, 1986, vol. 306, p. L1

- Bicknell G. V., de Ruiter H. R., Parma P., Morganti R., Fanti R., Physical properties of jets in low-luminosity radio sources, *ApJ*, 1990, vol. 354, p. 98
- Binney J., Cowie L. L., X-ray emission from M87 - A pressure confined cooling atmosphere surrounding a low mass galaxy, *ApJ*, 1981, vol. 247, p. 464
- Bîrzan L., Rafferty D. A., McNamara B. R., Wise M. W., Nulsen P. E. J., A Systematic Study of Radio-induced X-Ray Cavities in Clusters, Groups, and Galaxies, *ApJ*, 2004, vol. 607, p. 800
- Biviano A., From Messier to Abell: 200 Years of Science with Galaxy Clusters. In *Constructing the Universe with Clusters of Galaxies* , 2000
- Biviano A., Murante G., Borgani S., Diaferio A., Dolag K., Girardi M., On the efficiency and reliability of cluster mass estimates based on member galaxies, *A&A*, 2006, vol. 456, p. 23
- Böhringer H., Burwitz V., Zhang Y., Schuecker P., Nowak N., Chandra Reveals Galaxy Cluster with the Most Massive Nearby Cooling Core: RXC J1504.1-0248, *ApJ*, 2005, vol. 633, p. 148
- Böhringer H., Schuecker P., Guzzo L., Collins C. A., Voges W., Cruddace R. G., Ortiz-Gil A., Chincarini G., De Grandi S., Edge A. C., MacGillivray H. T., Neumann D. M., Schindler S., Shaver P., The ROSAT-ESO Flux Limited X-ray (REFLEX) Galaxy cluster survey. V. The cluster catalogue, *A&A*, 2004, vol. 425, p. 367
- Borgani S., Guzzo L., X-ray clusters of galaxies as tracers of structure in the Universe, *Nature*, 2001, vol. 409, p. 39
- Bravi L., Gitti M., Brunetti G., On the connection between radio mini-halos and gas heating in cool-core clusters. In *The Many Facets of Extragalactic Radio Surveys: Towards New Scientific Challenges* , 2015, p. 47
- Bregman J. N., David L. P., Heat conduction in cooling flows, *ApJ*, 1988, vol. 326, p. 639
- Bridle S. L., Hobson M. P., Lasenby A. N., Saunders R., A maximum-entropy method for reconstructing the projected mass distribution of gravitational lenses, *MNRAS*, 1998, vol. 299, p. 895

- Brighenti F., Mathews W. G., Heating of Gas in Galaxy Groups and Clusters.. In Chemical Enrichment of Intracluster and Intergalactic Medium , vol. 253 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2002, p. 445
- Brighenti F., Mathews W. G., Feedback Heating in Cluster and Galactic Cooling Flows, *ApJ*, 2003, vol. 587, p. 580
- Brüggen M., Kaiser C. R., Hot bubbles from active galactic nuclei as a heat source in cooling-flow clusters, *Nature*, 2002, vol. 418, p. 301
- Burbidge E. M., Burbidge G. R., Optical Evidence Suggesting the Occurrence of a Violent Outburst in NGC 1275., *ApJ*, 1965, vol. 142, p. 1351
- Burbidge G. R., Burbidge E. M., Sandage A. R., Evidence for the Occurrence of Violent Events in the Nuclei of Galaxies, *Reviews of Modern Physics*, 1963, vol. 35, p. 947
- Byrd R. H., Lu P., Nocedal J., Zhu C., A limited memory algorithm for bound constrained optimization., *SIAM Journal on Scientific Computing*, 1995, vol. 16, p. 1190
- Cappellari M., Bacon R., Bureau M., Damen M. C., Davies R. L., de Zeeuw P. T., Emsellem E., Falcón-Barroso J., Krajnović D., Kuntschner H., McDermid R. M., Peletier R. F., Sarzi M., van den Bosch R. C. E., van de Ven G., The SAURON project - IV. The mass-to-light ratio, the virial mass estimator and the Fundamental Plane of elliptical and lenticular galaxies, *MNRAS*, 2006, vol. 366, p. 1126
- Carlberg R. G., Yee H. K. C., Ellingson E., Morris S. L., Abraham R., Gravel P., Pritchet C. J., Smecker-Hane T., Hartwick F. D. A., Hesser J. E., Hutchings J. B., Oke J. B., The Average Mass Profile of Galaxy Clusters, *ApJ*, 1997, vol. 485, p. L13
- Carrasco E. R., Cypriano E. S., Neto G. B. L., Cuevas H., Sodré Jr. L., de Oliveira C. M., Ramirez A., Witnessing the Formation of a Galaxy Cluster at $z = 0.485$: Optical and X-Ray Properties of RX J1117.4+0743 ([VMF 98] 097), *ApJ*, 2007, vol. 664, p. 777
- Chen Y., Reiprich T. H., Böhringer H., Ikebe Y., Zhang Y.-Y., Statistics of X-ray observables for the cooling-core and non-cooling core galaxy clusters, *A&A*, 2007, vol. 466, p. 805

- Churazov E., Forman W., Jones C., Böhringer H., XMM-Newton Observations of the Perseus Cluster. I. The Temperature and Surface Brightness Structure, *ApJ*, 2003, vol. 590, p. 225
- Conselice C. J., Gallagher III J. S., Wyse R. F. G., On the Nature of the NGC 1275 System, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 2281
- Coupon J., Ilbert O., et al. K., Photometric redshifts for the CFHTLS T0004 deep and wide fields, *A&A*, 2009, vol. 500, p. 981
- Crawford C. S., Hatch N. A., Fabian A. C., Sanders J. S., The extended H α -emitting filaments surrounding NGC 4696, the central galaxy of the Centaurus cluster, *MNRAS*, 2005, vol. 363, p. 216
- Donahue M., Jordán A., Baum S. A., Côté P., Ferrarese L., Goudfrooij P., Macchetto D., Malhotra S., O'Dea C. P., Pringle J. E., Rhoads J. E., Sparks W. B., Voit G. M., Infrared Emission from the Nearby Cool Core Cluster Abell 2597, *ApJ*, 2007, vol. 670, p. 231
- Dopita M. A., The Excitation of LINERS and Cooling Flows. In *The Physics of Active Galaxies* , vol. 54 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1994, p. 287
- Dopita M. A., Koratkar A. P., Evans I. N., Allen M., Bicknell G. V., Sutherland R. S., Hawley J. F., Sadler E., Shock Excitation of LINERs. In *The Physics of Liners in View of Recent Observations* , vol. 103 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1996, p. 44
- Dopita M. A., Sutherland R. S., Spectral Signatures of Fast Shocks. II. Optical Diagnostic Diagrams, *ApJ*, 1995, vol. 455, p. 468
- Dressler A., Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies, *ApJ*, 1980, vol. 236, p. 351
- Duffy A. R., Schaye J., Kay S. T., Dalla Vecchia C., Dark matter halo concentrations in the Wilkinson Microwave Anisotropy Probe year 5 cosmology, *MNRAS*, 2008, vol. 390, p. L64

- Dunn R. J. H., Fabian A. C., Taylor G. B., Radio bubbles in clusters of galaxies, *MNRAS*, 2005, vol. 364, p. 1343
- Dupke R. A., Bregman J. N., Constraints on Intracluster Gas Bulk Motions in Clusters of Galaxies with ASCA, *ApJS*, 2005, vol. 161, p. 224
- Dyson F. W., Eddington A. S., Davidson C., A Determination of the Deflection of Light by the Sun's Gravitational Field, from Observations Made at the Total Eclipse of May 29, 1919, *Royal Society of London Philosophical Transactions Series A*, 1920, vol. 220, p. 291
- Einasto J., Dark Matter, *Baltic Astronomy*, 2011, vol. 20, p. 231
- Einstein A., Lens-Like Action of a Star by the Deviation of Light in the Gravitational Field, *Science*, 1936, vol. 84, p. 506
- Eisenstein D. J., Weinberg D. H., Agol E., Aihara H., Allende Prieto C., Anderson S. F., Arns J. A., Aubourg É., Bailey S., Balbinot E., et al. SDSS-III: Massive Spectroscopic Surveys of the Distant Universe, the Milky Way, and Extra-Solar Planetary Systems, *AJ*, 2011, vol. 142, p. 72
- Ettori S., β -model and cooling flows in X-ray clusters of galaxies, *MNRAS*, 2000, vol. 318, p. 1041
- Evrard A. E., Formation and evolution of X-ray clusters - A hydrodynamic simulation of the intracluster medium, *ApJ*, 1990, vol. 363, p. 349
- Evrard A. E., Bialek J., Busha M., White M., Habib S., Heitmann K., Warren M., Rasia E., Tormen G., Moscardini L., Power C., Jenkins A. R., Gao L., Frenk C. S., Springel V., White S. D. M., Diemand J., Virial Scaling of Massive Dark Matter Halos: Why Clusters Prefer a High Normalization Cosmology, *ApJ*, 2008, vol. 672, p. 122
- Fabian A. C., Cluster cores and cooling flows. In *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, vol. 17 of *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 27, 2003, p. 303

- Fabian A. C., Nulsen P. E. J., Subsonic accretion of cooling gas in clusters of galaxies, *MNRAS*, 1977, vol. 180, p. 479
- Fabian A. C., Sanders J. S., Heating and Cooling in the Perseus Cluster Core. In *Heating versus Cooling in Galaxies and Clusters of Galaxies* , 2007, p. 65
- Fabian A. C., Sanders J. S., Heating and Cooling in Clusters and Groups. In *American Institute of Physics Conference Series* , vol. 1201 of American Institute of Physics Conference Series, 2009, p. 275
- Fabian A. C., Sanders J. S., Allen S. W., Canning R. E. A., Churazov E., Crawford C. S., Forman W., Gabany J., Hlavacek-Larrondo J., Johnstone R. M., Russell H. R., Reynolds C. S., Salomé P., Taylor G. B., Young A. J., A wide Chandra view of the core of the Perseus cluster, *MNRAS*, 2011, vol. 418, p. 2154
- Fabian A. C., Walker S. A., Russell H. R., Pinto C., Sanders J. S., Reynolds C. S., Do sound waves transport the AGN energy in the Perseus cluster?, *MNRAS*, 2017, vol. 464, p. L1
- Farage C. L., McGregor P. J., Dopita M. A., Bicknell G. V., Optical IFU Observations of the Brightest Cluster Galaxy NGC 4696: The Case for a Minor Merger and Shock-excited Filaments, *ApJ*, 2010, vol. 724, p. 267
- Fitzpatrick E. L., Correcting for the Effects of Interstellar Extinction, *PASP*, 1999, vol. 111, p. 63
- Forman W. R., X-Ray and Optical Observations of Clusters of Galaxies., *HARVARD UNIVERSITY.*, 1973, Tese de Doutorado
- Fujita Y., Ohira Y., Stable Heating of Cluster Cooling Flows by Cosmic-Ray Streaming, *ApJ*, 2011, vol. 738, p. 182
- Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., The Sloan Digital Sky Survey Photometric System, *AJ*, 1996, vol. 111, p. 1748
- Gascon J., Review of Dark Matter Direct Searches. In *Frontiers of Fundamental Physics 14 (FFP14)* , 2014, p. 52

- Gaspari M., Brighenti F., Temi P., Mechanical AGN feedback: controlling the thermodynamical evolution of elliptical galaxies, *MNRAS*, 2012, vol. 424, p. 190
- Giacconi R., Murray S., Gursky H., Kellogg E., Schreier E., Tananbaum H., The Uhuru catalog of X-ray sources., *ApJ*, 1972, vol. 178, p. 281
- Giacintucci S., Markevitch M., Brunetti G., Cassano R., Venturi T., A radio minihalo in the extreme cool-core galaxy cluster RXC J1504.1-0248, *A&A*, 2011, vol. 525, p. L10+
- Giacintucci S., Markevitch M., Venturi T., Clarke T. E., Cassano R., Mazzotta P., New Detections of Radio Minihalos in Cool Cores of Galaxy Clusters, *ApJ*, 2014, vol. 781, p. 9
- Girardi M., Biviano A., Optical Analysis of Cluster Mergers. In *Merging Processes in Galaxy Clusters* , vol. 272 of *Astrophysics and Space Science Library*, 2002, p. 39
- Girardi M., Borgani S., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., The Observational Mass Function of Nearby Galaxy Clusters, *ApJ*, 1998, vol. 506, p. 45
- Gitti M., Radio mini-halos and AGN heating in cool core clusters of galaxies, *ArXiv e-prints*, 2016
- Graham J., Fabian A. C., Sanders J. S., Detecting sound-wave-like surface brightness ripples in cluster cores, *MNRAS*, 2008a, vol. 391, p. 1749
- Graham J., Fabian A. C., Sanders J. S., The weak shock in the core of the Perseus cluster, *MNRAS*, 2008b, vol. 386, p. 278
- Gull S. F., Northover K. J. E., Hot gas in clusters of galaxies, *MNRAS*, 1975, vol. 173, p. 585
- Guo F., Oh S. P., Feedback heating by cosmic rays in clusters of galaxies, *MNRAS*, 2008, vol. 384, p. 251
- Hamuy M., Walker A. R., Suntzeff N. B., Gigoux P., Heathcote S. R., Phillips M. M., Southern spectrophotometric standards., *PASP*, 1992, vol. 104, p. 533

- Hatch N. A., Crawford C. S., Fabian A. C., Ionized nebulae surrounding brightest cluster galaxies, *MNRAS*, 2007, vol. 380, p. 33
- Heckman T. M., An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies - Activity in normal galactic nuclei, *A&A*, 1980, vol. 87, p. 152
- Heckman T. M., Baum S. A., van Breugel W. J. M., McCarthy P., Dynamical, physical, and chemical properties of emission-line nebulae in cooling flows, *ApJ*, 1989, vol. 338, p. 48
- Heisler J., Tremaine S., Bahcall J. N., Estimating the masses of galaxy groups - Alternatives to the virial theorem, *ApJ*, 1985, vol. 298, p. 8
- Hicks A. K., Mushotzky R. F., Donahue M., Tracing Star Formation in Cool Core Clusters with GALEX. In American Institute of Physics Conference Series , vol. 1201 of American Institute of Physics Conference Series, 2009, p. 146
- Hillel S., Soker N., Hitomi observations of Perseus support heating by mixing, *MNRAS*, 2017, vol. 466, p. L39
- Hitomi Collaboration The quiescent intracluster medium in the core of the Perseus cluster, *Nature*, 2016, vol. 535, p. 117
- Hlavacek-Larrondo J., Fabian A., Highly-luminous Cool Core Clusters of Galaxies: Mechanically-driven or Radiatively-driven AGN?. In IAU Symposium , vol. 277 of IAU Symposium, 2011, p. 329
- Hu E. M., Cowie L. L., Kaaret P., Jenkins E. B., York D. G., Roesler F. L., The filaments of NGC 1275 - A collision between a galaxy and an accretion flow?, *ApJ*, 1983, vol. 275, p. L27
- Hubble E., Humason M. L., The Velocity-Distance Relation among Extra-Galactic Nebulae, *ApJ*, 1931, vol. 74, p. 43
- Hubble E. P., Extragalactic nebulae., *ApJ*, 1926, vol. 64

-
- Hudson D. S., Mittal R., Reiprich T. H., Nulsen P. E. J., Andernach H., Sarazin C. L.,
What is a cool-core cluster? a detailed analysis of the cores of the X-ray flux-limited
HIFLUGCS cluster sample, *A&A*, 2010, vol. 513, p. A37
- Jacob S., Pfrommer C., Cosmic ray heating in cool core clusters I: diversity of steady state
solutions, *ArXiv e-prints*, 2016a
- Jacob S., Pfrommer C., Cosmic ray heating in cool core clusters II: Self-regulation cycle
and non-thermal emission, *ArXiv e-prints*, 2016b
- Jones C., Forman W., Clusters of galaxies and the hot intracluster medium, *Advances in
Space Research*, 1990, vol. 10, p. 209
- Kauffmann G., Heckman T. M., White S. D. M., Charlot S., Tremonti C., Brinchmann J.,
Bruzual G. e. a., Stellar masses and star formation histories for 10^5 galaxies from the
Sloan Digital Sky Survey, *MNRAS*, 2003, vol. 341, p. 33
- Kennicutt Jr. R. C., Tamblyn P., Congdon C. E., Past and future star formation in disk
galaxies, *ApJ*, 1994, vol. 435, p. 22
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., Theoretical
Modeling of Starburst Galaxies, *ApJ*, 2001, vol. 556, p. 121
- Klimov Y. G., The Use in Extragalactic Astronomy of the Deviation of Light Rays in
Galactic Gravitational Fields, *Soviet Physics Doklady*, 1963, vol. 8, p. 431
- Kravtsov A. V., Borgani S., Formation of Galaxy Clusters, *ARA&A*, 2012, vol. 50, p. 353
- Kuijken K., Weak weak lensing: correcting weak shear measurements accurately for PSF
anisotropy, *A&A*, 1999, vol. 352, p. 355
- Kulsrud R., Pearce W. P., The Effect of Wave-Particle Interactions on the Propagation of
Cosmic Rays, *ApJ*, 1969, vol. 156, p. 445
- Kurtz M. J., Mink D. J., RVSAO 2.0: Digital Redshifts and Radial Velocities, *PASP*, 1998,
vol. 110, p. 934

- Lea S. M., Silk J., Kellogg E., Murray S., Thermal-Bremsstrahlung Interpretation of Cluster X-Ray Sources, *ApJ*, 1973, vol. 184, p. L105
- Li Y., Bryan G. L., Ruszkowski M., Voit G. M., O'Shea B. W., Donahue M., Cooling, AGN Feedback, and Star Formation in Simulated Cool-core Galaxy Clusters, *ApJ*, 2015, vol. 811, p. 73
- Li Y., Ruszkowski M., Bryan G. L., AGN Heating in Simulated Cool-Core Clusters, *ArXiv e-prints*, 2016
- Lietzen H., Tempel E., Heinämäki P., Nurmi P., Einasto M., Saar E., Environments of galaxies in groups within the supercluster-void network, *A&A*, 2012, vol. 545, p. A104
- Lima-Neto G., Apostila do Curso de Astrofísica Extragaláctica. IAG-USP, 2016, 242 p.
- Loewenstein M., Zweibel E. G., Begelman M. C., Cosmic-ray heating of cooling flows - A critical analysis, *ApJ*, 1991, vol. 377, p. 392
- Loubser S. I., Babul A., Hoekstra H., Mahdavi A., Donahue M., Bildfell C., Voit G. M., The regulation of star formation in cool-core clusters: imprints on the stellar populations of brightest cluster galaxies, *MNRAS*, 2016, vol. 456, p. 1565
- Lynds R., Improved Photographs of the NGC 1275 Phenomenon, *ApJ*, 1970, vol. 159
- Machado R. E. G., Lima Neto G. B., Simulations of gas sloshing in galaxy cluster Abell 2052, *MNRAS*, 2015, vol. 447, p. 2915
- Machado R. E. G., Monteiro-Oliveira R., Lima Neto G. B., Cypriano E. S., Simulating the shocks in the dissociative galaxy cluster Abell 1758N, *MNRAS*, 2015, vol. 451, p. 3309
- Markevitch M., Cluster mergers, cold fronts and sloshing. In *Galaxy Clusters: Observations, Physics and Cosmology*, 2010, p. 22
- Martin A. D., Quinn K. M., Park J. H., MCMCpack: Markov Chain Monte Carlo in R, *Journal of Statistical Software*, 2011, vol. 42, p. 22
- Mateus A., Sodr e L., Cid Fernandes R., Stasińska G., Schoenell W., Gomes J. M., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited, *MNRAS*, 2006, vol. 370, p. 721

- Mathews W. G., Bregman J. N., Radiative accretion flow onto giant galaxies in clusters, *ApJ*, 1978, vol. 224, p. 308
- Mathews W. G., Faltenbacher A., Brighenti F., Heating Cooling Flows with Weak Shock Waves, *ApJ*, 2006, vol. 638, p. 659
- Mayer W. F., The SAS-3 X-ray observatory, Johns Hopkins APL Technical Digest, 1975, vol. 14, p. 14
- Mazzotta P., Giacintucci S., Do Radio Core-Halos and Cold Fronts in Non-Major-Merging Clusters Originate from the Same Gas Sloshing?, *ApJ*, 2008, vol. 675, p. L9
- McDonald M., Veilleux S., Rupke D. S. N., Optical Spectroscopy of H α Filaments in Cool Core Clusters: Kinematics, Reddening, and Sources of Ionization, *ApJ*, 2012, vol. 746, p. 153
- McNamara B. R., Nulsen P. E. J., Heating Hot Atmospheres with Active Galactic Nuclei, *ARA&A*, 2007, vol. 45, p. 117
- McNamara B. R., Nulsen P. E. J., Mechanical feedback from active galactic nuclei in galaxies, groups and clusters, *New Journal of Physics*, 2012, vol. 14, p. 055023
- McNamara B. R., Wise M. W., Murray S. S., The Insignificance of Global Reheating in the A1068 Cluster: Multiwavelength Analysis, *ApJ*, 2004, vol. 601, p. 173
- Messier C., Catalogue des Nébuleuses & des amas d' Étoiles, 1781, pp 227–267
- Mittal R., O'Dea C. P., Ferland G., Oonk J. B. R., Edge A. C., Canning R. E. A., Russell H., Baum S. A., Böhringer H., Combes F., Donahue M., Fabian A. C., Hatch N. A., Hoffer A., Johnstone R., McNamara B. R., Salomé P., Tremblay G., Herschel observations of the Centaurus cluster - the dynamics of cold gas in a cool core, *MNRAS*, 2011, vol. 418, p. 2386
- Mittal R., Whelan J. T., Combes F., Constraining star formation rates in cool-core brightest cluster galaxies, *MNRAS*, 2015, vol. 450, p. 2564

- Molendi S., The Intra-cluster medium: recent results and future prospects, X-ray Astronomy 2009; Present Status, Multi-Wavelength Approach and Future Perspectives, 2010, vol. 1248, p. 261
- Molendi S., Pizzolato F., Is the Gas in Cooling Flows Multiphase?, ApJ, 2001, vol. 560, p. 194
- Monteiro-Oliveira R., Uma contribuição ao estudo de aglomerados de galáxias em fusão, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas - Universidade de São Paulo, 2016, Tese de Doutorado
- Monteiro-Oliveira R., Cypriano E. S., Machado R. E. G., Lima Neto G. B., Ribeiro A. L. B., Sodré L., Dupke R., The merger history of the complex cluster Abell 1758: a combined weak lensing and spectroscopic view, MNRAS, 2017, vol. 466, p. 2614
- Monteiro-Oliveira R., Lima Neto G. B., Cypriano E. S., Machado R. E. G., Capelato H. V., Laganá T. F., Durret F., Bagchi J., Weak lensing and spectroscopic analysis of the nearby dissociative merging galaxy cluster Abell 3376, ArXiv e-prints, 2016
- Narayan R., Bartelmann M., Lectures on Gravitational Lensing, ArXiv Astrophysics e-prints, 1996
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., The Structure of Cold Dark Matter Halos, ApJ, 1996, vol. 462, p. 563
- O'Dea C. P., Baum S. A., Privon G., Noel-Storr J., Quillen A. C., Zufelt N., Park J., Edge A., Russell H., Fabian A. C., Donahue M., Sarazin C. L., McNamara B., Bregman J. N., Egami E., An Infrared Survey of Brightest Cluster Galaxies. II. Why are Some Brightest Cluster Galaxies Forming Stars?, ApJ, 2008, vol. 681, p. 1035
- Ogrea G. A., Hatch N. A., Simionescu A., Böhringer H., Brüggén M., Fabian A. C., Werner N., Central galaxy growth and feedback in the most massive nearby cool core cluster, MNRAS, 2010, vol. 406, p. 354
- Osterbrock D. E., Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei. University Science Books, 1989, 410 p.

- Ota N., Yoshida H., Search for gas bulk motions in eight nearby clusters of galaxies with Suzaku, PASJ, 2016, vol. 68, p. S19
- Peter A. H. G., Dark Matter: A Brief Review, ArXiv e-prints, 2012
- Peterson J. R., X-ray spectroscopic constraints on cooling-flow models for clusters of galaxies, COLUMBIA UNIVERSITY, 2003, Tese de Doutorado
- Pfrommer C., Toward a Comprehensive Model for Feedback by Active Galactic Nuclei: New Insights from M87 Observations by LOFAR, Fermi, and H.E.S.S., ApJ, 2013, vol. 779, p. 10
- Primack J. R., Blumenthal G. R., What is the dark matter? - Implications for galaxy formation and particle physics. In NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C , vol. 117 of NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, 1984, p. 163
- R Core Team, 2015 R: A Language and Environment for Statistical Computing. R Foundation for Statistical Computing Vienna, Austria
- Randall S. W., Nulsen P. E. J., Jones C., Forman W. R., Bulbul E., Clarke T. E., Kraft R., Blanton E. L., David L., Werner N., Sun M., Donahue M., Giacintucci S., Simionescu A., A Very Deep Chandra Observation of the Galaxy Group NGC 5813: AGN Shocks, Feedback, and Outburst History, ApJ, 2015, vol. 805, p. 112
- Reynolds C. S., Balbus S. A., Schekochihin A. A., Inefficient Driving of Bulk Turbulence By Active Galactic Nuclei in a Hydrodynamic Model of the Intracluster Medium, ApJ, 2015, vol. 815, p. 41
- Ricci T. V., Steiner J. E., Menezes R. B., IFU spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei - II. Nuclear emission line properties, MNRAS, 2014, vol. 440, p. 2442
- Rines K., Geller M. J., Diaferio A., Kurtz M. J., Measuring the Ultimate Halo Mass of Galaxy Clusters: Redshifts and Mass Profiles from the Hectospec Cluster Survey (HeCS), ApJ, 2013, vol. 767, p. 15
- Rosati P., Borgani S., Norman C., The Evolution of X-ray Clusters of Galaxies, ARA&A, 2002, vol. 40, p. 539

- Sabra B. M., Shields J. C., Filippenko A. V., Emission-Line Properties of the Optical Filaments of NGC 1275, *ApJ*, 2000, vol. 545, p. 157
- Salome P., Combes F., Cold molecular filaments around the cooling flows galaxy NGC1275. In SF2A-2006: Semaine de l'Astrophysique Francaise , 2006, p. 591
- Salomé P., Combes F., Edge A. C., Crawford C., Erlund M., Fabian A. C., Hatch N. A., Johnstone R. M., Sanders J. S., Wilman R. J., Cold molecular gas in the Perseus cluster core. Association with X-ray cavity, H α filaments and cooling flow, *A&A*, 2006, vol. 454, p. 437
- Salomé P., Combes F., Revaz Y., Edge A. C., Hatch N. A., Fabian A. C., Johnstone R. M., Cold gas in the Perseus cluster core: excitation of molecular gas in filaments, *A&A*, 2008, vol. 484, p. 317
- Santos J. S., Tozzi P., Rosati P., Böhringer H., The evolution of cool-core clusters, *A&A*, 2010, vol. 521, p. A64
- Sarazin C. L., X-ray emission from clusters of galaxies, *Reviews of Modern Physics*, 1986, vol. 58, p. 1
- Sarazin C. L., Book-Review - X-Ray Emission from Clusters of Galaxies, *Journal of the British Astronomical Association*, 1988, vol. 98, p. 212
- Semler D. R., Šuhada R., Aird K. A. e. a., High-redshift Cool-core Galaxy Clusters Detected via the Sunyaev-Zel'dovich Effect in the South Pole Telescope Survey, *ApJ*, 2012, vol. 761, p. 183
- Shectman S. A., Landy S. D., Oemler A., Tucker D. L., Lin H., Kirshner R. P., Schechter P. L., The Las Campanas Redshift Survey, *ApJ*, 1996, vol. 470, p. 172
- Sing D. K., Lecavelier des Etangs A., Fortney J. J. e. a., HST hot-Jupiter transmission spectral survey: evidence for aerosols and lack of TiO in the atmosphere of WASP-12b, *MNRAS*, 2013, vol. 436, p. 2956
- Skilling J., Cosmic Rays in the Galaxy: Convection or Diffusion?, *ApJ*, 1971, vol. 170, p. 265

- Soja A. C., O Aglomerado de Galaxias RXC J1504-0248, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas - Universidade de São Paulo, 2011, Dissertação de Mestrado
- Spitzer L., *Physics of Fully Ionized Gases*, 1962
- Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Asari N. V., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. 972
- Tonry J., Davis M., A survey of galaxy redshifts. I - Data reduction techniques, *AJ*, 1979, vol. 84, p. 1511
- Tremblay G. R., O’Dea C. P., Baum S. A., Mittal R. e. a., Far-ultraviolet morphology of star-forming filaments in cool core brightest cluster galaxies, *MNRAS*, 2015, vol. 451, p. 3768
- Tucker W. H., Rosner R., Thermal conduction and heating by nonthermal electrons in the X-ray halo of M87, *ApJ*, 1983, vol. 267, p. 547
- Umetsu K., Zitrin A., Gruen D., Merten J., Donahue M., Postman M., CLASH: Joint Analysis of Strong-lensing, Weak-lensing Shear, and Magnification Data for 20 Galaxy Clusters, *ApJ*, 2016, vol. 821, p. 116
- Voit G. M., Tracing cosmic evolution with clusters of galaxies, *Reviews of Modern Physics*, 2005, vol. 77, p. 207
- Voit G. M., Quasi-steady Configurations of Conductive Intracluster Media, *ApJ*, 2011, vol. 740, p. 28
- Walsh D., Carswell R. F., Weymann R. J., 0957 + 561 A, B - Twin quasistellar objects or gravitational lens, *Nature*, 1979, vol. 279, p. 381
- Warwick R. S., Marshall N., Fraser G. W., Watson M. G., Lawrence A., Page C. G., Pounds K. A., Ricketts M. J., Sims M. R., Smith A., The Ariel V /3 A/ catalogue of X-ray sources. I - Sources at low galactic latitude /absolute value of B less than 10 deg/, *MNRAS*, 1981, vol. 197, p. 865

- Wiener J., Oh S. P., Zweibel E. G., Interaction of Cosmic Rays with Cold Clouds in Galactic Halos, ArXiv e-prints, 2016
- Wright C. O., Brainerd T. G., Gravitational Lensing by NFW Halos, ApJ, 2000, vol. 534, p. 34
- Zakamska N. L., Narayan R., Models of Galaxy Clusters with Thermal Conduction, ApJ, 2003, vol. 582, p. 162
- Zhang Y.-Y., Verdugo M., Klein M., Schneider P., Probing cluster dynamics in RXC J1504.1-0248 via radial and two-dimensional gas and galaxy properties, A&A, 2012, vol. 542, p. A106
- Zhuravleva I., Churazov E., Arévalo P., Schekochihin A. A., Forman W. R., Allen S. W., Simionescu A., Sunyaev R., Vikhlinin A., Werner N., The nature and energetics of AGN-driven perturbations in the hot gas in the Perseus Cluster, MNRAS, 2016, vol. 458, p. 2902
- Zhuravleva I., Churazov E., Schekochihin A. A., Allen S. W., Arévalo P., Fabian A. C., Forman W. R., Sanders J. S., Simionescu A., Sunyaev R., Vikhlinin A., Werner N., Turbulent heating in galaxy clusters brightest in X-rays, Nature, 2014, vol. 515, p. 85
- Zweibel E., The Plasma Physics of Cosmic Rays. In APS April Meeting Abstracts , 2012
- Zwicky F., Die Rotverschiebung von extragalaktischen Nebeln, Helvetica Physica Acta, 1933, vol. 6, p. 110
- Zwicky F., On the Masses of Nebulae and of Clusters of Nebulae, ApJ, 1937, vol. 86, p. 217

Apêndice

