



Observatório
Nacional

TESE DE DOUTORADO

LUZ DIFUSA EM AGLOMERADOS DE GALÁXIAS NO DARK ENERGY SURVEY
E A CONEXÃO COM A SUA MASSA

HILLYSSON BRUNO SAMPAIO DOS SANTOS

RIO DE JANEIRO

2020

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Tese de Doutorado

LUZ DIFUSA EM AGLOMERADOS DE GALÁXIAS NO DARK ENERGY SURVEY
E A CONEXÃO COM A SUA MASSA

por

Hillysson Bruno Sampaio dos Santos

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

Orientador: Dr. Ricardo Lourenço Correia
Ogando

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Agosto de 2020

S837

Sampaio dos Santos, Hillysson Bruno

Luz difusa em aglomerados de galáxias no Dark Energy Survey e a conexão com a sua massa [Rio de Janeiro] 2020.

xxiv, 119 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

Tese (doutorado) - Observatório Nacional - Rio de Janeiro, 2020.

1. aglomerados de galáxias. 2. matéria escura. 3. fotometria. 4. astrofísica. I. Observatório Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“LUZ DIFUSA EM AGLOMERADOS DE GALÁXIAS NO DARK ENERGY SURVEY
E A CONEXÃO COM A SUA MASSA”

HILLYSSON BRUNO SAMPAIO DOS SANTOS

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

Aprovada por:

Dr. Ricardo Lourenço Correia Ogando – Observatório Nacional
(Orientador)

Dra. Yolanda Jiménez Teja – Observatório Nacional

Dra. Tatiana Ferraz Laganá – Universidade Cruzeiro do Sul

Dr. Gastão B. Lima Neto – Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas/Universidade de São Paulo

Dr. Martin Makler – Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

28 DE AGOSTO DE 2020

*“Sonho não é aquilo que você vê enquanto dorme;
É algo que não te deixa dormir.”
– Dr.A.P.J Abdul Kalam*

Dedicatória

- Aos meus pais Antônio e Maria das Graças, pelo apoio incondicional aos meus estudos e, acima de tudo, pelo exemplo de coragem, honestidade, perseverança e de extremo amor.
- Aos meus irmãos Allysson e Hellysson, e às minhas cunhadas Shirlene e Laís por acreditarem em mim e me apoiarem.
- Aos meus amados sobrinhos: Pedro, Elias, Isaac e Laura pelo amor, alegria e brilho que são para nossa família.
- Aos meus amigos, pelas palavras de apoio, conselhos e por acreditarem em mim.

Agradecimentos

- Ao meu orientador Prof. Dr. Ricardo L. C. Ogando, por acreditar no meu trabalho, pelos conselhos, pela compreensão e paciência demonstrada durante os quatro anos da minha formação. Pela força dada em cada um dos inúmeros desafios que enfrentamos, sempre com o espírito colaborativo.
- À Dra. Yuanyuan Zhang, por topar a colaboração, pela paciência que teve comigo ao longo do nosso trabalho. Em especial pela atenção, cuidado e disponibilidade que teve comigo durante o meu período de visitação à instituição *Fermi National Accelerator Laboratory* (Fermilab, FNAL), Batavia, IL, Estados Unidos.
- Aos amigos Dailer e Carol, por estarem comigo desde o começo, pelas inúmeras conversas e bons momentos compartilhados, pela companhia e aprendizado.
- Ao amigo Martin, pela convivência diária sempre com muita paciência, equilíbrio e disponibilidade.
- Aos amigos Julia e Michel, por me supervisionarem durante a fase de aprendizado da manutenção e utilização do portal científico e suas ferramentas. Por serem excelentes profissionais, exemplos de humildade e de pessoas acessíveis.
- Ao Prof. Dr. Luis N. da Costa, por permitir minha inclusão nos projetos DES e LSST.
- Ao Prof. Dr. Christophe Benoist, pela confiança e ideias trocadas.
- Aos demais professores, pelos ensinamentos e atenção indispensáveis para o meu crescimento profissional.
- Ao CNPq, pelo apoio financeiro imprescindível para a realização deste trabalho.

LUZ DIFUSA EM AGLOMERADOS DE GALÁXIAS NO DARK ENERGY SURVEY
E A CONEXÃO COM A SUA MASSA

RESUMO

Exploramos a relação entre a luz difusa intra-aglomerado (incluindo a galáxia central) e a massa dos aglomerados de galáxias para uma amostra de 528 aglomerados na faixa de *redshift* $0.2 \leq z \leq 0.35$ usando dados do Ano 1 do Dark Energy Survey (DES). O perfil de brilho superficial da luz difusa mostra uma dependência crescente com a massa do aglomerado e parece ser autossimilar fora do centro. Realizamos uma comparação entre a distribuição radial de luz difusa com a distribuição de massa (bariônica + matéria escura) dos aglomerados medida com a técnica de lentes gravitacionais fracas e notamos que as distribuições são similares, assim como a distribuição radial da luz total dos aglomerados (luz difusa + satélites). Exploramos também a luz difusa na simulação IllustrisTNG, em que o perfil radial do componente estelar difuso de halos não tem uma inclinação semelhante a da distribuição de massa total de aglomerados, apesar da distribuição de massa das galáxias satélites nos aglomerados ter. Entretanto, a quantidade de massa estelar difusa tem uma relação de escala de baixo espalhamento com a massa total do halo na simulação, com melhores resultados que a massa estelar total das galáxias satélites do aglomerado. Dessa forma, concluímos que não há evidências convincentes de que a luz difusa seja um bom traçador da distribuição radial de matéria de aglomerados. No entanto, tanto nossas observações quanto a simulação revelam que a luz difusa é um excelente indicador da massa total do aglomerado.

DIFFUSE LIGHT IN GALAXY CLUSTERS ON DARK ENERGY SURVEY AND ITS
CONNECTION WITH THEIR MASS

ABSTRACT

We explore the relation between diffuse intracluster light (central galaxy included) and galaxy cluster mass using a sample of 528 clusters at redshift range $0.2 \leq z \leq 0.35$ from the Dark Energy Survey (DES) Year 1 data. The diffuse light surface brightness profile shows an increasing dependence with cluster total mass and appears to be self-similar. We also compare the diffuse light radial profiles and the cluster (baryonic and dark) matter distribution measured through weak gravitational lensing and we find them to be comparable, as well as the radial distribution of the cluster total light (diffuse light + satellites). We use the IllustrisTNG simulation to explore the connection between diffuse stellar mass and cluster matter distributions – the simulation radial profile of the diffuse stellar component does not have a similar slope with the total cluster matter content, although that of the cluster satellite galaxies does. Nevertheless, the amount of diffuse stellar mass has a low-scatter scaling relation with cluster’s total mass in the simulation, out-performing the total stellar mass of cluster satellite galaxies. Thus, we conclude that there is no convincing evidence on whether or not diffuse light is a good radial tracer of the cluster matter distribution. Still, both observations and simulations show that diffuse light is an excellent proxy of total mass in clusters.

Lista de Figuras

1.1	Modelo hierárquico e colapso de matéria escura em halos de matéria escura.	4
1.2	Abell 370, um aglomerado de galáxias rico	7
1.3	Ilustração do fenômeno de lente gravitacional	11
1.4	Extensão da luz difusa	17
1.5	Extensão da luz difusa em observações e simulação	19
1.6	Dependência em massa e autossimilaridade da luz difusa	20
1.7	Comparação da distribuição de massa pelos indicadores de raios X, lentes fracas e luz difusa	22
2.1	<i>Layout</i> dos CCDs da DECam	24
2.2	Bandas passantes dos 5 filtros (g, r, i, z, Y) do DES	25
2.3	Exemplo de tipos de aberturas para fotometria de fontes	27
2.4	<i>Footprint</i> das observações do DR1	29
2.5	Observações do Ano 1	29
2.6	Exemplo de um aglomerado do redMaPPer nas imagens co-add do DES DR1.	30
2.7	Riqueza (λ) <i>VS redshift</i>	32
2.8	Processo de mascaramento de aglomerados de galáxias	34
2.9	Processo de mascaramento das imagens de pontos randômicos	37
2.10	Regiões geradas pelo <i>Kmeans</i>	38
2.11	O processo de estimativa do perfil de brilho superficial da luz difusa	39
2.12	Aglomerado 223 do redMapPer	40
2.13	Comparação entre as magnitudes tradicionais e as luptitudes	41
2.14	Comparação entre as magnitudes tradicionais e as luptitudes nos perfis de luz difusa do DES	43
3.1	Perfis empilhados de brilho superficial de aglomerados em diferentes faixas de riqueza	46
3.2	Perfis de brilho cumulativos de aglomerados em diferentes faixas de riqueza	47
3.3	Dependência em massa e em raio do fluxo de luz difusa cumulativa do aglomerado	48
3.4	Perfis de luz difusa em escala	50

3.5	Comparação entre os perfis de brilho superficial e brilho superficial cumulativo da luz difusa e luz total do aglomerado	52
3.6	Dependência da riqueza com o fluxo cumulativo de luz total do aglomerado	53
3.7	Fração de luz difusa em função do raio e da massa do aglomerado	54
3.8	Fração de luz difusa em função do r/R_{200m}	55
4.1	Perfis de cisalhamento medidos via lentes fracas	64
4.2	Comparação entre os perfis Υ_{DL} e Υ_{WL} e perfis Υ_{total} e Υ_{WL}	68
4.3	Comparação das razões $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{DL}$ e $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{total}$	69
5.1	Diagrama de componentes analisados na simulação	72
5.2	Os três tamanhos da simulação IllustrisTNG	73
5.3	Os perfis de densidade radial em distâncias projetadas 3D e 2D dos componentes do halo	75
5.4	os perfis de densidade Υ e as razões relativas de vários componentes da massa de aglomerados	77
5.5	Relação massa do componente-massa total do halo e espalhamento dessa relação como função do raio (análise 3D)	79
5.6	Relação massa do componente-massa total do halo e espalhamento dessa relação como função do raio (análise 2D)	81
5.7	Diagrama cor magnitude para sub-halos na simulação	82
5.8	Propriedades da massa estelar difusa na simulação	84
A.1	Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas	100
A.1	Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas	101
A.1	Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas	102
A.1	Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas	103
A.1	Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas	104
B.1	Mapas de densidade de galáxias baseado em transformadas <i>wavelet</i> em diferentes faixas de <i>redshift</i> . O canto superior direito de cada fatia mostra o <i>redshift</i> médio em cada faixa de <i>redshift</i> . É possível que o sinal de algum(ns) aglomerado(s) possa ser identificado em mais de uma faixa de <i>redshift</i> como por exemplo, no sinal do aglomerado destacado com o cilindro amarelo. Figura tirada de Aguena et al. (2020)	106
B.2	Distribuição espacial de galáxias em um aglomerado	107
B.3	Distribuição espacial, distribuição em <i>redshift</i> e em magnitudes de galáxias satélites	108

B.4	Distribuições em <i>redshift</i> de galáxias. As linhas azul e vermelha representam a distribuição de galáxias membros do aglomerado central e galáxias membro ao aglomerado vizinho, respectivamente. As linhas tracejadas verticais correspondem ao <i>redshift</i> de cada aglomerado. O ID identificando o aglomerado vizinho é mostrado como título de cada diagrama.	108
B.5	(Painel superior) Diagrama de cor-magnitude para $r - i$ vs. i . (Painel inferior) Diagrama de cor-magnitude para $r - z$ vs. z . Todas as galáxias presentes nesta figura são as mesmas galáxias presentes na figura B.2. Galáxias candidatas a membro do aglomerado são mostradas em azul. Galáxias pertencentes ao <i>fore-</i> e <i>background</i> são mostradas em cinza. . . .	109
B.6	Estudos da propriedades de centragem do catálogo WAZP. As distâncias entre a posição B_p e o centro do aglomerado são dadas pelos <i>pixels</i> vermelhos. As distâncias entre a posição da BCG e o centro do aglomerado são dadas pelos <i>pixels</i> azuis. Em cima: Os pontos azuis e vermelhos representam as medianas das distâncias em faixas de 0.1 em z_p para as distâncias do B_p e da BCG, respectivamente. Em baixo: Os pontos azuis e vermelhos representam as medianas das distâncias em faixas de 0.1 em N_{gals} para as distâncias do B_p e da BCG, respectivamente. As barras de erro foram calculadas pelo desvio padrão das distâncias.	111
B.7	Perfis de densidades empilhados para diferentes faixas de riqueza e <i>redshifts</i> . As barras de erro correspondem as flutuações de poisson. A linha preta corresponde ao melhor ajuste utilizando uma lei de potência.	112
B.8	Layout do <i>pipeline WaZP after-burner</i>	114
B.9	Layout do <i>pipeline cluster and field galaxies</i>	115
B.10	Fração de galáxias satélites em função do <i>redshift</i>	116
B.11	Layout do <i>pipeline galaxy properties</i>	117
B.12	Comparação entre as estimativas de massa estelar	118
B.13	Estimativas de massa estelar em função do <i>redshift</i>	118

Lista de Tabelas

1.1	Nomenclatura usada nesta tese.	18
2.1	Filtros utilizados no DES	25
2.2	Aglomerados do redMaPPer que foram excluídos após a inspeção visual	36
3.1	Parâmetros de melhor ajuste e coeficiente de correlação para os perfis cumulativos da luz difusa	49
3.2	Parâmetros de melhor ajuste e coeficiente de correlação para os perfis cumulativos da luz total	51
3.3	Fração de luz difusa e fração de luz difusa cumulativa	55
5.1	Características da simulação TNG300 nos 3 níveis de resolução	74

Sumário

Lista de Figuras	xvii
Lista de Tabelas	xxi
1 Introdução	1
1.1 Estruturas em grande escala do universo	2
1.2 Aglomerados de galáxias	6
1.3 Indicadores de massa	8
1.3.1 Emissões em raios X	9
1.3.2 Efeito Sunyaev-Zeldovich (S-Z)	10
1.3.3 Lente gravitacional	10
1.3.4 Dispersão de velocidades	11
1.3.5 Riqueza	13
1.3.6 Massa estelar	14
1.3.7 Espalhamento para as relações entre indicadores e a massa	15
1.4 Luz difusa intra-aglomerado	15
2 Dados e Métodos	23
2.1 <i>Dark Energy Survey</i>	23
2.1.1 Processamento de dados	25
2.2 Catálogos observacionais	28
2.2.1 Catálogo de aglomerados de galáxias	28
2.2.2 Catálogo de pontos randômicos	32
2.2.3 Processamento de imagens	33
2.3 Cálculo do perfil de luz	36
2.4 Perfil de brilho superficial em luptitudes	40
3 Perfis de luz difusa	45
3.1 Perfil de fluxo e perfil de fluxo cumulativo	45
3.2 Autossimilaridade	48
3.3 Luz total do aglomerado	50
3.4 Fração de luz difusa	53

4	A luz difusa e a massa do aglomerado	59
4.1	Estimador de cisalhamento	60
4.2	Perfis de densidade de massa	62
4.2.1	Densidade Superficial Diferencial Anular	65
4.3	Comparação entre ADSB e ADSD	66
5	Luz difusa na simulação IllustrisTNG	71
5.1	A Simulação IllustrisTNG	71
5.2	Distribuições radiais na simulação	74
5.3	Luz difusa e massa do halo	78
5.4	Perfil de luz difusa em função da massa	82
6	Conclusões	85
	Referências Bibliográficas	89
A	Aglomerados removidos	99
B	Outros trabalhos	105
B.1	Artigos científicos	105
B.1.1	Artigos envolvendo a luz difusa	105
B.1.2	Artigo envolvendo o buscador de aglomerado WaZP	105
B.2	Implementação de ferramentas no Portal Científico	113
B.2.1	<i>Pipeline WaZP after-burner</i>	113
B.2.2	<i>Pipeline cluster and field galaxies</i>	113
B.2.3	Estimativa de massa no <i>pipeline galaxy properties</i>	116

Capítulo 1

Introdução

A distribuição da matéria no universo nos dá pistas sobre a dinâmica que há entre a força da gravidade e a energia escura, uma responsável por aglomerar coisas, a outra pela expansão acelerada do universo. Existem diversas maneiras de se mapear a matéria no universo, expressa luminosamente principalmente através das galáxias, as quais estão concentradas nas maiores estruturas gravitacionalmente ligadas, os aglomerados de galáxias. Um fato interessante com relação aos aglomerados de galáxias diz respeito a existência de uma galáxia central de um aglomerado, que é geralmente a galáxia mais brilhante - BCG (do inglês, *Brightest Cluster Galaxy*). Pode acontecer dessa galáxia apresentar um halo de luz difusa, onde este halo é formado pela distribuição de estrelas que pertencem a BCG, porém estão localizadas em uma região mais periférica (Albert et al., 1977; Matthews et al., 1964; Morgan et al., 1975; Morgan & Lesh, 1965). Mas além da envoltória da BCG, ainda existem estrelas que não estão presas ao poço gravitacional de nenhuma galáxia do aglomerado (nem mesmo à BCG). Nas observações, percebemos que essas estrelas contribuem como um envelope difuso de luz estendida até a periferia do aglomerado, conhecido como luz intra-aglomerado - ICL (do inglês, *Intracluster Light*). A combinação entre a luz da BCG mais a ICL é denominada de luz difusa intra aglomerado.

Neste trabalho, estudamos a dependência em massa das propriedades da luz difusa: perfil de brilho superficial, perfil de brilho superficial cumulativo e fração de luz difusa (mais detalhes no capítulo 3). Além disso, nosso principal objetivo é explorar a conexão entre luz difusa e massa do aglomerado. Assim, atualizamos a análise Z19 com uma amostra maior (528 aglomerados de galáxias) usando dados do DES (mais detalhes sobre o DES na seção 2.1), estudamos a dependência da massa da luz difusa, o conteúdo estelar total do aglomerado e a fração de luz difusa no conteúdo estelar total do aglomerado. Dadas as dificuldades em dissecar a luz difusa e a galáxia central do aglomerado, seguimos a convenção de que a luz difusa corresponde à combinação da contribuição luminosa das estrelas do meio intra-aglomerado e da galáxia central do aglomerado. Também mapeamos diretamente a distribuição radial da matéria total através da técnica de lentes fracas, comparando-a com a distribuição da luz difusa a fim de estudar a possível conexão entre

elas. Em especial neste capítulo, apresentamos nosso objeto de estudo e introduzimos conceitos relevantes relacionados ao tema, nossos objetivos e uma descrição da estrutura deste trabalho.

Organizamos esta tese da seguinte forma: no capítulo 1, revisamos brevemente sobre aglomerados de galáxias e suas propriedades, identificamos importantes pontos explorados na literatura a respeito da luz difusa intra-aglomerado e levantamos questionamentos com sua relação com a massa dos aglomerados, no capítulo 2, descrevemos os dados do DES (por ex: imagens, catálogo de fontes e catálogo de aglomerados de galáxias¹) e nossos métodos de análise, incluindo o cálculo do perfil de luz difusa. No capítulo 3 analisamos como os perfis de luz difusa se comportam em função da massa dos aglomerados. Também investigamos a fração de luz difusa quanto a dependência em massa e se os perfis são autossimilares para diferentes massas do aglomerado. No capítulo 4, exploramos a questão principal deste trabalho: a luz difusa pode ou não ser usada como rastreador da distribuição de massa do aglomerado? Para isso, fazemos medições do perfil de massa total do aglomerado usando lentes fracas e comparamos com os perfis de luz difusa. No capítulo 5, realizamos análises com a simulação hidrodinâmica IllustrisTNG. Finalmente, discutimos e resumimos nossas conclusões no capítulo 6. As distâncias cosmológicas são calculadas com um modelo de universo plano Λ CDM com $h = 0.7$ e $\Omega_0 = 0.3$, seguindo a mesma cosmologia adotada em Z19.

Parte dos resultados dessa tese estão publicados em Sampaio-Santos et al. (2020). Outros trabalhos realizados durante o período do doutorado são discutidos no apêndice B e aparecem em Leung et al. (2020) e Agüena et al. (2020).

1.1 Estruturas em grande escala do universo

O universo surgiu há aproximadamente 13.7 bilhões de anos atrás. No seu início, todo o universo era pequeno e extremamente denso. Nos seus primeiros 10^{-32} segundos, o universo passou por um processo de expansão extremamente rápida conhecido como inflação cósmica. Neste processo, flutuações quânticas iniciais causaram perturbações na densidade de energia primordial que foram amplificadas e evoluíram formando o que hoje conhecemos como estruturas em grande escala. Observações como, por exemplo: anisotropias e irregularidades na radiação cósmica de fundo - CMB (Penzias & Wilson 1965), a distribuição de galáxias em grande escala (Colless et al., 2001) e além disso a observação da luz de galáxias distantes e de supernovas tipo IA (Perlmutter et al., 1999; Riess et al., 1998), têm ajudado astrônomos a entender do que o universo é feito e como ele evolui. Estudos apontam que o universo é composto em cerca de 70% de energia escura, 25% de matéria escura e 5% de matéria bariônica (Planck Collaboration et al., 2016). A energia escura é a componente responsável pela expansão acelerada do universo e

¹no apêndice A detalhamos a limpeza desses dados

compõe a maior parte da densidade de energia do universo. A matéria escura é perceptível apenas através de interações gravitacionais e é a segunda componente mais abundante no universo. A matéria bariônica, ou ordinária, é formada por átomos que compõem por exemplo estrelas e planetas.

A corrida para entender melhor e descrever essas misteriosas componentes do universo inclui uma vasta gama de modelos cosmológicos. Atualmente, o modelo cosmológico que melhor reproduz as propriedades do universo é o Λ CDM, onde a letra Λ representa a constante cosmológica e é associada à energia escura. CDM, de *Cold Dark Matter* em inglês, representa a matéria escura fria², não luminosa e onde as partículas de matéria escura interagem gravitacionalmente entre si em um processo sem colisão. No modelo Λ CDM as estruturas menores aglomeraram-se para formar estruturas maiores através do modelo hierárquico. Essas estruturas formadas na sua maior parte por matéria escura e em (quase) equilíbrio dinâmico, são conhecidos como halos de matéria escura. O diagrama à esquerda na figura 1.1 ilustra o modelo hierárquico e esquematiza o processo de fusões consecutivas entre sub-halos (na parte de cima do esquema) com diferentes tamanhos/massas até formar um único halo ainda maior/mais massivo no universo com a idade atual (na parte de baixo do esquema).

À direita na figura 1.1, mostramos os *snapshots* de uma simulação da evolução de halos de matéria escura desde um universo mais jovem (em $z = 3$) até hoje (em $z = 0$), onde cada uma das imagens mostra uma mesma região comóvel em diferentes épocas. Em (a), vemos uma distribuição de matéria mais homogênea em $z = 3$, onde as pequenas regiões mais brilhantes representam pequenos sub-halos nos estágios iniciais de sua formação. Em (b) e (c), os sub-halos unem-se para formar halos maiores/mais massivos em $z = 0.5$ e 0, respectivamente. Nesse processo, sub-halos com massas diferentes colapsam em épocas diferentes. A medida que a matéria vai se aglomerando em certos pontos, deixando outros vazios, vai se compondo a “teia-cósmica”. Finalmente em $z = 0$, o contínuo processo de fusões conduz à formação de grandes halos massivos.

O conteúdo de matéria dentro destes halos massivos é definido frequentemente por uma sobredensidade esférica. De modo que a massa contida dentro de um halo esférico com um raio R é dada por,

$$M(< R) = \frac{4\pi\Delta\rho(z)}{3}R^3, \quad (1.1)$$

onde $\rho(z)$ é a densidade física de referência para um contraste de densidade Δ em um dado z . A escolha do Δ depende do objetivo científico de cada estudo, por exemplo, essa escolha pode ser baseada em uma sobredensidade virial³, neste caso, $\Delta\rho(z) = \Delta_{\text{vir}}\rho_c(z)$,

²Dizer que a matéria escura é fria, implica dizer que ela se movimenta em velocidades muito inferiores à velocidade da luz.

³Dizer que uma sobredensidade é virial significa dizer que a distribuição de matéria desta sobredensidade segue o equilíbrio esperado pelo teorema virial (mais detalhes sobre este teorema na seção 1.3.4).

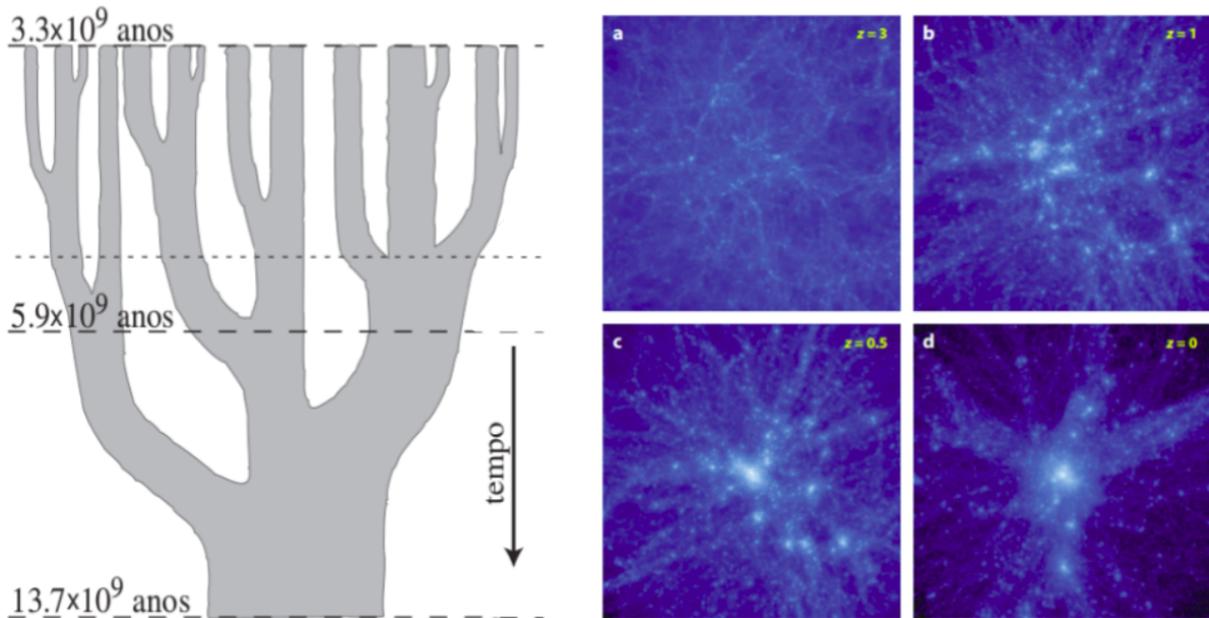


Figura 1.1: **À esquerda:** Modelo hierárquico, esse esquema semelhante a uma árvore também recebe o nome de *merger tree*. A linha temporal é dada de cima para baixo e mostra desde um universo mais jovem (3.3×10^9 anos) até o universo na idade atual (13.7×10^9 anos). A largura da região preenchida em cinza está relacionada com a massa e com o tamanho do halo de matéria escura. Halos menores e menos massivos aglomeram-se para formar halos maiores e mais massivos. Figura adaptada de [Lacey & Cole \(1993\)](#). **À direita:** A distribuição espacial de matéria escura em uma simulação cosmológica de N -corpos. Cada lado corresponde a uma distância comóvel de $15 \text{ h}^{-1} \text{ Mpc}$. As regiões mais claras representam locais com maior concentração de matéria escura, por outro lado as regiões mais escuras representam locais com menor presença de matéria escura. Os painéis a, b, c e d correspondem aos *redshifts* 3, 1, 0.5 e 0, respectivamente. Figura tirada de [Kravtsov & Borgani \(2012\)](#).

onde $\rho_c(z)$ corresponde a densidade crítica do universo em um dado z e é definida como

$$\rho_c(z) = \frac{3H^2(z)}{8\pi G}, \quad (1.2)$$

onde $H(z)$ é o parâmetro de Hubble em um dado z e G é a constante gravitacional.

Geralmente utiliza-se como definição do limite de um halo, um raio onde a densidade média de matéria é n vezes a densidade crítica do universo em um dado z , por exemplo: R_{200} ou R_{500} . Adotando um R_{200} , podemos medir a densidade da sobredensidade esférica como sendo $\Delta\rho(< R_{200}) = 200 \times \rho_c(z)$. Desta forma podemos reescrever a equação (1.1) como

$$M(< R_{200}) = \frac{800\pi\rho_c(z)}{3} R_{200}^3. \quad (1.3)$$

Enquanto que a representação da distribuição de matéria nos halos de matéria escura pode ser aproximada, utilizando perfis de densidade radiais (e.g. [Einasto, 1965](#); [King, 1972](#); [Navarro, 1996](#); [Navarro et al., 1995](#)). Em simulações de N -corpos, um modelo de

perfil de densidade bastante utilizado é o perfil Navarro-Frenk-White (NFW, Navarro 1996; Navarro et al. 1995), cuja a forma característica é dada por

$$\rho_{NFW}(R) = \frac{\rho_s}{(R/R_s)(1 + R/R_s)^2}, \quad (1.4)$$

onde R_s corresponde ao raio de escala e ρ_s é a densidade em um raio igual a R_s . Uma grande vantagem é que com apenas dois parâmetros, este perfil descreve bem a distribuição de matéria escura dentro dos halos.

Entender a distribuição de massa em halos de matéria escura é essencial para entender a distribuição de massa bariônica, uma vez que o crescimento da matéria bariônica está ligado ao crescimento da matéria escura, por exemplo: halos mais massivos são mais eficientes neste processo, tendo em vista que eles conseguem colapsar mais matéria bariônica e mais rapidamente do que halos menos massivos (Gao et al., 2004). Além disso, é dentro dos halos de matéria escura que a matéria bariônica resfria-se dando origem as estrelas e galáxias (e.g. Fall & Efstathiou, 1980; White & Rees, 1978). Halos bastante massivos como o halo formado em $z = 0$ na figura 1.1 têm seus análogos bariônicos, que são conhecidos como aglomerados de galáxias, mais detalhes na seção 1.2.

Resultados encontrados a partir de simulações hidrodinâmicas apresentam algumas particularidades, são elas: (i) em simulações é possível realizar uma análise do perfil de todas as componentes do halo, incluindo matéria escura, gás, sub-halos e a luz intra-aglomerado ou luz difusa (este último será descrito em mais detalhes na seção 1.4). Enquanto observações são limitadas, por exemplo: sofrem de efeitos de projeção (que diz respeito a objetos posicionados ao longo da linha de visada), triaxialidade (que diz respeito à orientação do eixo maior do halo ou aglomerado alinhado com a linha de visada) e contaminação. (ii) A predição de massa em simulações é feita com uma melhor estimativa, uma vez que se conhece um melhor número de parâmetros como por exemplo: raio do halo ou *redshift*, z . Enquanto em observações essa medida é inferida através de indicadores de massa e que estão sujeitos a várias incertezas sistemáticas, às vezes bastante ruidosos (mais detalhes na seção 1.3). (iii) Simulações cosmológicas com modelos de energia e matéria escura têm apresentado resultados com uma proximidade relativamente boa com relação ao que é medido no universo (e.g. Angulo et al., 2012; Evrard et al., 2002; Potter et al., 2017; Springel et al., 2005), ainda que estes modelos não contabilizem a contribuição dos efeitos causados pela a matéria bariônica. No entanto, simulações recentes têm considerado o efeito mais completo ao adicionar os componentes bariônico e gravitacional, somados aos efeitos do fluido (“hidrodinâmica”) no movimento das partículas (halos de matéria escura, gás intra aglomerado, formação estelar e efeitos de *feedback*) (e.g. Pillepich et al., 2017; Schaye et al., 2014; Vogelsberger et al., 2014).

A simulação Illustris⁴ é uma simulação cosmológica hidrodinâmica de alta resolução construída para estudar a evolução da matéria escura, gás cósmico, estrelas e buracos negros supermassivos. Ela utilizou cerca de 2.7 trilhões de partículas e gerou um volume de dados total de ~ 265 TB. Illustris possui seis simulações (3 contendo matéria escura + bariônica e 3 contendo apenas matéria escura), cada uma com um volume de 106.5 Mpc^3 , incluindo *snapshots* de *redshift* de $z = 127$ até 0. Illustris consegue simular uma ampla faixa de massa de galáxias gerando resultados em diversos campos da astronomia, por exemplo: propriedades de galáxias (e.g. Vogelsberger et al., 2014), relações de escala entre galáxias e halos/aglomerados de galáxias (e.g. D’Onofrio et al., 2019), evolução da população de buracos negros (e.g. Sijacki et al., 2015) ou propriedades da estrutura em grande-escala (e.g. Marinacci et al., 2015). Essa gama de estudos ressalta a importância do uso simulações hidrodinâmicas como uma ferramenta importante no estudo da formação e evolução dos componentes do halo/aglomerado de galáxias.

1.2 Aglomerados de galáxias

Aglomerados de galáxias são sistemas de galáxias com um raio de entre 1 e 5 Mpc que estão ligadas gravitacionalmente, onde o poço de potencial é dominado pelo halo de matéria escura. Estes objetos estão localizados entre as conexões dos filamentos de matéria escura, nos picos de densidade. Apresentam massa entre 10^{13} , para grupos, e $10^{15} M_{\odot}$, dispersão de velocidades entre 800 e 1000 km/s e luminosidade bolométrica em raios X entre 10^{43} e 10^{45} erg/s.

Em 1784 e 1785, Charles Messier e William Herschel realizaram independentemente estudos de regiões de grande concentração de galáxias no ótico (na época, galáxias ainda eram descritas como nebulosas) e que depois foram identificadas como os aglomerados de Virgo e Coma (Herschel, 1785; Messier, 1784). No início do século XX, foram feitas novas observações principalmente para entender se as, até então conhecidas como nebulosas espirais, pertenciam à Via Láctea ou se estavam fora dela. Há 100 anos atrás, em 1920, aconteceu uma disputa entre os grupos liderados por Harlow Shapley e Heber Curtis a fim de solucionar esta questão, o “Grande Debate”. Enquanto Shapley defendia que que estas nebulosas pertenciam à Via Láctea, Curtis acreditava que estes objetos eram galáxias independentes e que estavam distantes da Via Láctea. Somente por volta de 1925 que a natureza extragaláctica destes objetos foi entendida, quando Edwin Hubble observou Cefeidas em M31, medindo sua distância com a relação período-luminosidade (Leavitt & Pickering, 1912), provando a existência de objetos fora da Via Láctea (Hubble, 1925, 1926). Na segunda metade do séc. XX, surgem os primeiros catálogos sistemáticos de aglomerados de galáxias observados no ótico (Abell, 1958; Abell et al., 1989; Zwicky et al., 1961).

⁴<https://www.illustris-project.org>

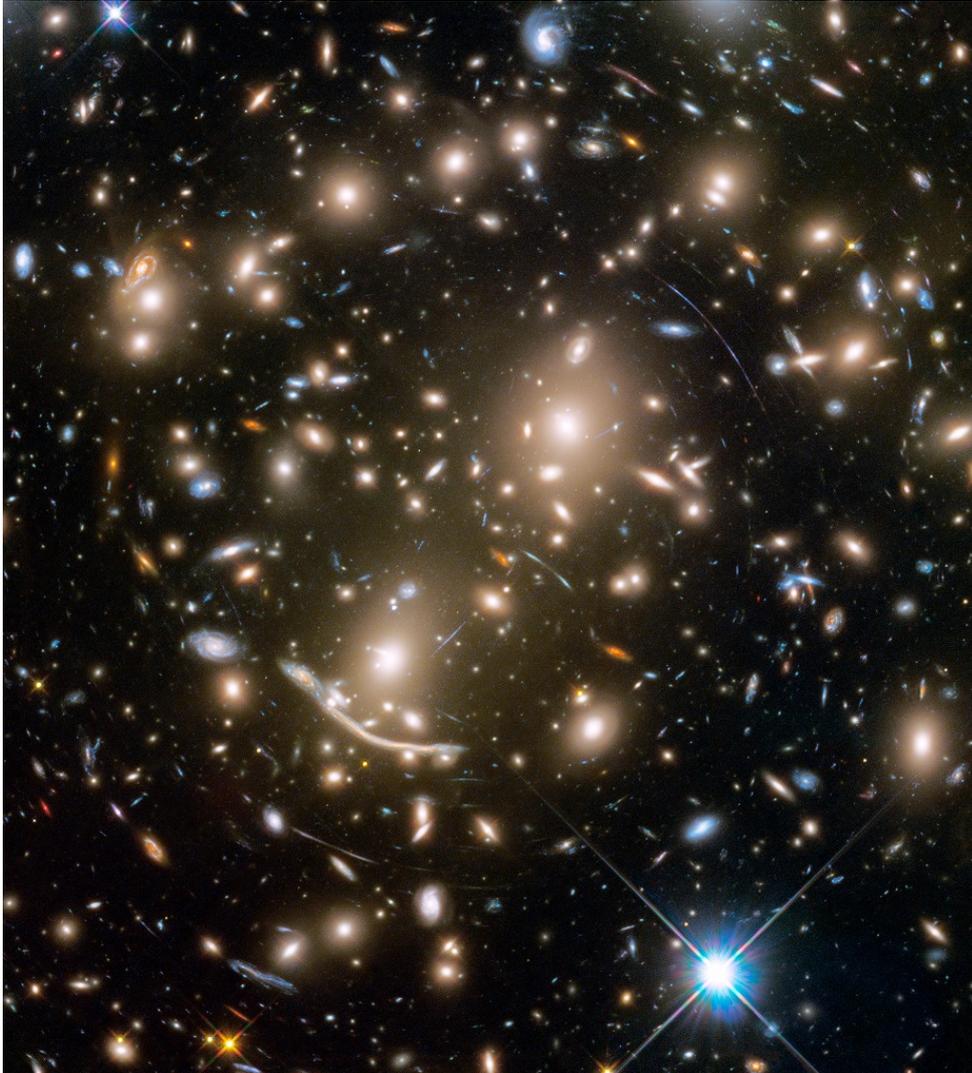


Figura 1.2: Registro do aglomerado de galáxias Abell 370, feito pelo *Hubble Space Telescope*. Este aglomerado é um dos 4,073 objetos presentes no catálogo de Abell (Abell, 1958; Abell et al., 1989) e está localizado há ~ 4 bilhões de anos-luz da Terra. Crédito da imagem: NASA, ESA, Jennifer Lotz and the HFF Team (STScI).

Existem várias maneiras de se detectar aglomerados de galáxias, por exemplo: em raios X (e.g. [Benson et al., 2013](#)), no ótico (e.g. [Koester et al., 2007](#); [Rykoff et al., 2014](#)) e em micro-ondas (e.g. [Bleem et al., 2015](#); [Planck Collaboration et al., 2016](#)). A figura 1.2 mostra o aglomerado Abell 370 a partir de uma observação no ótico. A sua enorme massa é percebida pelo seu grande número de galáxias assim como por distorcer a luz proveniente de galáxias que estão no fundo (*background*), formando arcos. Este fenômeno é previsto pela na teoria da relatividade geral de Albert Einstein e é conhecido como lente gravitacional forte.

Além das galáxias, os aglomerados têm outras componentes como a matéria escura, o gás intra-aglomerado, e a luz difusa (mais detalhes sobre a luz difusa na seção 1.4). O componente mais massivo é a **matéria escura** (descrita na seção anterior). Enquanto, o meio intra-aglomerado - ICM (do inglês, *Intracluster Medium*) é preenchido por um gás quente com temperaturas entre 10^7 - 10^8 K, também conhecido como **gás intra-aglomerado**. É composto em sua maioria por hidrogênio e hélio e é o segundo componente mais massivo no aglomerado. No ótico, o aglomerado de galáxias é tipicamente formado por galáxias que estão “presas” ao poço de potencial do aglomerado. Entre elas, uma galáxia que é a mais brilhante - BCG (do inglês, *Brightest Cluster Galaxy*) e em geral, é localizada próxima do centro do aglomerado. As demais galáxias são chamadas de **galáxias satélites**. Por último, o ICM é também permeado por um componente conhecido como **luz difusa**, composto por estrelas que orbitam o aglomerado, porém não pertencem a nenhuma galáxia do aglomerado. Apresentamos mais detalhes dessa componente chave da tese na seção 1.4.

1.3 Indicadores de massa

A medição da massa do aglomerado de forma precisa é indispensável para uma série de aplicações físicas e útil nas restrições de parâmetros cosmológicos, por exemplo: através da comparação entre a distribuição de massa dos aglomerados em diferentes épocas cosmológicas podemos vincular parâmetros dos modelos cosmológicos (e.g. [Rosati et al., 2002](#); [Voit, 2005](#)). A matéria escura, que contempla entre 80 e 90% da massa total do aglomerado, não pode ser medida diretamente. Por outro lado, uma vez que outros componentes do aglomerado têm sua formação e evolução conectada à matéria escura, é de se esperar que algumas propriedades das componentes do aglomerado apresentem, em certo nível, uma conexão com a distribuição de massa do seu halo e por este fato servem como indicadores de massa de aglomerados. Nesta seção iremos abordar alguns dos indicadores de massa mais utilizados para estimar a massa dos aglomerados.

1.3.1 Emissões em raios X

Ao colapsar para os halos de matéria escura, a matéria bariônica leva um tempo até alcançar um estado de equilíbrio hidrostático, que ocorre quando o gradiente de pressão (P) do gás é equilibrado pelo gradiente de potencial gravitacional (Φ) como mostra a seguinte expressão,

$$\frac{1}{\rho} \nabla P = -\nabla \Phi \quad \text{ou} \quad \frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} = -\frac{d\Phi}{dr}. \quad (1.5)$$

Estima-se que o gás intra-aglomerado atinja o estado de equilíbrio após aproximadamente 4 Ganos (Nelson et al. 2012). Assim, se um aglomerado não estiver passando por um processo dinâmico muito significativo, como por exemplo, fusões de aglomerados, podemos presumir que o plasma intra-aglomerado já tenha alcançado um estado de equilíbrio hidrostático.

Podemos utilizar a equação do gás ideal ($P = \rho k_B T / \bar{\mu} m_p$) para o gás intra-aglomerado e resolver o lado esquerdo da equação, onde k_B é a constante de Boltzmann, $T(R)$ é a temperatura do ICM, $\bar{\mu}$ é o peso molecular médio e m_p é a massa do próton. Para o lado direito, resolvemos a derivada da energia potencial gravitacional e assim, temos a seguinte expressão,

$$\frac{1}{\rho \bar{\mu} m_p} \frac{d(\rho T)}{dr} = -\frac{GM(< R)}{R^2}. \quad (1.6)$$

onde $M(< R)$ corresponde a massa do aglomerado confinada dentro de um raio R . Finalmente, isolando a massa na equação (1.6), temos que,

$$M(< R) = \frac{-Rk_B T(R)}{G\bar{\mu}m_p} \left[\frac{d \ln \rho_g(R)}{d \ln R} + \frac{dT}{d \ln R} \right]. \quad (1.7)$$

Em geral, aglomerados que não apresentam equilíbrio hidrostático, não são utilizados em estimativas da massa utilizando emissões de raios X. Como foi falado, a equação (1.7) é utilizada para estimar a massa do aglomerado, quando este se apresenta aproximadamente em equilíbrio hidrostático. Caso esta condição não seja atendida, os desvios no equilíbrio causam erros nas estimativas da massa (e.g. Lau et al., 2009; Nagai et al., 2007a; Piffaretti & Valdarnini, 2008). Uma outra dificuldade de fazer estimativas de massa usando esta técnica ocorre quando tentamos medir a massa em raios maiores que $r \geq R_{500}$, isso porque a emissão em raios X além deste raio se torna mais fraca (Nagai et al., 2007b). Estudos mostram que usar raios X para inferir a massa, é possível se obter uma relação indicador-massa de baixo espalhamento ($\leq 10\%$, Allen et al. 2011; Suto et al. 2013).

Entre suas desvantagens, estão que as estimativas da massa só são bem estabelecidas para aglomerados relaxados e em raios pequenos ou intermediários ($r < R_{500}$), além de que observações em raios X só podem ser feitas no espaço, o que faz com que cada missão de observação tenha custos elevados. Como exemplo de observáveis que são geralmente utilizados para medir a massa, embora estes não sejam os únicos, tem-se: a temperatura,

T , do gás e a luminosidade, L_X , em raios X.

1.3.2 Efeito Sunyaev-Zeldovich (S-Z)

O efeito Sunyaev-Zeldovich (S-Z) ocorre quando os fótons da CMB interagem com o gás intra-aglomerado através do espalhamento de Compton inverso (Sunyaev & Zeldovich, 1972). Em média, os fótons espalhados ficam com uma frequência maior do que os fótons não espalhados da CMB, e a diferença de intensidade entre eles é dependente da temperatura e densidade do gás intra-aglomerado. Embora este indicador tenha uma relação com a massa de maior espalhamento que o medido nas estimativas da massa usando emissões em raios X, a vantagem de se utilizar o efeito S-Z é que sua amplitude não depende da distância, podendo assim ser utilizada para aglomerados em altos *redshifts*.

1.3.3 Lente gravitacional

Como é descrito pela relatividade geral de Einstein, a gravidade de um corpo com massa é interpretada como a distorção do espaço-tempo, alterando inclusive a trajetória de um feixe de luz passando próximo a este corpo. Este fenômeno é conhecido como lentes gravitacionais e pode ser medido, por exemplo: quando existe um aglomerado massivo posicionado na linha de visada entre o observador e galáxias no *background*. A figura 1.3 ilustra como ocorre o fenômeno de lenteamento. Primeiro, uma galáxia, que está posicionada a uma distância muito grande em relação a um observador, emite luz em várias direções. A luz que atravessa o aglomerado ou passa próximo a ele sofre distorções em sua trajetória (por conta do potencial gravitacional do aglomerado) e alguns dos raios de luz distorcidos chegam à Terra, podendo ser observados por nossos telescópios. Quando a imagem produzida pelo lenteamento forma arcos ou imagens múltiplas o efeito de lenteamento é chamado de lente forte (como no caso do aglomerado Abell 370 na figura 1.2, que apresenta arcos). Porém, o efeito chamado de lente fraca acontece quando ocorre apenas pequenas deformações tangenciais de galáxias no *background*. Essas deformações são chamadas de cisalhamento, γ .

O efeito de lentes fracas não é dependente do estado dinâmico do aglomerado (veja por exemplo o Aglomerado da Bala Clowe et al. (2006)). O que o torna um método bastante promissor para medir a massa total do aglomerado (matéria escura + matéria bariônica) (e.g. Dietrich et al., 2019; Hoekstra, 2007; Zhang et al., 2010). De modo que não é difícil encontrar trabalhos que utilizam estimativas de massa de aglomerados usando lentes fracas para comparar com a massa medida por outros indicadores, por exemplo: emissões em raios X (e.g. von der Linden et al., 2014a,b), através do efeito S-Z (e.g. Applegate et al., 2014; Dietrich et al., 2014) ou dispersão de velocidades (mais detalhes na seção 1.3.4) (e.g. Hoekstra, 2007).

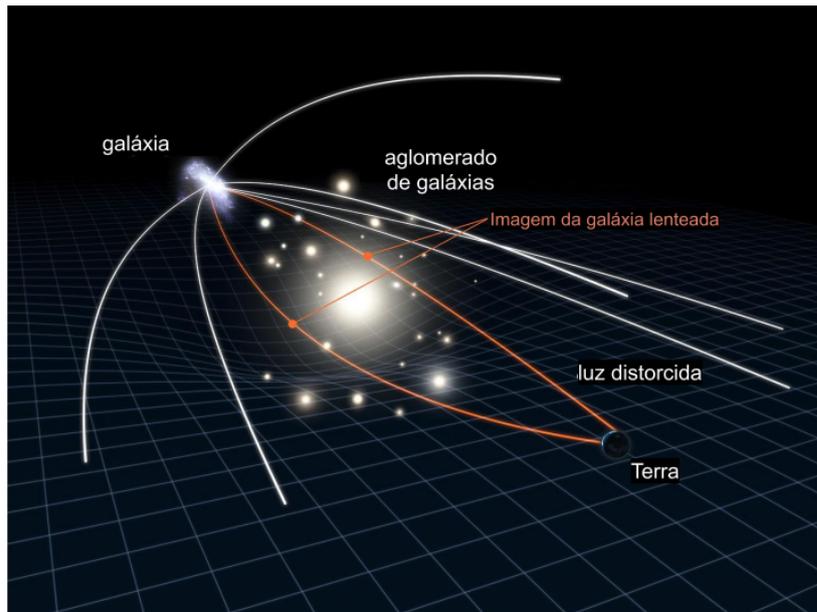


Figura 1.3: Ilustração do fenômeno de lente gravitacional. A escala não é realística – as distâncias galáxia-aglomerado-observador são, na verdade, muito maiores e o desvio da luz muito menor. Raios de luz são distorcidos quando atravessam o poço de potencial gravitacional do aglomerado ou passam próximo a ele. As linhas vermelhas representam a luz que sofreu lenteamento e é observada em telescópios na Terra. Crédito da imagem: NASA, ESA & L. Calçada.

Contudo, para as estimativas de massa usando lentes fracas, existem algumas incertezas sistemáticas que devem ser consideradas. Dentre elas, está a necessidade da suposição de modelos de densidade de halos de matéria escura (como o perfil NFW), que acaba gerando dependência na cosmologia escolhida (e.g. [McClintock et al., 2019](#); [Melchior et al., 2017](#); [Miyatake et al., 2019](#)). Além de outros problemas que afetam as medidas de massa como: triaxialidade (e.g. [Dietrich et al., 2014](#)), efeitos de projeção (e.g. [Simet et al., 2017](#)) e incertezas como a estimativa correta da posição central do aglomerado e do *redshift* fotométrico (e.g. [McClintock et al., 2019](#); [Melchior et al., 2017](#); [Murata et al., 2018](#)).

1.3.4 Dispersão de velocidades das galáxias satélites

Uma outra medida que pode ser usada para estimar a massa de aglomerados de galáxias é a dispersão de velocidades, σ_v , da população de galáxias satélites. Medições de massa envolvendo σ_v são baseadas na suposição que o aglomerado está em equilíbrio dinâmico. A medida das velocidades das galáxias satélites é feita a partir da obtenção dos seus *redshifts* espectroscópicos, que tem alta precisão. Entretanto, essa metodologia, em comparação com a fotometria, é mais custosa em termos observacionais para obtenção de espectro para cada galáxia do aglomerado, mesmo com espectroscopia multi-objeto, tendo em vista que aglomerados ricos podem ter da ordem de centenas de galáxias satélites. Deste modo, é comum que a medição seja feita apenas para uma pequena amostra de dezenas de galáxias

satélites do aglomerado (Ferragamo et al., 2020).

A relação entre a dispersão de velocidades e a massa do aglomerado pode ser expressa pelo teorema do virial,

$$2E_{\text{cin}} + E_{\text{pot}} = 0, \quad (1.8)$$

onde,

$$E_{\text{cin}} = \frac{1}{2} \sum_i m_i v_i^2; \quad E_{\text{pot}} = -\frac{1}{2} \sum_{i \neq j} \frac{G m_i m_j}{r_{ij}}, \quad (1.9)$$

são a energia cinética e potencial gravitacional, respectivamente. m_i e m_j correspondem as massas da i -ésima e j -ésima galáxia, respectivamente. Ainda, r_{ij} é a separação espacial entre as duas galáxias e v é o valor absoluto da velocidade da galáxia, onde a dispersão de velocidades média é definida por,

$$\langle v^2 \rangle = \frac{1}{M} \sum_i m_i v_i^2, \quad (1.10)$$

aqui, consideramos M como sendo a massa total do aglomerado. E o raio gravitacional como sendo,

$$r_g = 2M^2 \left(\sum_{i \neq j} \frac{m_i m_j}{r_{ij}} \right)^{-1}, \quad (1.11)$$

Nos podemos reescrever o teorema do virial (equação 1.8) como,

$$M \langle v^2 \rangle - \frac{GM}{r_g} = 0 \quad (1.12)$$

A partir da equação (1.12) podemos obter a relação entre a massa do aglomerado e a dispersão de velocidades como sendo,

$$M = \frac{r_g \langle v \rangle^2}{G}, \quad (1.13)$$

A relação acima é utilizada para relacionar a massa com a dispersão de velocidades em 3D. Contudo, para a expressão que relaciona a observada, que é em função da separação projetada, precisamos considerar que o sistema possui uma distribuição de velocidades isotrópicas. A partir disso podemos reescrever a dispersão de velocidades média como,

$$\langle v^2 \rangle = 3\sigma_v^2, \quad (1.14)$$

onde σ_v^2 corresponde ao vetor de velocidade e o raio gravitacional como,

$$r_g = \frac{\pi}{2} R_g, \quad \text{com} \quad R_g = 2M^2 \left(\sum_{i \neq j} \frac{m_i m_j}{R_{ij}} \right)^{-1}. \quad (1.15)$$

onde R_g corresponde ao raio gravitacional projetado. Finalmente, substituindo as equações 1.14 e 1.15 em 1.13, a expressão da dispersão de velocidades projetada é dada por,

$$M = \frac{3R_g\sigma_v^2}{G}. \quad (1.16)$$

Processos físicos como, *feedbacks* de supernovas e AGNs afetam certas propriedades das galáxias, mas não alteram de forma significativa a dinâmica das galáxias (Saro et al., 2013). Outra vantagem é que essa técnica necessita apenas das velocidades das galáxias satélites ao longo da linha de visada. Por outro lado, a estimativa de massa a partir da σ_v pode estar enviesada por conta de efeitos de projeção (e.g. Borgani et al., 1997; Cen, 1997), processos de fusão ou acreção de galáxias (e.g. Girardi & Biviano, 2002), fricção dinâmica (e.g. Biviano et al., 1992; Goto, 2005) ou *infalling motions* (e.g. Biviano et al., 1997; Moss & Dickens, 1977).

1.3.5 Riqueza

Uma propriedade importante de aglomerados de galáxias observados no ótico é a riqueza, a qual, a grosso modo, é dada pelo número de galáxias satélites⁵ do aglomerado. Entretanto, existem diferentes metodologias para contar essas galáxias satélites, por exemplo: Abell et al. (1989) definiu como galáxias satélites do aglomerado todas as galáxias dentro de um raio de $1.5 h^{-1}$ Mpc (raio de Abell) e com magnitude entre m_3 e m_3+3 (sendo m_3 , a magnitude do terceiro membro mais brilhante do aglomerado). Enquanto, Koester et al. (2007) define como riqueza, o número total de galáxias com magnitude $-24 \leq M_r \leq -16$ dentro de um R_{200} , onde M_r é a magnitude na banda r . A riqueza também pode ser pesada por uma probabilidade da galáxia satélite ser membro do aglomerado, p_{mem} , como,

$$\lambda = \sum_i p_{mem}^i, \quad (1.17)$$

onde o índice i equivale a i -ésima candidata a membro do aglomerado.

No caso do algoritmo de busca de aglomerados redMaPPer (Rykoff et al., 2014, 2016), dado um modelo de sequência vermelha, o algoritmo atribui um *redshift* fotométrico para cada galáxia satélite e avalia que galáxias são candidatas a galáxia central do aglomerado. A partir do *redshift* e da posição central da galáxia central, que em geral é a BCG, a riqueza do aglomerado é calculada, onde as galáxias candidatas a membros do aglomerado são selecionadas dentro de uma abertura finita de raio físico, R_λ , como

$$R_\lambda = (\lambda/100)^{0.2} h^{-1} \text{ Mpc} \quad (1.18)$$

e são atribuídos as p_{mem} as galáxias candidatas a membro do aglomerado. As galáxias

⁵aqui se considera galáxias satélites aquelas que não são a galáxia central

satélites encontradas dentro de um raio de $500 h^{-1}$ kpc são utilizadas para re-estimar um *redshift* para o aglomerado, utilizando as p_{mem} e o modelo de sequência vermelha, em um processo iterativo até que a convergência seja alcançada.

Embora a riqueza, λ , também possa ser usada para caracterizar a massa do aglomerado, ela não é considerada um indicador direto. Precisamos de um outro indicador de massa para se calibrar uma relação riqueza-massa, λ -M. Para obter a relação λ -M em levantamentos fotométricos, a estimativa da massa é feita através da correspondência cruzada entre a riqueza estimada para o aglomerado no ótico e a massa estimada através de algum outro indicador de massa, como lente gravitacionais fracas ou raios X. Por exemplo: na relação λ -M estimada em Budzynski et al. (2012), foram utilizadas correspondências com aglomerados encontrados em raios X. Em Saro et al. (2015), foi usado o efeito S-Z, medido pelo levantamento *South Pole Telescope* (SPT) (Bleem et al., 2015). Em Melchior et al. (2017) e McClintock et al. (2019), foram utilizadas medições de lentes fracas e dados no ótico provenientes do mesmo levantamento: o *Dark Energy Survey* - DES (Dark Energy Survey Collaboration et al. 2016, mais detalhes na seção 2.1).

Medições do observável λ podem estar enviesadas pelos diferentes critérios adotados para contar galáxias contidas em um aglomerado, por exemplo: a definição do raio do aglomerado. O raio do aglomerado não é algo simples de medir, nem é universal. Alguns autores adotam um R_{500} (e.g. Budzynski et al., 2012), outros R_{200} (e.g. Hennig et al., 2017), como sendo o raio do aglomerado. Essas escolhas podem levar a um impacto significativo na medida da riqueza. Por isso, cada buscador de aglomerado (termo traduzido do inglês, *cluster finder*) pode encontrar uma riqueza diferente, baseado nos critérios que utiliza (e.g. Abell, 1958; Castignani & Benoist, 2016; Rykoff et al., 2014). Porém, vale ressaltar que buscadores de aglomerados com propriedades diferentes são esperados que tenham diferenças entre suas relações λ -M.

A grande vantagem de usar este indicador é que uma vez feita a calibração da relação λ -M para uma pequena amostra de dados cruzados (riqueza no ótico e massa via: raios X, S-Z, dispersão de velocidade ou lentes fracas), podemos utilizar essa relação λ -M calibrada para estimar a massa do restante da amostra. Permitindo estudos utilizando a massa de aglomerados em uma amostra muito mais numerosa apenas utilizando o observável λ .

1.3.6 Massa estelar

Enquanto a riqueza, e em particular o λ , dependem essencialmente da contagem de galáxias vermelhas no aglomerado, a medida que avançamos em direção à *redshifts* mais altos, a sequência vermelha fica menos evidente e a contribuição de galáxias azuis aumenta. É importante levar isso em consideração na hora de estimar a massa de um aglomerado. Entretanto, calcular a massa estelar individual de cada galáxia μ_* é um processo complexo. São necessários modelos de evolução estelar, função de massa inicial, história de formação

estelar, conteúdo de poeira, além do *redshift* da galáxia. Considerando que o *redshift* é bem conhecido, podemos marginalizar esses parâmetros, fazendo uma média sobre eles usando uma técnica de Bayesian Model Averaging (BMA). Em seguida, utiliza-se ajustes de Distribuições de Energia Espectral - SED (do inglês, *Spectral Energy Distributions*) dos fluxos observados nas bandas fotométricas observadas juntamente com modelos de população estelares robustos e recentes para estimar os parâmetros de melhor ajuste, como por exemplo: a massa estelar de galáxias. Após isso, a soma das massas estelares das galáxias satélites fornece uma estimativa da massa do aglomerado em termos da massa estelar, μ_* (e.g. Chiu et al., 2018; Palmese et al., 2016).

O observável μ_* e a massa do aglomerado apresentam uma forte correlação (Andreon, 2012) e por isso μ_* também pode ser usado para estimar a massa de aglomerados. Mas assim como λ , μ_* é um indicador indireto da massa do aglomerado e precisa que sua relação μ_* -M seja calibrada através de um indicador direto. Estudos têm apontado que as estimativas de μ_* são confiáveis para levantamentos óticos (Palmese et al., 2020, 2016).

1.3.7 Espalhamento para as relações entre indicadores e a massa

Individualmente, todos os indicadores têm vantagens e desvantagens. Porém, uma forma de melhorar os resultados da estimativa da massa é através da combinação de várias estimativas independentes de massa do aglomerado para a obtenção de resultados mais precisos. Por isso, quanto mais indicadores forem explorados, mais podemos melhorar a precisão nas medidas da massa do aglomerado, e em especial entender os efeitos sistemáticos. Além disso, com o avanço tecnológico dos telescópios e detectores, mais oportunidades estão surgindo para estudar a luz difusa (mais detalhes na seção 1.4), até então muito pouco explorada, mas que talvez possa ser bastante útil na busca por novos indicadores de massa de aglomerado. Por isso, na seção 1.4 discutimos o que é a luz difusa e os resultados recentes a respeito da possível conexão entre a componente difusa e a massa do aglomerado.

1.4 Luz difusa intra-aglomerado

Os aglomerados de galáxias são permeados por uma componente difusa conhecida como luz intra-aglomerado - ICL (do inglês, *Intracluster Light*), composto por estrelas que não estão ligadas a nenhuma das galáxias do aglomerado. Por ser formada por estrelas esparsamente distribuídas no aglomerado, ela apresenta um baixo brilho superficial (medido como sendo de cerca de 30 mag/arcseg² na banda r , Zhang et al. 2019b, daqui por diante Z19). Estudos apontam a origem da luz difusa intra-aglomerado como resul-

tado dos seguintes mecanismos: remoção de estrelas de galáxias por forças de maré⁶ (e.g. Laporte et al., 2013; Rudick et al., 2009; Watson & Conroy, 2013), ruptura de galáxias anãs que estão sendo atraídas para o poço de potencial do aglomerado e/ou relaxação violenta após uma fusão de galáxias (e.g. Conroy et al., 2007; Murante et al., 2007; Purcell et al., 2007) e formação de estrelas *in situ*⁷ (e.g. Melnick et al., 2012; Puchwein et al., 2010). A existência da luz difusa foi relatada pela primeira vez em Zwicky (1951), porém, ela só começou a receber grande atenção nos anos 90, por conta dos avanços tecnológicos, como o uso de câmeras CCD em observações astronômicas (e.g. Bernstein et al., 1995; Feldmeier et al., 2003; Gonzalez et al., 2000; Uson et al., 1991).

Foi encontrado que o perfil da luz difusa intra-aglomerado pode ser ajustado com um perfil triplo de Sersic (por exemplo, Kravtsov et al. 2018; Zhang et al. 2019b), como por exemplo: a figura 1.4 mostra o perfil da luz difusa intra-aglomerado apresenta (i) um componente central dominante, entre 30 e 100 kpc, que corresponde a contribuição luminosa na maior parte de estrelas da galáxia central (em geral a BCG), (ii) um envelope intermediário localizado entre 30 a 100 kpc e por último, (iii) um componente extenso e difuso que se estende para além de 200 kpc, e que é composto principalmente por estrelas não-ligadas gravitacionalmente às galáxias satélites. As estrelas que compõem este terceiro componente foram formadas pelos processos citados no parágrafo anterior, embora a contribuição de cada um deles e a época em que contribuiriam ainda é motivo de debate. Por outro lado, estima-se que 80% das estrelas que compõe a BCG, já haviam sido formadas em $z \sim 3$ (De Lucia & Blaizot, 2007).

Estudos envolvendo as simulações e observações divergem quanto a história de crescimento da BCG ou das galáxias satélites. Acontece que considerando apenas estes componentes, uma quantidade importante de massa estelar que é acretada pelo aglomerado e é esperada através dos modelos teóricos, não é encontrada nas observações (Burke et al., 2012; Conroy et al., 2007; Contini et al., 2014; De Lucia & Blaizot, 2007; Lin & Mohr, 2004). Em contrapartida, existe uma expectativa que a, ainda pouco explorada, ICL possa ser a resposta para resolver esta questão.

Além disso, a ausência de um limite claro entre a BCG e a ICL dificulta o estudo separado da componente de luz difusa intra-aglomerado e a BCG. Alguns autores utilizam técnicas para tentar separar estas componentes, como por exemplo, usando um código de ajuste de perfil 2-D (Morishita et al., 2017; Presotto et al., 2014), decomposição *wavelet* (e.g. Adami et al., 2005; Ellien et al., 2019) e funções de Chebyshev-Fourier (Jiménez-Teja & Dupke, 2016). Enquanto outros tratam os dois como uma única componente (e.g. Lin & Mohr, 2004; Pillepich et al., 2017; Zhang et al., 2019b; Zibetti et al., 2005). A dificuldade

⁶Força de maré em galáxias ocorre quando duas ou mais galáxias passam por encontros muito próximos uma da outra sem sofrerem fusões. Neste fenômeno, as forças gravitacionais entre estes objetos podem causar uma perturbação na forma da galáxia, arrancar parte de suas estrelas ou até mesmo romper a galáxia por completo.

⁷Quando as estrelas são formadas fora de uma galáxia, mas dentro do ICM.

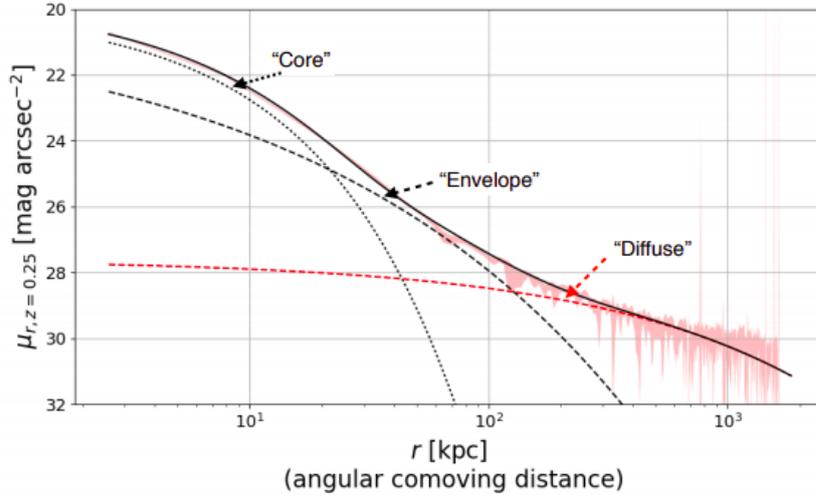


Figura 1.4: O perfil de luz difusa (região preenchida em vermelho) ajustado para o perfil triplo de Sersic (linha sólida preta). A linha pontilhada preta mostra um componente central e de maior brilho superficial localizado dentro de 10 kpc; a linha tracejada preta mostra um componente intermediário localizado entre 30 e 100 kpc; e a linha tracejada vermelha corresponde ao componente difuso que se estende além de 200 kpc. Figura tiradas de [Z19](#).

de separar estes dois componentes ocorre porque é complicado estabelecer um limite claro entre a contribuição da BCG e do início da contribuição da ICL, como mostra a figura 1.4, e ainda, a fraca contribuição da ICL comparada a da BCG é um fator que contribui para a complexidade no desmembramento dos dois. Por isso, neste trabalho, optamos por não tentar separar a ICL e a BCG, mas sim, fazermos a análise simultânea de ambos. Assim, daqui por diante usaremos apenas “luz difusa” quando nos referirmos à luz que inclui tanto a galáxia central quanto a luz intra-aglomerado *per se* (BCG+ICL). A tabela 1.1 resume as definições usadas neste documento.

Vale mencionar que a transição suave entre a luz difusa e o brilho de céu também não revela um limite evidente. A respeito disso, alguns autores optam por considerar como contribuição da luz difusa todo brilho superficial mais fraco que um dado limite, como por exemplo, $\mu_V \geq 26$ mag/arcseg² ([Burke et al., 2015](#); [Feldmeier et al., 2004](#); [Rudick et al., 2011](#)). Adicionalmente, medições observacionais perceberam que esse componente se estende em até um raio de 1 Mpc ([Zhang et al., 2019b](#); [Zibetti et al., 2005](#)), enquanto em simulação, sugerem que a luz difusa alcança 2–3 Mpc com uma profundidade $\mu_r \sim 32$ – 36 mag/arcseg² ([Deason et al., 2020](#)), como mostra a figura 1.5. Por conta da extensão da luz difusa, ao realizarmos o procedimento de remoção de céu, é importante a utilização de grandes campos de visão para evitar que a estimativa do brilho de céu contenha contribuições da luz difusa intra-aglomerado. Assim, para estimar a luz difusa os telescópio precisam de longos tempos de exposição e cuidadosas técnicas de remoção de brilho de céu.

Além da luz difusa ter se mostrado como potencial indicador do estado dinâmico do

Nome	Definição
Galáxia central do aglomerado, Galáxia central, CG	A galáxia central do aglomerado identificada pelo algoritmo redMaPPer. Qualitativamente, estes nomes referem-se a luz contida dentro de uma região de ~ 30 kpc do centro da galáxia.
Galáxias satélites do aglomerado	Galáxias do aglomerado, exceto a galáxia central. Para contabilizar a luz de cada galáxia, definimos como limites de cada uma, a região dentro da abertura de 3.5 vezes o raio de Kron (mais detalhes sobre o raio de Kron na seção 2.1.1).
Luz difusa, Luz difusa intra-aglomerado	A luz difusa proveniente da galáxia central e das regiões mais externas a ela. Esta componente não está associada com a luz das galáxias satélites do aglomerado.
Luz total do aglomerado	Luz total contida no aglomerado de galáxias, que é uma combinação da luz difusa e das galáxias satélites do aglomerado.

Tabela 1.1: Nomenclatura usada nesta tese.

aglomerado (Jiménez-Teja et al., 2018), ela oferece informações importantes do ponto de vista da formação de aglomerados e a evolução das galáxias no ambiente de aglomerados, por exemplo: o gradiente de cor da luz difusa tende a cor azul nas regiões mais externas do aglomerado. Onde este gradiente de cor é resultado de processos físicos como: rupturas de galáxias anãs e a remoção de maré que arrancam estrelas das galáxias membros ao longo do raio do aglomerado. Assim, o gradiente de cor do brilho superficial da luz difusa em função do raio do aglomerado reflete o gradiente de cor das galáxias no aglomerado (e.g. DeMaio et al. 2017; Montes & Trujillo 2014 e Z19). As propriedades desta populações estelares trazem, como idade e metalicidade, traz respostas a respeito de que tipo de galáxias progenitoras e da idade de formação da luz difusa, por exemplo: Montes & Trujillo 2018 estudaram 6 aglomerados observados pelo *Hubble Frontier Fields* - HFF entre $0.3 < z < 0.6$ e encontraram que a luz difusa destes aglomerados revela uma metalicidade semelhante a população estelar na periferia da Via Láctea e que são estrelas mais jovens que o aglomerado, concluindo assim que a luz difusa nestes aglomerados foi formada por remoção por forças de maré de galáxias do tipo Via Láctea em $z < 1$, que seria uma idade menor que a própria idade de formação do aglomerado.

Recentes estudos têm estudado as propriedades da luz difusa em uma ampla faixa de massa e de *redshifts* (e.g. Burke et al., 2012, 2015; DeMaio et al., 2020). Como exemplo, DeMaio et al. (2020) analisaram uma amostra contendo 42 aglomerados de galáxias com massas $M_{500,c} = 2 \times 10^{13} - 10^{15}$ e faixa de *redshift* entre 0.05-1.75. Tendo em vista todos os desafios de estudar a luz difusa que mencionamos, essa é realmente uma faixa de massa e *redshift* considerável e que torna esse tema ainda mais empolgante. Todavia, estudos com amostras mais numerosas são recomendáveis para que possamos estatisticamente

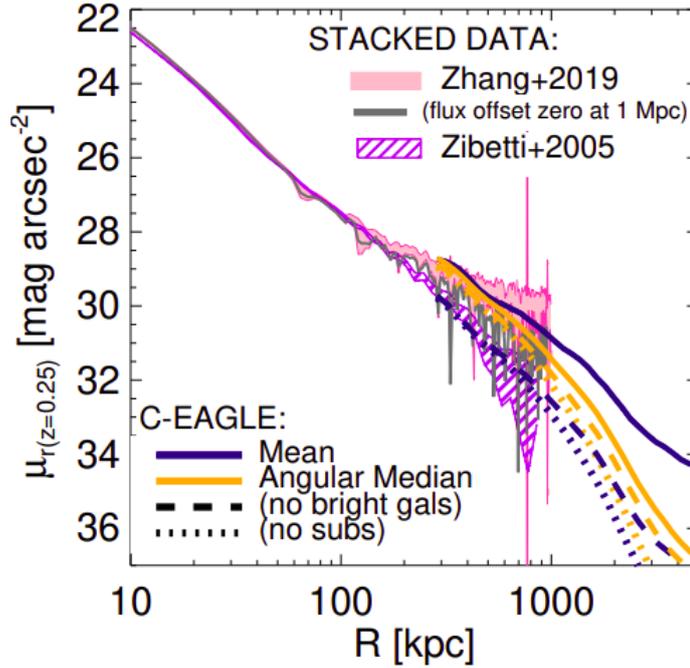


Figura 1.5: Extensão da luz difusa em observações e simulação para aglomerados em $z = 0.25$. As linhas rosas e roxas mostram os resultados para os perfis de luz difusa encontrados para o DES (Z19) e SDSS (Zibetti et al., 2005), enquanto as linha pontilhada azul mostra o perfil projetado médio de densidade de massa estelar dos aglomerados da simulação C-EAGLE (Deason et al., 2020) após a remoção de sub-halos. Figura tirada de Deason et al. (2020).

aprender mais sobre o papel da luz difusa na formação e evolução de aglomerados de galáxias. Ainda sobre a conexão da luz difusa com a massa, vários trabalhos tem buscado entender mais sobre essa conexão entre a massa do aglomerado e a luz difusa das duas últimas décadas. A seguir, resumimos alguns dos problemas em aberto a respeito desta conexão.

(i) *Quanto à fração de luz difusa:*

Nos últimos 20 anos, observações, modelagem semi-analítica e estudos de simulação relatam que a luz da galáxia central somado à luz difusa pode compor cerca de 10-50% da luz estelar total do aglomerado (e.g. Behroozi et al., 2013; Feldmeier et al., 2004; Gonzalez et al., 2007; Pillepich et al., 2014; Zhang et al., 2019b; Zibetti et al., 2005). Esse número não consensual é possivelmente devido à dependência da luz difusa com outras propriedades, como: a massa do aglomerado, *redshift*, raio e filtro utilizado. Além disso, Jiménez-Teja et al. (2018) utilizaram imagens do *Hubble Space Telescope* (HST) para medir essa fração em diferentes comprimentos de onda e assim caracterizar o estado dinâmico do aglomerado. Não somente sugerindo que a fração de luz difusa tem dependência com o estado dinâmico do aglomerado como também abrindo uma nova discussão à respeito da aplicabilidade da análise da fração de luz difusa em estudos do estado dinâmico do aglomerado.

(ii) Quanto à dependência em massa, autossimilaridade dos perfis de luz difusa:

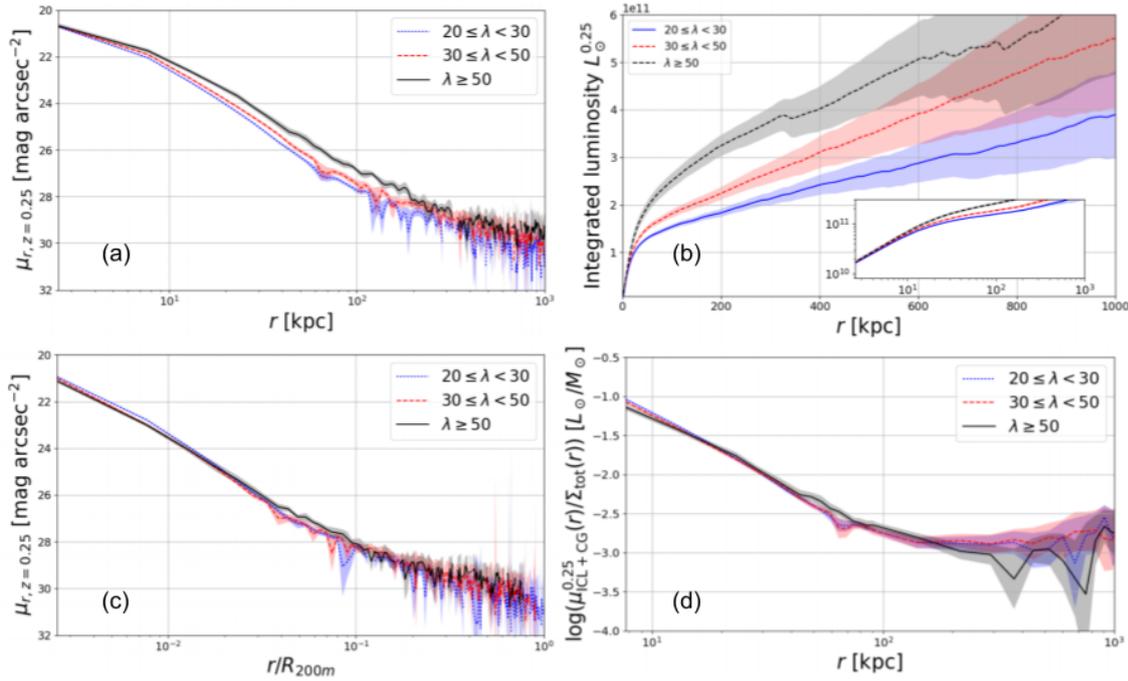


Figura 1.6: Painéis (a) e (c) mostra os perfis de luz difusa em aglomerados com diferentes massas em função do raio. No painel (c), o perfil de luz difusa está escalonado para um raio de escala do aglomerado. O painel (b) mostra os perfis de luminosidade integrada (ou cumulativa) da luz difusa contida dentro de um dado raio. O painel (d) apresenta os perfis da razão L_{\odot}/M_{\odot} , onde a luminosidade e a massa são calculadas a partir do brilho superficial e da densidade superficial de massa do aglomerado, respectivamente. Os perfis de densidade superficial de massa do aglomerado foram estimados via lentes fracas. Em todos painéis as linhas contínuas e regiões preenchidas indicam o valor médio e as incertezas. Figuras tiradas de [Z19](#).

[Z19](#) detectaram com êxito a luz difusa a partir do imageamento de ~ 300 aglomerados do DES (mais detalhes sobre o DES na seção 2.1), com um sinal-ruído significativo devido ao empilhamento de perfis de luz difusa. Realizaram a detecção dessa componente em até 1 Mpc com relação ao centro dos aglomerados, sendo o *redshift* médio da amostra de $\langle z \rangle \sim 0.25$. [Z19](#) analisaram a dependência em massa da luz difusa e da luminosidade integrada dividindo a amostra em três faixas de riqueza ($20 \leq \lambda < 30$, $30 \leq \lambda < 45$, $\lambda \geq 50$), como mostram os painéis (a) e (b) da figura 1.6. Observando os resultados para os perfis de luz difusa e perfis de luminosidade integrada, eles concluíram que aglomerados mais massivos são mais luminosos do que aglomerados menos massivos, que é consistente com os resultados encontrados por [Zibetti et al. \(2005\)](#).

Além disso, ao escalonar os perfis para um determinado raio de escala, [Z19](#) realizaram uma das primeiras observações de autossimilaridade nos perfis de luz difusa, como mostra o painel (c) (figura 1.6). Anteriormente, essa propriedade só tinha sido observada em outros componentes: a distribuição de massa ou gás do aglomerado (e.g. [Kravtsov & Borgani, 2012](#)), ou para a distribuição radial de galáxias satélites (e.g. [Budzynski et al.,](#)

2012). A autossimilaridade observada por Z19 sugere que aglomerados de diferentes massas apresentam aproximadamente a mesma distribuição de brilho superficial da luz difusa quando escalonados ao raio do aglomerado e que existe uma correlação entre a luz difusa e a massa do aglomerado. Porém, mais estudos precisam ser realizados para entender mais a fundo essa correlação.

(iii) *Quanto à luz difusa como componente traçadora da massa do aglomerado:*

Outra perspectiva muito interessante se desdobra através da conexão com a distribuição de massa do aglomerado. As primeiras evidências desta conexão entre a distribuição de massa do aglomerado e a luz difusa do aglomerado foi observada por Zibetti et al. (2005) ao perceber que um perfil NFW é capaz de ajustar bem o perfil da luz difusa. Mais recentemente, outra pista da conexão foi encontrada em estudos de simulação/observação, por exemplo: Pillepich et al. (2017) examinando a distribuição de luz difusa nas simulações IllustrisTNG, apontaram que a densidade estelar da luz difusa além de 100 kpc do centro do aglomerado tem uma inclinação radial semelhante a da matéria escura do aglomerado. Também, Z19 observaram a razão L_{\odot}/M_{\odot} ao longo do raio do aglomerado, como mostrado no painel (d) (figura 1.6). Eles perceberam que a razão L_{\odot}/M_{\odot} em aglomerados com diferentes massas apresentam um perfil relativamente plano a partir de raios maiores que 100 kpc. Indicando que a luminosidade e a massa do aglomerado apresentam uma distribuição semelhante nesta faixa radial. Além disso, Montes & Trujillo (2019) observaram que existe uma semelhança entre a distribuição de matéria escura de um aglomerado e a distribuição de luz difusa; e que esta possui uma relação ainda mais próxima do que a relação encontrada para a distribuição matéria escura e a distribuição do gás intra-aglomerado.

À esquerda na figura 1.7, as curvas de contorno da distribuição da luz difusa são mais similares às da distribuição da massa do aglomerado do que as curvas de contorno da distribuição de gás. Eles comprovaram essa tendência medindo o quão próximo é essa relação usando uma técnica chamada de *Modified Hausdorff Distance* (MHD) para medir o quão semelhantes são estes contornos. Esta técnica calcula a diferença espacial média entre duas distribuições bidimensionais. A partir das distâncias MHD medianas calculadas nos raios de 50, 75, 100, 125 e 175 kpc para seis aglomerados incluindo o aglomerado apresentado na figura 1.7, Montes & Trujillo (2019) mediram uma distância MHD média de ~ 25 kpc de proximidade entre a distribuição da massa do aglomerado e da luz difusa; e ~ 59 kpc em relação ao gás. Uma possível explicação proposta pelos autores é que tanto a matéria escura quanto a luz difusa contém partículas sem colisão, enquanto o gás intra-aglomerado interage fortemente consigo mesmo. Assim, sugerindo que a luz difusa é potencialmente um melhor traçador da distribuição de matéria escura do que o gás intra aglomerado.

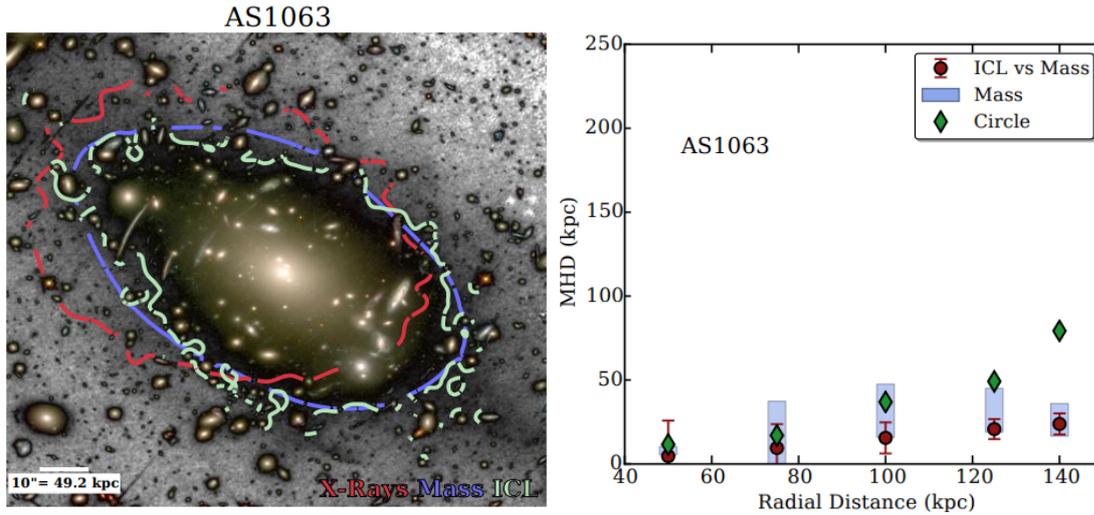


Figura 1.7: Comparação entre a distribuição do gás medida através de raios X, distribuição de massa medida através de lentes fracas e a distribuição de luz difusa. **À esquerda:** Mostra um aglomerado observado pelo *Hubble Frontier Fields Initiative* - HFF. A distribuição espacial dos componentes de gás, massa e luz do aglomerado foram estimadas através das técnicas de emissão em raios X (contorno vermelho), lentes fracas (contorno azul) e luz difusa (contorno verde), respectivamente. **À direita:** A diferença espacial média entre duas distribuições bidimensionais calculada através do método MHD em função da distância radial (elipsoidal ou circular) do aglomerado apresentado no painel da esquerda. O círculo vermelho representa a mediana calculada para a diferença radial elipsoidal entre a distribuição de massa e luz difusa. As barras de erro correspondem a região de incerteza em 1σ . O losango verde representa a mediana calculada para a diferença radial circular entre a distribuição de massa e luz difusa. Figuras tiradas de [Montes & Trujillo \(2019\)](#). Estes resultados apontam uma forte correlação entre a luz difusa e a distribuição de massa do aglomerado e que devido a esta correlação, talvez a luz difusa possa ser um observável útil para mapear a distribuição de massa do aglomerado.

Capítulo 2

Dados e Métodos

Nossa análise é baseada em observações coletadas e processadas pelo DES. Neste capítulo descrevemos os dados utilizados, imagens e catálogos, assim como os procedimentos aplicados para obtenção dos perfis de brilho superficial de aglomerados. Em seguida, apresentamos a metodologia adotada para a conversão dos perfis de fluxo em “luptitudes”, ao invés de magnitudes, pois é ideal para o baixo fluxo da luz difusa, especialmente na periferia dos aglomerados.

2.1 *Dark Energy Survey*

O *Dark Energy Survey* - DES ([Dark Energy Survey Collaboration et al. 2016](#)) é um levantamento no ótico/infravermelho próximo que tem como principal objetivo estudar a natureza da energia escura através de quatro vínculos principais: aglomerados de galáxias, oscilação acústica de bárions (BAO), lentes fracas e supernovas do Tipo Ia. Este projeto envolve uma colaboração entre várias instituições de pesquisa e universidades nos Estados Unidos da América, Brasil, Reino Unido, Alemanha, Espanha e Suíça.

O DES utiliza o telescópio de 4 metros Victor M. Blanco, que está localizado no hemisfério Sul no Observatório de Cerro Tololo (CTIO) – Chile. Ele iniciou suas observações no segundo semestre de 2012, como Verificação Científica - SV (do inglês *Science Verification*), começando as operações em 2013 e finalizando no início de 2019¹ (com observações entre os meses de agosto e fevereiro). O DES observou durante 525 noites e cobriu cerca de 5.000 graus quadrados, incluindo áreas sobrepostas às regiões cobertas por outros levantamentos – por exemplo: o *South Pole Telescope* (SPT) – e utilizando as bandas fotométricas g , r , i , z e Y .

Foi construída uma câmera de 570 megapixels especialmente para este levantamento (DECam, [Flaugher et al. 2015](#)). A figura 2.1 mostra o plano focal da DECam (à esquerda), onde é formado por um mosaico de 62 dispositivos de carga acoplada (CCD,

¹por conta do El Niño as condições climáticas em 2013 foram muito ruins e por isso foi negociada com o CTIO uma extensão até 2019

Charge-Coupled Device) montados em um padrão hexagonal e capaz de gerar imagens de excelente qualidade e baixo ruído de leitura. Cada CCD possui 2048×4096 pixels usados para imageamento e com uma escala de pixel de $0''.263$ por pixel. Cada CCD é lido por dois amplificadores. Três dos CCDs apresentaram problemas durante as observações: o CCD2, CCD31 e CCD61. Por isso foram removidos desde o processamento do Ano 1. À direita, a figura 2.1 mostra uma imagem feita pela DECam no Ano 1 e sem os três CCDs problemáticos. Os outros CCDs demonstraram um bom desempenho e foram utilizados para ciência. A área ativa observada pelos CCDs é de cerca de 2.7 graus quadrados. Graças à sua eletrônica, com dois amplificadores por CCD, a DECam leva apenas 17 segundos para fazer a leitura do mosaico de CCDs.

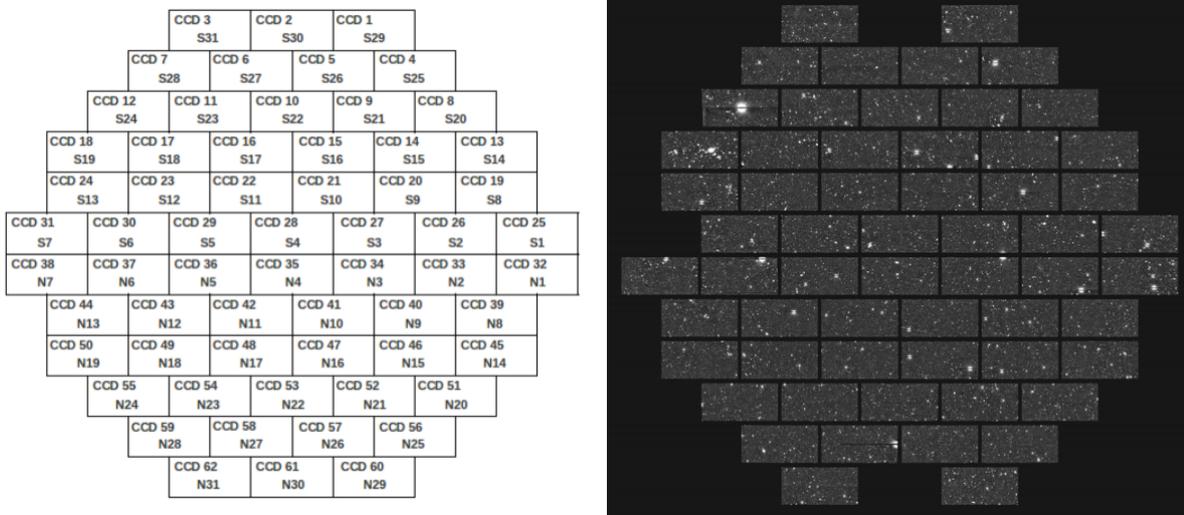


Figura 2.1: O plano focal da DECam. (*À esquerda:*) Esquema dos CCDs da DECam. (*À direita:*) Imagem de uma observação do DES durante o Ano 1. Os três espaços vazios na imagem da DECam correspondem aos CCDs que apresentaram problemas ao longo das observações e por isso foram removidos do processamento do Ano 1. O CCD61 falhou ainda durante o período de verificação, enquanto o CCD2 e CCD31 falharam durante as observações no Ano 1. Figura tirada de [Drlica-Wagner et al. \(2018\)](#).

As observações do DES foram realizadas usando 5 bandas (g, r, i, z, Y). Por conta da grande área coberta pela DECam, cada filtro possui uma massa de 9.95 kg, 13 mm de largura e um diâmetro de 62 cm, com requerimentos bastante severos de uniformidade da resposta sobre esse grande campo ([Flaugher et al., 2015](#)). A figura 2.2 mostra a transmissão relativa como função do comprimento de onda dos 5 filtros do DES, que varrem desde 400 até 1065 nm. Os filtros foram desenhados para serem parecidos com os de mesmo nome utilizados em outros levantamentos, onde os quatro primeiros se referem ao sistema do SDSS ([Doi et al., 2010](#)). A tabela 2.1 mostra as propriedades de cada filtro, onde pode-se observar que todos os filtros possuem um pico de transmissão superior a 90%.

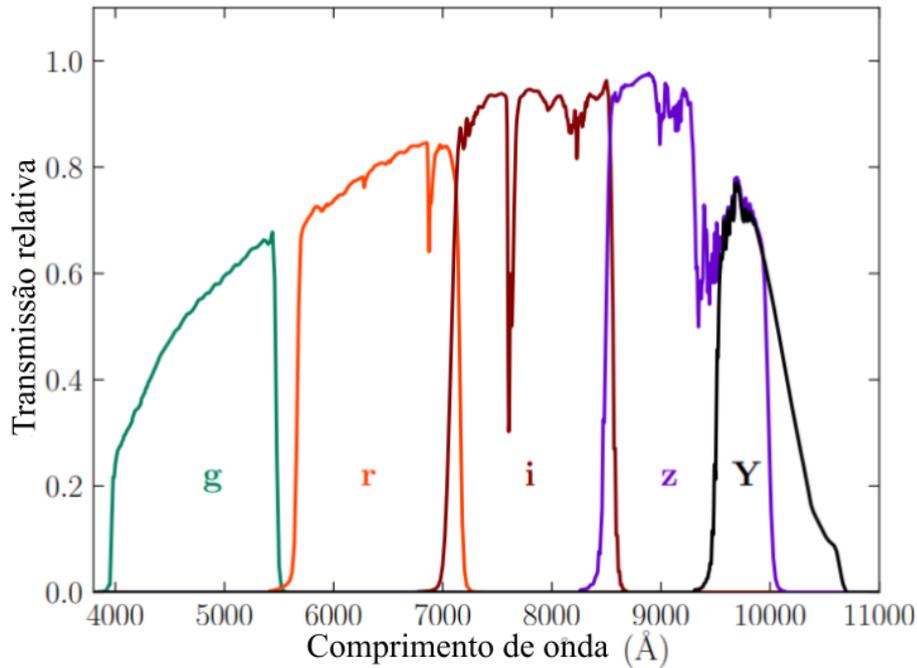


Figura 2.2: Bandas passantes dos 5 filtros (g , r , i , z , Y) do DES. A banda passante representa o rendimento total do sistema, incluindo a transmissão atmosférica e a resposta instrumental média através dos CDDs científicos. Figura tirada de [Morganson et al. \(2018\)](#).

2.1.1 Processamento de dados

O DES tem um *pipeline*² que faz o processamento dos dados e sua descrição é feita com mais detalhes em [Morganson et al. \(2018\)](#) e [Drlica-Wagner et al. \(2018\)](#). Nesta seção, faremos um breve resumo do processamento de dados desde o momento da observação feita pela DECam até a produção do catálogo coadd, que é o catálogo disponibilizado pela colaboração a partir da co-adição de imagens e pronto para análises científicas.

As observações são gerenciadas por um *software* que toma decisões de acordo com as condições de observação (por ex: *seeing* e fase da Lua), necessidades do levantamento

² *Pipeline* é uma sequência estruturada de códigos, onde o processamento de dados e execução de códigos seguem uma ordem e é realizado em etapas.

Filtro	Comp. de onda (nm)	FWHM (nm)	Transmissão (%)
DES g	398 - 548	150	91 - 92
DES r	568 - 716	148	90 - 91
DES i	710 - 857	147	96 - 97
DES z	850 - 1002	152	97 - 98
DES Y	953 - 1065	112	98 - 99

Tabela 2.1: Filtros utilizados no DES. Os filtros utilizados no DES possuem cobertura entre 400 e 1065 nm e tem transmissão superior a 90%. Tabela baseada em ([Flaughner et al., 2015](#)).

(por ex: número de visitas) e avaliação da qualidade de dados processados anteriormente (*Observer Tactician software*, Neilsen & Annis (2014)). Após uma noite de observações, as imagens de calibração (por ex: *bias*, *dark* e *flat*), assim como as imagens científicas brutas, são transferidas para o *National Optical Astronomical Observatory* - NOAO depois cada observação, por meio do *Data Transport System* - DTS (Fitzpatrick, 2010). Cerca de 360 imagens de ciência e calibração são transferidas por noite (~ 300 GB em menos de 18 horas). O NOAO funciona como um centro de arquivamento primário. Por fim, os dados são replicados para o *National Center for Supercomputing Applications* - NCSA, que fica na University of Illinois em Urbana-Champaign - UIUC, E.U.A. O NCSA funciona como centro de processamento, calibração e arquivamento dos dados.

Quando os dados chegam ao NCSA, o grupo de trabalho de gerenciamento de dados, o *Dark Energy Survey Data Management* - DESDM, é responsável pelo arquivamento dos dados e seu processamento para avaliar diariamente a qualidade dos dados, retroalimentando a estratégia de observação do levantamento. Para processar as imagens, o DESDM possui dois tipos de *pipelines*: o *single-epoch* e o *multi-epoch*, um para as imagens observadas pelo telescópio e o outro para combinar as várias camadas de observação de uma região do céu, respectivamente.

1. Pipeline single-epoch: este *pipeline* tem como objetivo fazer o processamento das imagens observadas pelo telescópio, reduzindo as imagens e tornando-as prontas para ciência. O *pipeline single-epoch* é composto por dois tipos de processamentos: *first cut* e *final cut* (Morganson et al., 2018).

(i) *First cut*: Processa as imagens *single-epoch* imediatamente ao chegarem no NCSA ao longo da campanha de observação. Está incluso no processamento, além da redução básica de imagens: calcular a solução inicial de astrometria, mascarar pixels saturados e *bleed trails*, ajustar e subtrair o fundo de céu, mascarar raios cósmicos e satélites, modelar a função de dispersão de ponto - PSF (do inglês *Point Spread Function*), produzir um catálogo *single-epoch* para cada imagem e avaliar sua qualidade. O *first cut* não usa as imagens de calibração diárias, mas sim uma *supercal*, que é uma combinação das imagens de calibração de toda a temporada, já que essas imagens não mudam ao longo da temporada e pelo elevado custo computacional de gerá-las diariamente.

(ii) *Final cut*: Realiza as mesmas tarefas do *pipeline first cut*, porém ocorre no final de uma campanha de observação, geralmente em março, e é um reprocessamento completo de todas as imagens *single-epoch* dos meses anteriores. Esse *pipeline* produz imagens que servem como entrada para o *pipeline multi-epoch*.

2. Pipeline multi-epoch: Co-adiciona as imagens produzidas pelo *pipeline final cut* para obter maior profundidade nas imagens, já que ao somar imagens, a razão Sinal-Ruído da imagem final é maior, revelando fontes mais fracas. O processamento é organizado dividindo o céu em *tiles*, que são regiões quadradas de 10,000 pixels (0.7305 graus) de lado. As imagens sobrepostas são co-adicionadas como descrito em (Abbott et al., 2018;

(Drlica-Wagner et al., 2018; Morganson et al., 2018). Como a PSF pode variar entre as imagens de uma mesma região do céu observadas em diferentes épocas, é realizado o ajuste do modelo da PSF das imagens com o PSFEx (Bertin, 2011) de modo a conciliar essas diferenças. A detecção e medição das propriedades das fontes na imagem é feita com o software SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996).

O SExtractor é empregado para detectar objetos nas imagens co-adicionadas, medindo posição, brilho e forma para os objetos detectados. O SExtractor possui diferentes formas de realizar a extração desses parâmetros. A figura 2.3 ilustra 3 das principais formas usadas para estimar a fotometria em fontes brilhantes nas imagens. Brevemente, a abertura ISO é definida pela área isofotal, ou seja com mesmo brilho, com pixels contendo um fluxo acima de um limite; a abertura APERTURE é delimitado por uma abertura circular com um diâmetro especificado (ideal para fontes puntiformes, como estrelas); e a abertura AUTO é delimitada por uma abertura elíptica flexível de modo a capturar toda a luz do objeto e ajustada a sua forma, sendo ideal para objetos extensos, como galáxias. Nesta análise, usamos apenas a forma AUTO. Em AUTO, os parâmetros da elipse (inclinação e semi-eixo maior e menor) são estimadas a partir do raio de Kron³. O raio Kron, R_{Kron} , é definido como o primeiro momento do perfil de brilho superficial (Kron, 1980). O SExtractor avalia uma magnitude para cada objeto, a partir do fluxo dentro de um raio de $2.5 \times R_{Kron}$, denotado como `mag_auto`. Com isso, ele estima parâmetros de forma dos objetos como inclinação, eixo maior e menor (que por sua vez serão utilizados para mascarar as imagens, como descrito na seção 2.2.3). O resultado do *pipeline multi-epoch* é a produção de imagens com maior profundidade e dos catálogos de objetos co-adicionados.

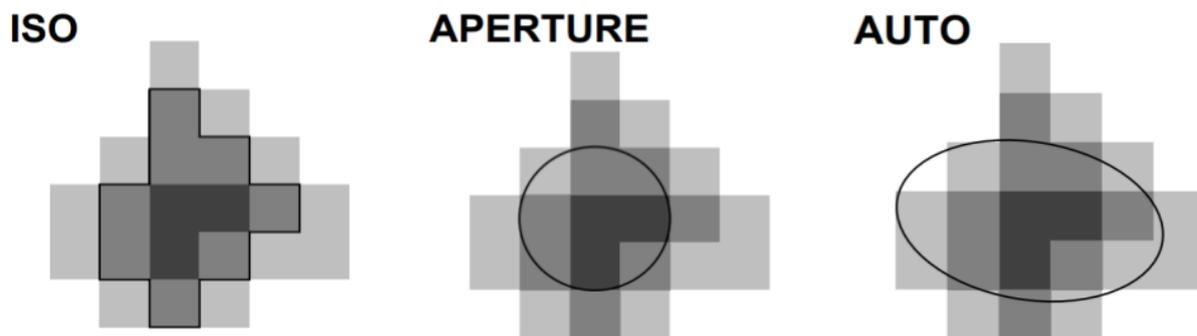


Figura 2.3: Exemplo de tipos de aberturas para fotometria de fontes: ISO, AUTO e APERTURE. Figura tirada de (Holwerda, 2005) em http://astroa.physics.metu.edu.tr/MANUALS/sextractor/Guide2source_extractor.pdf

³Curiosidade: de Richard Kron, atual diretor do *Dark Energy Survey*

2.2 Catálogos observacionais

O DES torna seus dados observados públicos através de seus *Data Releases* (DR). O primeiro lançamento de dados (DR1), abrange dados observados durante os três primeiros anos de operações científicas (do Ano 1 ao Ano 3, de agosto de 2013 a fevereiro de 2016, 345 noites distintas e 38,850 exposições). O DR1 é composto por imagens e catálogos de objetos co-adicionados e de imagens *single-epoch* calibradas. O acesso aos dados DES DR1 é fornecido na seguinte URL: <https://des.ncsa.illinois.edu/releases/dr1>. O segundo lançamento de dados (DR2) está planejado para Janeiro de 2021, incluindo os dados de todos os anos do projeto. O catálogo de objetos co-adicionados do DR1 possui ~ 310 milhões (~ 80 milhões) de galáxias (estrelas) detectadas em imagens co-adicionadas, a profundidade foi estimada usando fontes com $S/N = 10$, é de $\text{mag_auto_i} = 22.51$ em uma área total de $\sim 5,000$ graus quadrados (Abbott et al., 2018).

Em nossa análise usamos os **catálogos de objetos e as imagens** provenientes do **DR1** (veja a figura 2.4 e mais detalhes na seção 2.2.3), porém os **catálogos de aglomerados de galáxias do redMaPPer** (Rykoff et al., 2016) e seus respectivos **pontos randômicos** foram produzidos a partir dos dados do **Ano 1** (veja a figura 2.5 e mais detalhes nas seções 2.2.1 e 2.2.2). Para a sub-amostra de aglomerados de galáxias usada nessa análise, não há diferença relevante entre usar um catálogo do redMaPPer do Ano 1 ou 3, dado seu baixo *redshift*, onde a completeza é próxima de 100% (mais detalhes sobre a completeza na seção 2.2.3). Porém, para estudar o baixo brilho superficial da luz difusa precisamos de imagens com a maior profundidade possível e por isso usamos as imagens do DR1, que incluem até o Ano 3, ao invés de usar as imagens do Ano 1 apenas - as imagens do DR2 ainda estão sendo processadas. Ademais, uma outra razão importante para utilizarmos a amostra do Ano 1 do redMaPPer é manter a consistência com as análises da luz difusa feitas por Z19 e ter resultados comparáveis, e mais ainda, porque possuem uma relação λ -Massa bem-estabelecida apresentada em McClintock et al. (2019) para esse catálogo do redMaPPer.

2.2.1 Catálogo de aglomerados de galáxias

Utilizamos aglomerados de galáxias que foram identificados através do algoritmo **red-sequence Matched-filter Probabilistic Percolation** (redMaPPer) (Rykoff et al. 2014). O redMaPPer procura aglomerados de galáxias, considerando cores, luminosidades e distribuições espaciais. Este algoritmo, faz uso da sequência vermelha, que é uma região característica observada no diagrama cor-magnitude de galáxias de aglomerados. Através destas propriedades, o redMaPPer faz estimativas precisas de *redshifts* fotométricos, com um baixo espalhamento $\sigma_z/(1+z) \approx 0.006$ (McClintock et al., 2019). O redMaPPer adota como posição central do aglomerado a posição de sua BCG, onde é esperado que estejam próximas dos picos da distribuição de matéria de aglomerados. Estima-se que

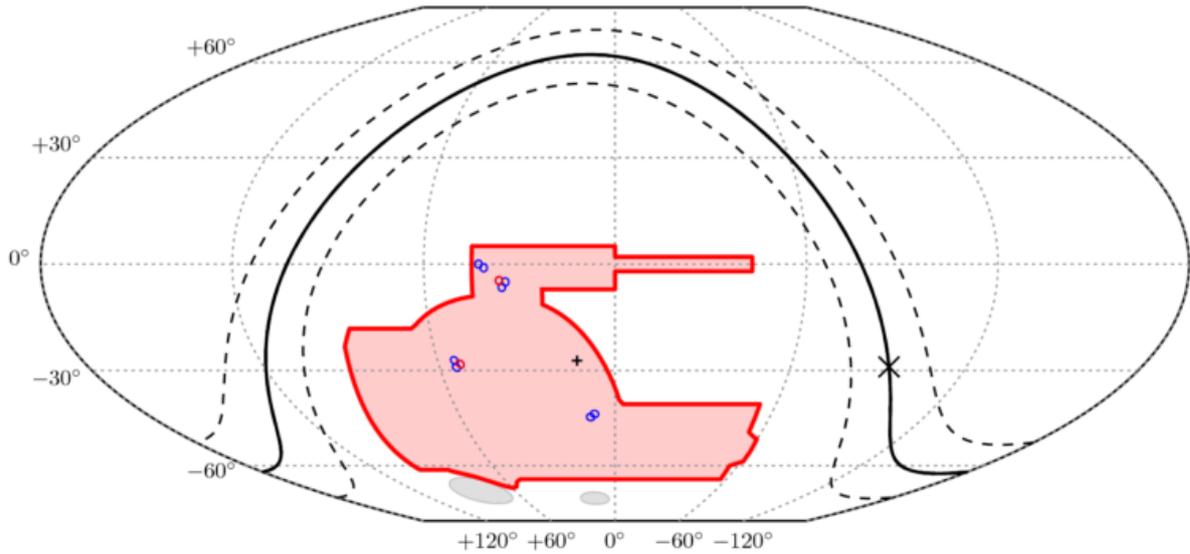


Figura 2.4: *Footprint* das observações do **DR1**. A linha vermelha contínua mostra o *footprint* do DES para os 5 anos de observação. A área preenchida em vermelho corresponde a $\sim 5,000$ graus quadrados. Os 8 campos focados no estudo de supernovas, que são revisitados, são mostrados como círculos azuis e seus 2 campos mais profundos são mostrados como círculos vermelhos. O plano da Via Láctea é mostrado como uma linha sólida, com linhas tracejadas em $b = \pm 10$ graus. As Grandes e Pequenas Nuvens de Magalhães são indicadas em cinza. Figura tirada de [Abbott et al. \(2018\)](#)

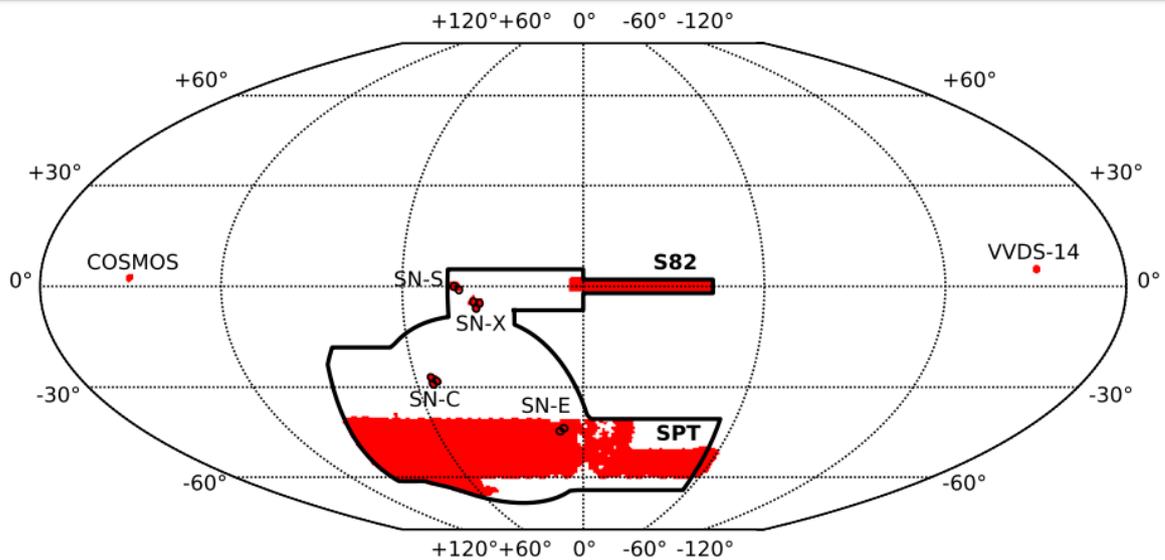


Figura 2.5: Observações do **Ano 1** com a área dos catálogos de aglomerados e pontos randômicos do redMaPPer em vermelho. No *footprint*, duas regiões não contíguas se destacam: a região do Stripe 82 (S82), com 116 graus quadrados e a região do SPT, com 1,321 graus quadrados. Figura tirada de [Drlica-Wagner et al. \(2018\)](#).

essa hipótese é correta para $\sim 75 \pm 8\%$ dos aglomerados comparando com observações em raio X ([Zhang et al., 2019a](#)). Além disso, para cada aglomerado identificado, são atribuídas probabilidades de associação (p_{mem}) a todas as galáxias no campo do aglomerado e

a partir daí é estimada a riqueza λ do aglomerado, como a soma destas probabilidades (Rozo & Rykoff, 2014; Rykoff et al., 2012).

Os produtos finais do algoritmo redMaPPer incluem um catálogo de aglomerados contendo a posição central, riqueza e *redshift* (baseado na sequência vermelha) do aglomerado; um catálogo de galáxias satélites de aglomerados contendo, por exemplo, ascensão reta (RA), declinação (Dec), *redshifts* e p_{mem} das galáxias; e um catálogo de pontos randômicos (detalhado na seção 2.2.2) que amostra a cobertura do céu do algoritmo de localização de aglomerados. O catálogo de pontos randômicos é um catálogo de coordenadas de posições celestes (R.A. e Dec.), onde o algoritmo seleciona essas posições de forma aleatória, mas dentro da área de cobertura do levantamento. Esse catálogo de pontos randômicos é útil em estudos de correlação cruzada (por exemplo, Landy & Szalay 1993). Em especial para este trabalho, utilizamos os pontos randômicos gerados para o redMaPPer para estimar o nível de brilho de céu médio em regiões próximas a localização dos aglomerados e realizar o processo de subtração de céu. O catálogo do redMaPPer possui aglomerados na faixa de *redshift* $0.1 < z \leq 0.85$. O aglomerado 25 é mostrado na figura 2.6 e é um exemplo de um aglomerado rico identificado pelo redMaPPer e com *redshift* fotométrico estimado em 0.28.

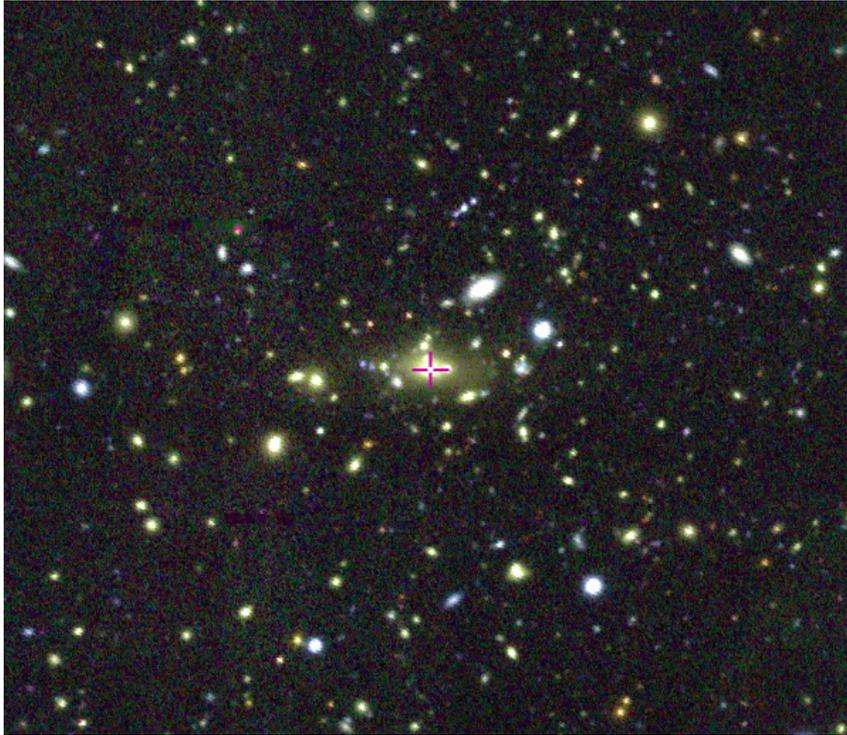


Figura 2.6: Aglomerado 25 do redMaPPer. Exemplo de um aglomerado do redMaPPer nas imagens co-add do DES DR1. Este aglomerado possui $\lambda = 113.3$ e *redshift* 0.28. A cruz magenta no centro da imagem aponta à posição da BCG e aponta a posição central do aglomerado.

Para estudarmos a luz difusa em aglomerados de galáxias, precisamos evitar imagens com características indesejáveis (por ex: faixas de estrelas saturadas ou estimativa inade-

quada do céu em torno de galáxias próximas), pois estas complicam a medição da luz difusa no entorno dos aglomerados. Vale lembrar que estes artefatos tipicamente foram identificados durante o processamento *final cut*. Por conta disto, eliminamos aglomerados de galáxias que tenham, dentro de $526''$ (ou 2000 pixels na escala de placa do DES) a partir do centro de aglomerados, *flags* de estrelas brilhantes, galáxias brilhantes, de adjacência à Grande Nuvem de Magalhães, etc (o que equivale a objetos com $flag > 2$ em [Drlica-Wagner et al. 2018](#)). Usamos apenas os aglomerados numa estreita faixa de $0.2 \leq z \leq 0.35$ para minimizar a necessidade de aplicar correções relacionadas à evolução por *redshift*. O limite superior do *redshift* é maior que em [Z19](#) para coincidir com os estudos de lentes fracas realizados na mesma amostra de aglomerados em [McClintock et al. \(2019\)](#), além de aumentar o número de aglomerados em relação a amostra utilizada em [Z19](#). Além disso, para o DES, a análise da luz difusa a mais altos *redshifts* é mais difícil por conta do baixo fluxo envolvido.

Para estudarmos se há dependência da luz difusa de aglomerados com a sua massa dividimos a amostra em faixas de massa, ou de seu indicador, λ . Aproveitando que o observável λ é um excelente estimador de baixo espalhamento da massa do aglomerado (e.g. [Farahi et al., 2019](#); [McClintock et al., 2019](#); [Melchior et al., 2017](#); [Rozo & Rykoff, 2014](#)), dividimos a amostra em quatro faixas de riqueza: $20 \leq \lambda < 30$, $30 \leq \lambda < 45$, $45 \leq \lambda < 60$ e $60 \leq \lambda < 150$, seguindo as faixas escolhidas em [McClintock et al. \(2019\)](#). E ainda, para garantir a qualidade dos nossos resultados, avaliamos visualmente as imagens dos aglomerados e diagnosticamos 10 imagens com problemas (por ex: objetos não mascarados e regiões muito brilhantes, mais detalhes na seção [2.2.3](#)). Com base nesse processo da avaliação visual, removemos estas imagens problemáticas da nossa análise, de modo que a amostra final é de 528 aglomerados no total e 297, 148, 52 e 31 aglomerados nas respectivas faixas de riqueza de $20 \leq \lambda < 30$, $30 \leq \lambda < 45$, $45 \leq \lambda < 60$ e $60 \leq \lambda < 150$.

A figura [2.7](#) mostra a riqueza dos aglomerados versus o *redshift*, onde há uma distribuição bastante regular de aglomerados ao longo do *redshift*. Além disso, calculamos a massa dos aglomerados, M_{200m} , que corresponde à massa contida em uma esfera cuja densidade média é 200 vezes maior que a densidade média de matéria cósmica, $\rho_m(z)$, no *redshift* do aglomerado. Para isso, utilizamos a relação λ -M estimada por [McClintock et al. \(2019\)](#), onde eles ajustaram 3 parâmetros livres: M_0 , F_λ e G_z , mediante a utilização da equação,

$$M(\lambda, z) = M_0 \left(\frac{\lambda}{\lambda_0} \right)^{F_\lambda} \left(\frac{1+z}{1+z_0} \right)^{G_z}, \quad (2.1)$$

onde λ_0 e z_0 são os pivôs utilizados e têm valores de 40 e 0.35, respectivamente. Enquanto M_0 , F_λ e G_z são parâmetros de melhor ajuste estimados em $3.08 \pm 0.07 \times 10^{14} M_\odot$, 1.35 ± 0.05 e -0.30 ± 0.30 , respectivamente. Na figura [2.7](#) mostramos a massa dos aglomerados, M_{200m} através das cores, onde apresentam uma faixa de massa entre 1.2×10^{14} e $1.8 \times 10^{15} M_\odot$.

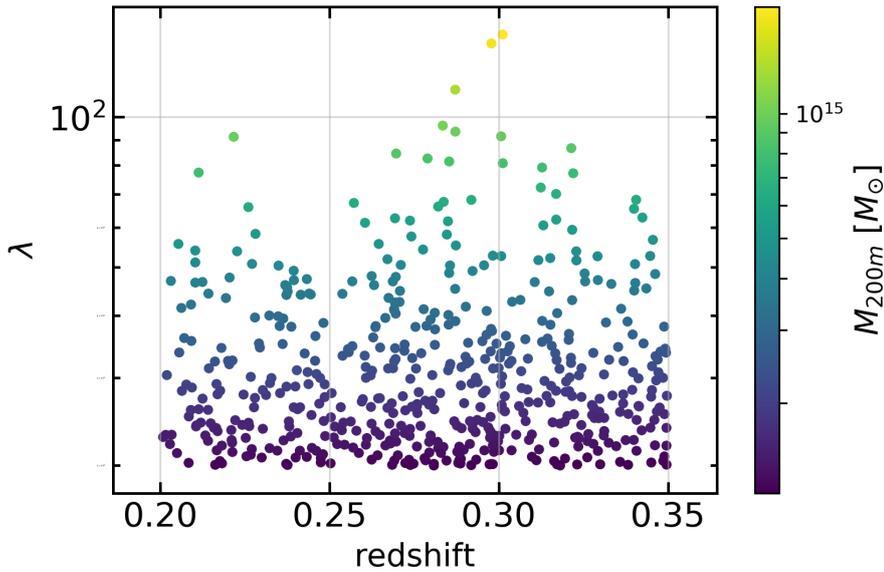


Figura 2.7: Riqueza (λ) VS *redshift*. A cor representa a massa média calculada para os aglomerados do redMaPPer a partir da relação de riqueza e massa e os parâmetros de melhor ajuste relatados no [McClintock et al. \(2019\)](#) para obter as massas médias dos aglomerados a partir da riqueza.

2.2.2 Catálogo de pontos randômicos

Além do catálogo de aglomerados de galáxias com membros, o redMaPPer provê um catálogo de pontos randômicos que caracteriza o volume ocupado pelo catálogo de aglomerados de galáxias. Esse catálogo é equivalente ao usado para estimar o grau de aglomeração de galáxias para estudar a estrutura em grande escala do universo. Entretanto, como aglomerados são objetos muito mais extensos que galáxias, não é possível usar o mesmo tipo de catálogo que o usado para galáxias. Aqui, adicionamos uma outra utilidade ao catálogo de pontos randômicos: o cálculo de remoção de brilho de céu nos perfis de brilho superficial de luz difusa. Realizamos este processo estimando o perfil de brilho superficial médio de imagens de pontos randômicos em regiões próximas ao aglomerado, e então, subtraímos esta contribuição do perfil de brilho superficial de aglomerados, conforme será descrito em mais detalhes na seção 2.3.

Para não enviesar a medida do fundo de céu, eliminamos pontos randômicos que estão próximos de estrelas brilhantes, galáxias brilhantes, Grande Nuvem de Magalhães, etc. O critério de proximidade utilizado foi de $526''$ (ou 2000 pixels na escala de placa do DES) a partir do centro de aglomerados. Como descrito na seção 1.4, a luz difusa pode ser detectada a um raio de 1 Mpc ($\sim 4'$ em $z = 0.275$). Por isso, para garantir que as imagens de pontos randômicos não sejam afetadas pela contribuição do brilho superficial da luz difusa, também exigimos que os pontos randômicos estejam a pelo menos a $5'$ distantes dos centros do aglomerados para evitar uma subtração excessiva de sinal. Após essas

seleções, restaram 3859 pontos randômicos para análise, que é ~ 7 vezes o tamanho do catálogo de aglomerados, permitindo uma boa amostragem do cálculo do *background* para a análise da luz difusa.

2.2.3 Processamento de imagens

Nesta análise, utilizamos imagens na banda r , devido ao maior sinal comparado a banda g . Porém, não houve tempo suficiente para explorar as bandas i e z . A luz difusa do aglomerado é derivada de imagens *single-epoch* processadas pelo DESDM e disponibilizadas no DR1 (Abbott et al., 2018). Note que não usamos as imagens co-adicionadas do DR1, mas optamos por, nós mesmos, co-adicionarmos as imagens *single-epoch* do DR1. A razão disso é que no *pipeline* oficial de co-adição do DES, o *software* SExtractor, incorpora um processo de subtração do céu, e portanto, altera a detecção da luz difusa. Reforçando que, usamos as imagens do DR1, mas limitadas à região de identificações do redMaPPer no Ano 1. Neste processo de co-adição das imagens para um determinado aglomerado, primeiro selecionamos todas as imagens *single-epoch* que se sobrepõem à galáxia central do aglomerado (dentro de $9'$).

No processamento do Ano 3 do DES, as imagens *single-epoch* são subtraídas das estimativas de fundo de céu que são avaliadas a cerca do campo de visão do DECam usando o método *Principal Component Analysis* (PCA, Bernstein et al. 2017 e referências nele contidas) para cada imagem da DECam. Esse método subtrai o brilho de céu utilizando modelos de padrões fixos na imagem do plano focal de 3 graus quadrados da câmera, por exemplo: efeitos de franjas, efeito “donut” de luz espalhada, gradientes de luz ao longo do CCD, etc. O PCA remove contribuição do brilho de céu de regiões **brilhantes** conhecidas como o zodiaco e plano galáctico; e do *background* da atmosfera, mas não de objetos individuais. Então, as imagens *single-epoch* de cada aglomerado são co-adicionadas usando o *software* SWarp (Bertin, 2010); nesta etapa, a função de subtração de céu do SWarp é desativada (i.e. durante o processo de co-adição).

Para isolar a luz difusa da luz produzida por galáxias e objetos no *fore-* e *background* no campo do aglomerado, mascaramos todos os objetos astronômicos detectados, exceto as galáxias centrais do aglomerado identificadas pelo redMaPPer. As máscaras são construídas como elipses com inclinação, eixo maior e menor fornecidos pelo catálogo de objetos co-adicionados do DR1. A figura 2.8 mostra um exemplo de três aglomerados do redMaPPer ($z \sim 0.27$) analisados aqui (painel superior) e as imagens destes mesmos aglomerados após aplicarmos as máscaras (painel inferior). Em algumas imagens, identificamos a presença de anéis em alguns objetos. Estudos em Graham & Driver (2005), mostraram que o método para mascarar objetos usando um raio de $2.5 \times R_{Kron}$ consegue eliminar mais de 90% provenientes de fontes brilhantes, como galáxias e estrelas. Neste trabalho, usamos uma abertura de raio de $3.5 R_{Kron}$, que é maior do que a abertura de

$2.5 R_{Kron}$ utilizada em [Graham & Driver \(2005\)](#) e corresponde a uma área mascarada 1.4^2 vezes maior. Infelizmente, com um raio de mascaramento maior, estaremos perdendo áreas para usar para detecção da luz difusa e por isso, não estamos utilizando um raio maior que $3.5 R_{Kron}$.

Realizamos testes assumindo modelos Sersic e medimos que apenas 0.8% da luz total não é mascarada quando é utilizado um raio de $3.5 R_{Kron}$, para um índice de Sersic $n = 1$ (em comparação com 4.2% para a abertura de $2.5 R_{Kron}$ com mesmo índice), ou 5.6% (em comparação com 9.5% para raio de $2.5 R_{Kron}$) para $n = 4$ ou 1.8% para $n = 8$ (em comparação com 3.7% para raio de $2.5 R_{Kron}$). Essas frações foram reduzidas em cerca de metade para uma abertura de mascaramento de raio de $2.5 R_{Kron}$. Por fim, essa luz contribui apenas com uma pequena fração de brilho no perfil individual de um aglomerado e é diluído no empilhamento e é eliminada subtraindo a luz calculada de imagens de pontos aleatórios, onde aplicamos as mesmas elipses com eixo maior, eixo menor e inclinação para mascarar as imagens de pontos randômicos no céu. E assim, essas subtrações eliminam a contribuição de luz dos objetos no *fore-* e *background*.

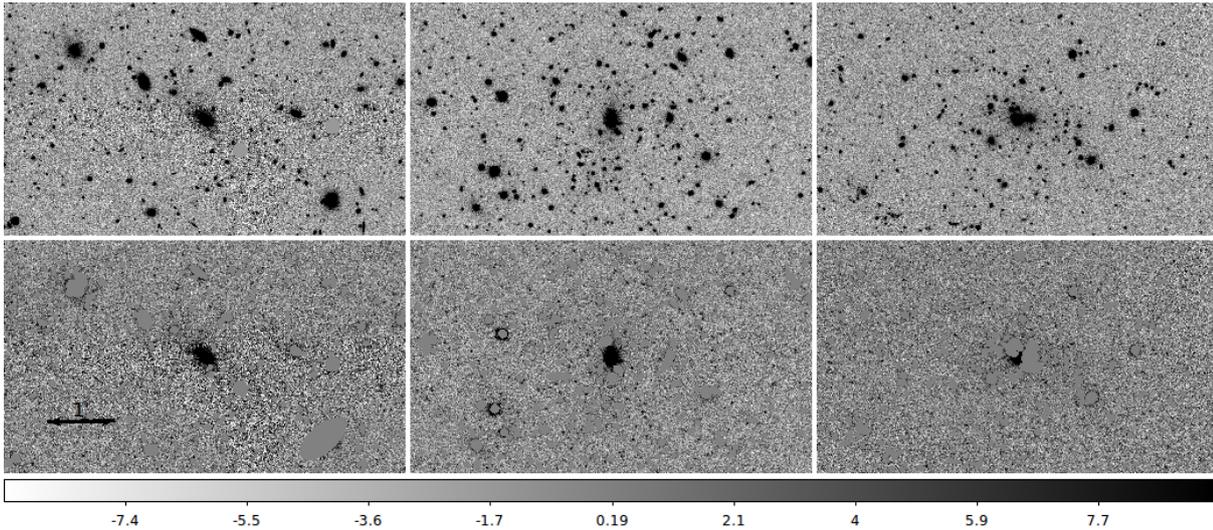


Figura 2.8: **Painéis superiores:** Imagens co-adicionadas de três aglomerados de galáxias da nossa amostra são exibidos. **Painéis inferiores:** Exemplo do mascaramento realizado em cada aglomerado, deixando a galáxia central. A linha preta representa a distância angular de $1'$. O procedimento de mascaramento é eficaz para remover a contribuição da luz de fontes brilhantes, como galáxias e estrelas.

Em [Zhang et al. \(2017\)](#), estudos usando dados do período do SV do DES com objetos selecionados (1) acima do limite de magnitude de 5σ na banda i , ou seja, $\text{magerr_auto_}i < 0.218$ e (2) mais brilhante que 22.4 mag na banda i , ou seja, $\text{mag_auto_}i < 22.4$, atingem uma completude de $\sim 99.8\%$. [Z19](#) aplicaram estas duas restrições, onde os cortes de significância de detecção e brilho dos objetos foram aplicados antes do mascaramento e então a contribuição das galáxias fracas é estimada usando as restrições da função de luminosidade da galáxia. Diferentemente de [Z19](#), nós mascaramos todos os objetos no

limite do catálogo de objetos DR1 com detecção $S/N > 1.5$ ($\text{magerr_auto_i} < 0.72$, $\text{mag_auto_i} < 30$, efetivamente $\text{mag_auto_i} < 25$). Assim, esse limite é ainda mais conservador que em Zhang et al. (2017) e Z19, e suficiente para mascarar qualquer objeto real detectado nas imagens. Não aplicamos uma correção da contribuição de galáxias fracas depois, pois como foi demonstrado em Z19, esse componente é insignificante em $z \sim 0.25$ nos dados DES.

Após o processo de mascaramento, inspecionamos visualmente (como mencionamos na seção 2.2.1) todos os aglomerados. Esse procedimento tem como objetivo validar a qualidade das imagens e examinar se o procedimento de mascaramento foi realizado com sucesso. Identificamos que algumas imagens apresentaram problemas, como é mostrado na figura A.1, onde mostramos alguns exemplos de imagens de aglomerados que foram consideradas ruins para este estudo da luz difusa. Categorizamos as imagens problemáticas em dois tipos:

- Regiões brilhantes: Alguns aglomerados apresentaram uma não uniformidade na imagem e que claramente não representa nenhum fenômeno físico. Às vezes, pode ser causado por reflexões internas devido à presença de estrelas brilhantes nas proximidades.
- Fontes não mascaradas: Observamos dois casos onde ocorre de existir objetos não mascarados nas imagens, são eles:

(i) Embora a observação do aglomerado na banda r tenha sido feita com sucesso, isso pode não ser verdade em outras bandas. Quando isso acontece, esses objetos podem não ser catalogados pelo *pipeline* coadd do DES, pois a detecção é feita em uma imagem de detecção multi-banda, e por isso, os objetos nessas regiões não são mascarados. Ocorreu falha no processo de mascaramento de galáxias em três aglomerados: 1838, 4702 e 6128 (veja a tabela 2.2). Uma imagem com objetos não mascarados pode afetar significativamente a estimativa do perfil da luz difusa e deve ser desconsiderada;

(ii) Objetos duplicados na imagem. O único caso onde houve uma imagem de aglomerado com objetos duplicados foi na imagem do aglomerado 5004 (objetos duplicados na vertical – veja a figura A.1). A astrometria das imagens *final cut* é realizada por um *pipeline* do DES descrito em Morganson et al. (2018). No caso desta imagem, a utilização da astrometria não foi perfeita o que causou a produção de objetos duplicados na imagem. Por tanto, uma imagem não confiável para nossa análise.

(iii) Estrelas semi-mascaradas, onde as máscaras foram aplicadas ainda no pré-processamento de imagens do DES em etapa anterior ao nosso mascaramento. Casos: 2298, 4103 e 4787.

Índice do agl.	λ	z	Nota
6	135.4	0.24	Região brilhante
1611	38.9	0.31	Região brilhante
1838	20.7	0.32	Objetos não mascarados
2298	27.9	0.30	Região brilhante, Objetos não mascarados
4103	24.6	0.31	Região brilhante, Objetos não mascarados
4355	23.6	0.28	Região brilhante
4702	20.0	0.33	Objetos não mascarados
4787	23.1	0.21	Região brilhante, Objetos não mascarados
5004	20.1	0.25	Região brilhante, Objetos não mascarados
6128	23.6	0.28	Objetos não mascarados

Tabela 2.2: Aglomerados do redMaPPer que foram excluídos após a inspeção visual

Removemos um total de 10 aglomerados que parecem estar mascarados de maneira incompleta (devido à incompatibilidade de imagem e catálogo) ou parecem ser muito afetados por regiões brilhantes (causadas por estrelas próximas na maioria das vezes). As imagens dos 10 aglomerados são mostrados na figura A.1 e na tabela 2.2, mostramos o índice, λ , z e o problema apresentado por cada aglomerado. Por fim, realçamos que apesar de utilizarmos um método automático eficiente para calcular os perfil de luz difusa de aglomerados, ainda é importante a realização da inspeção visual, a fim de remover certas imagens problemáticas da nossa amostra. Além disso, destacamos que os problemas apresentados não são deficiências do método que utilizamos para calcular os perfis de luz difusa em si, mas sim de procedimentos anteriores a ele.

Assim como mascaramos objetos para isolar a luz difusa em aglomerados, também mascaramos objetos nas imagens de pontos randômicos, a fim de contabilizar o brilho superficial produzido pelo brilho de céu. A figura 2.9 mostra um exemplo de três imagens de pontos randômicos utilizados (painel superior) e as imagens destes mesmos pontos randômicos após aplicarmos as máscaras (painel inferior). Mascaramos objetos usando as mesmas restrições aplicadas na figura 2.8.

2.3 Cálculo do perfil de luz

Os perfis de brilho superficial são calculados como os valores médios de fluxo no pixel das regiões não mascaradas das imagens em anéis circulares radiais. Utilizamos 359 anéis com largura de 5 pixels para cada anel. Calculamos os perfis de brilho superficial para imagens mascaradas de pontos randômicos estimando assim, os perfis residuais de fundo de céu (daqui para frente apenas perfis randômicos). Assim, esperamos que as medições residuais de fundo contenham apenas fluxos de resíduos de fundo do céu, bem como fluxos de fontes astronômicas **não detectadas** em primeiro plano e em segundo plano (Eckert et al., 2020). Em seguida, calculamos os perfis de brilho superficial para cada

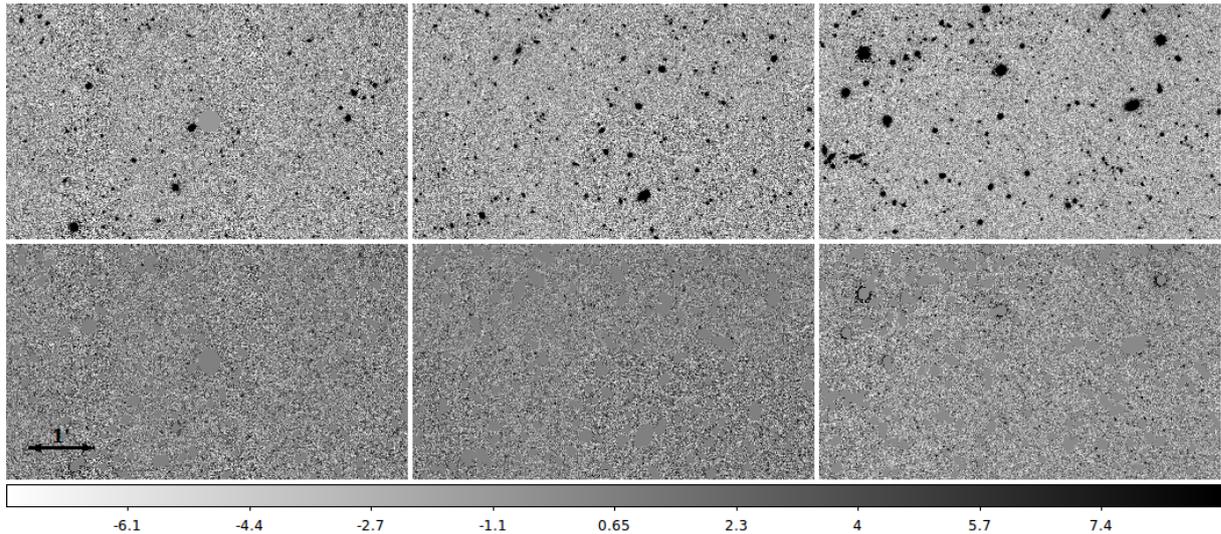


Figura 2.9: **Painéis superiores:** Imagens co-adicionadas de três imagens de pontos randômicos do campo da nossa amostra. **Painéis inferiores:** Exemplo do mascaramento realizado em cada imagem. A linha preta representa a distância angular de $1'$. O procedimento de mascaramento é eficaz para remover a contribuição da luz de fontes brilhantes, como galáxias e estrelas.

imagem mascarada de aglomerado do redMaPPer e centrada na BCG do aglomerado (daqui para frente apenas perfis individuais). Então, subtraímos os perfis individuais dos perfis residuais, chamamos esse perfil de perfil subtraído. Aplicamos a cada perfil subtraído, correções para escurecimento, $(1+z)^4$, e convertemos as distâncias em pixel para distância própria. Mais detalhes sobre esse procedimento será dado a seguir.

As medidas dos perfis de luz difusa e suas incertezas ocorrem da seguinte maneira: usamos o algoritmo *Kmeans*⁴ (MacQueen et al., 1967; Steinhaus, 1956) para dividir o *footprint* analisado em 40 regiões, como é mostrado na figura 2.10. Essas 40 regiões são posteriormente reamostradas por Jackknife para estimar as incertezas dos perfis. O *Kmeans* é um algoritmo de *clustering*, e dado um número de regiões, no caso 40, ele define que pontos pertencem a cada região. Em resumo, o algoritmo *Kmeans* calcula a posição central de cada região e depois define quais são os pontos aleatórios mais próximos a esse centro. A figura 2.10 mostra o mapa das coordenadas celestes dos 3,859 pontos randômicos destacando as 40 regiões. Após a divisão da cobertura do céu, calculamos os perfis de brilho superficial médio de pontos randômicos para cada uma das 40 regiões. Nós usamos estes perfis como uma estimativa de fundo de céu em cada região.

No painel da esquerda na figura 2.11, mostramos um exemplo de como o processo de subtração de fundo de céu é realizado. Para este exemplo, usamos o aglomerado 712, que está associado à região *Kmeans* 24. Deste modo, o perfil de pontos randômicos médio que deve ser utilizado para a subtração, deve ser a média dos perfis de pontos randômicos pertencentes também à região *Kmeans* 24 (tanto o perfil do aglomerado como

⁴https://github.com/esheldon/kmeans_radec

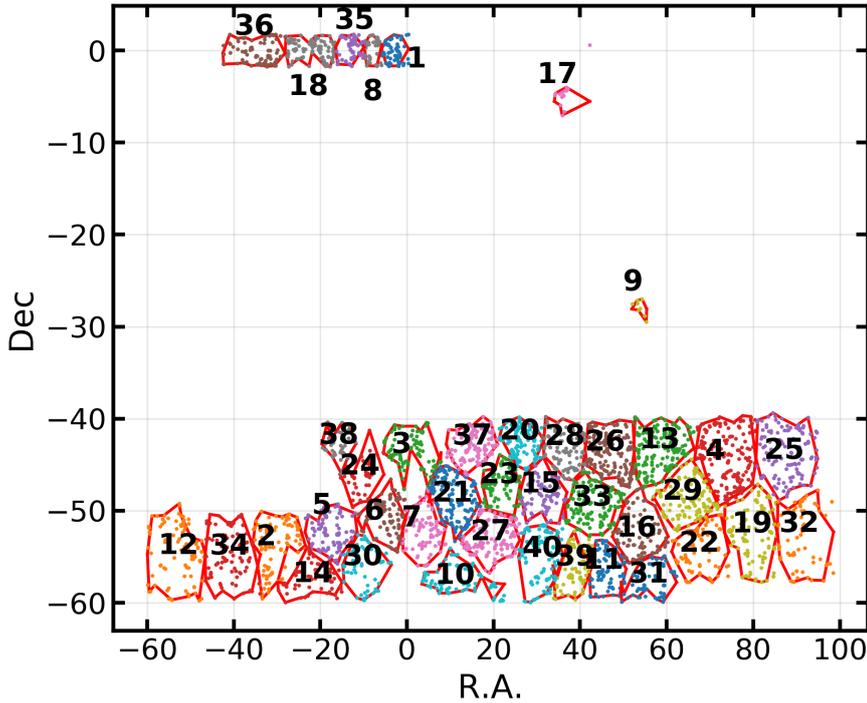


Figura 2.10: Distribuição espacial dos pontos randômicos nas 40 regiões geradas pelo *Kmeans*. Os pontos com cores diferentes correspondem aos pontos randômicos do catálogo redMaPPer. Cada uma das regiões *Kmeans* estão enumeradas e nenhuma delas se sobrepõe. As linhas vermelhas foram traçadas repartindo a distância em R.A. em 5 partes, então traçamos os contornos superiores ligando os pontos máximos em cada parte. Similarmente, traçamos os contornos inferiores ligando os pontos mínimos em cada parte. As linhas vermelhas são contornos traçados no intuito de dar ao leitor uma visão aproximada dos limites das regiões, porém enfatizamos que o *Kmeans* define apenas quem faz parte daquele agrupamento. Pode-se ver que a maioria das regiões não possui área preferencial. Apenas algumas regiões possuem áreas menores, por estarem localizadas em áreas isoladas no *footprint*

o perfil de pontos randômicos devem ser consistentes com a mesma região *Kmeans*). Aplicamos correções a um observador em $z = 0.275$ (*redshift* mediano da amostra) para os perfis do aglomerado e de pontos randômicos médio, levando em conta o escurecimento pela distância e pela distância própria adequada. Em seguida, subtraímos os perfis de aglomerados individuais pelos perfis de pontos randômicos médios, assim, obtivemos o perfil subtraído (linha preta).

Observamos neste exemplo que antes da subtração os perfis de aglomerados e perfil médio de pontos randômicos podem atingir níveis de fluxo negativo. Mesmo que este resultado seja contra-intuitivo, ele só é possível devido aos processos excessivos de remoção de brilho do céu realizados durante as etapas anterior de processamento da imagem, o *final*

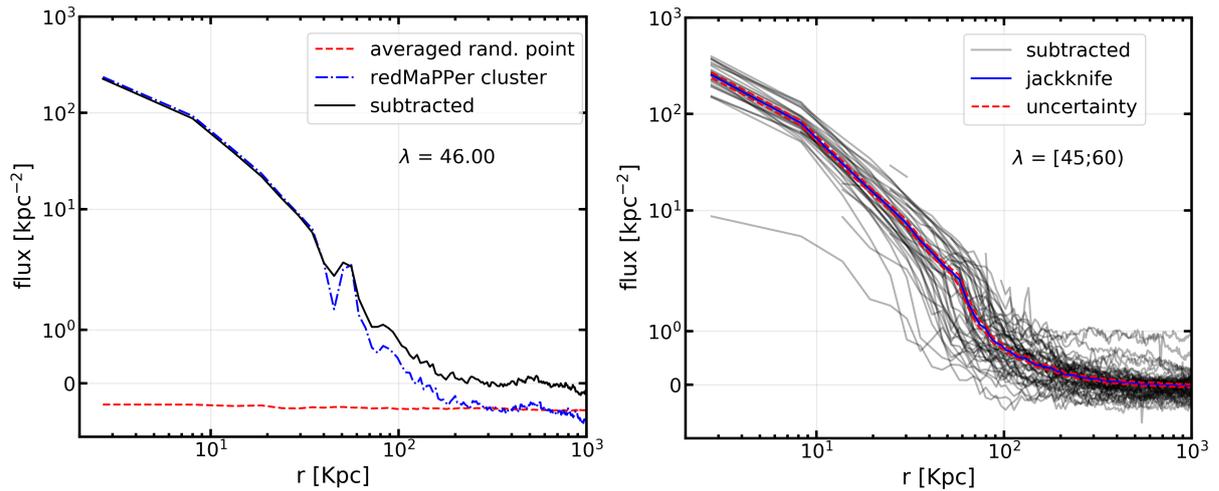


Figura 2.11: O processo de estimativa do perfil de brilho superficial da luz difusa. **À esquerda:** Utilizamos um aglomerado, como exemplo, para representar o processo de subtração de perfis de brilho superficial do aglomerado. Usamos como exemplo, o aglomerado 712 que possui $\lambda = 46$ e $z = 0.26$. Os perfis de brilho superficial do aglomerado e pontos randômicos médio estão mostrados como sendo as linhas azul e vermelha, respectivamente. O perfil subtraído é estimado a partir da subtração do perfil do aglomerado pelo perfil de pontos randômicos médio e é mostrado como sendo a linha preta. **À direita:** Estimativa do perfil por Jackknife. As linhas cinza correspondem aos perfis subtraídos dos 52 aglomerados presentes na faixa de riqueza: $45 \leq \lambda < 60$. O perfil Jackknife, que é um perfil médio estimado a partir dos perfis subtraídos, é mostrado em azul. As incertezas em 1σ (em vermelho) são calculadas usando o método de amostragem por Jackknife.

cut. Porém, o mesmo procedimento de remoção de céu é aplicado para ambas imagens (de aglomerados e de pontos randômicos), de modo que quando finalmente subtraímos o perfil de brilho superficial de uma imagem pela outra, esse efeito de fluxo negativo desaparece e o perfil subtraído nas regiões acima de ~ 300 kpc apresenta valores que flutuam próximo de zero.

Por fim, empilhamos os perfis subtraídos usando o método Jackknife (Lovász et al., 1986). Esse método divide a amostra em N sub-amostras (cada sub-amostra corresponde ao conjunto de perfis em uma dada região), onde calculamos N vezes as médias para $N-1$ sub-amostras, removendo uma sub-amostra a cada vez. À direita na figura 2.11 são mostrados os 40 perfis (em cinza) estimados usando este método. A partir deles, calculamos o perfil médio (representado pela linha azul) e as incertezas (representado pelas linhas pontilhadas vermelhas), onde o espalhamento é calculado a partir do desvio padrão dessas N médias. Em Z19, esse processo de medição foi testado empilhando perfis de brilho superficial de pontos randômicos e perfis de luz difusa simulada, mostrando que o processo de subtração de fundo usando perfis de brilho superficial de pontos randômicos médios produz medidas livres de viés. Também foram realizadas discussões sobre a influência das estimativas de fundo do céu e o efeito da PSF nas interpretações da luz difusa.

Nos perfis subtraídos mostrados no painel da direita na figura 2.11, notamos um

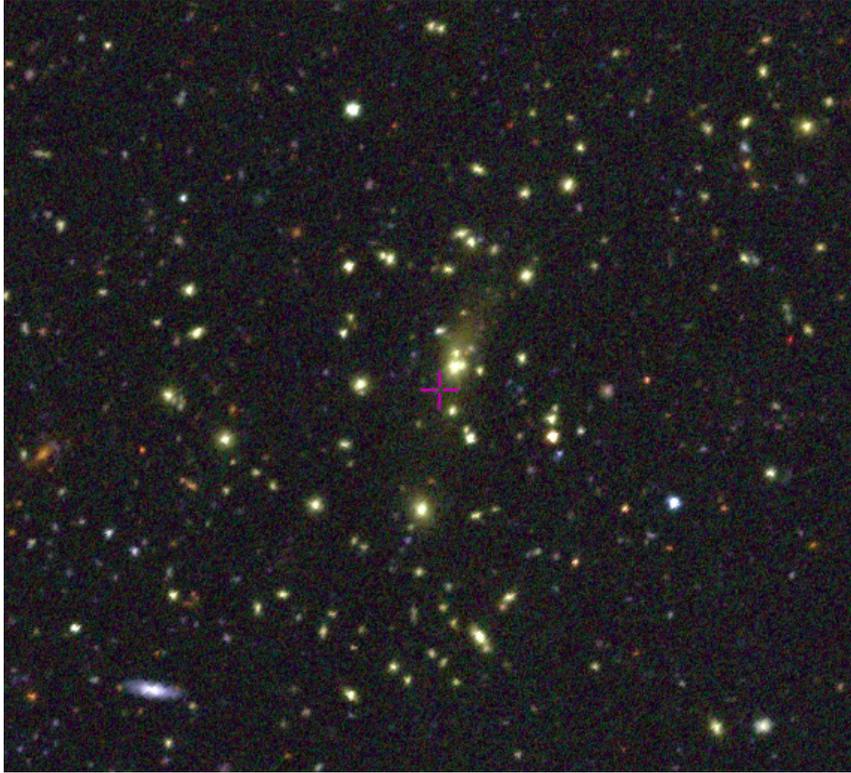


Figura 2.12: Aglomerado 223 do redMapPPer. Exemplo de um aglomerado apresentando *miscentring*. Este aglomerado possui $\lambda = 53.8$ e *redshift* 0.32. A cruz magenta no centro da imagem corresponde aponta a posição central do aglomerado.

perfil subtraído atípico com um baixo brilho superficial na região central. Este perfil foi calculado para o aglomerado 223 do catálogo do redMaPPer. A imagem coadd no DR1 desse aglomerado e sua posição central é mostrada na figura 2.12. Verificamos que a posição central do aglomerado (cruz magenta), particularmente para este aglomerado, não coincide com a posição da BCG ou de nenhuma outra galáxia do aglomerado. O aglomerado 223 é um exemplo de *miscentering*, com o centro levemente deslocado em relação à galáxia central, que aparenta ser um sistema em interação. Notamos apenas 3 casos como este acontecendo nos aglomerados na amostra total e que estatisticamente não afetam significativamente a medida do perfil de luz difusa médio. Assim, decidimos não removê-los.

2.4 Perfil de brilho superficial em luptitudes

Embora seja tradicional descrever o brilho superficial da luz difusa em unidades de magnitude/área, as medições da luz difusa nas regiões mais externas do aglomerado apresentam um brilho superficial muito baixo que alcançam o limite do ruído do céu - se o céu for superestimado, sua subtração pode produzir valores negativos de fluxo. Por isso, apresentamos as medições do brilho superficial da luz difusa em termos da magnitude pro-

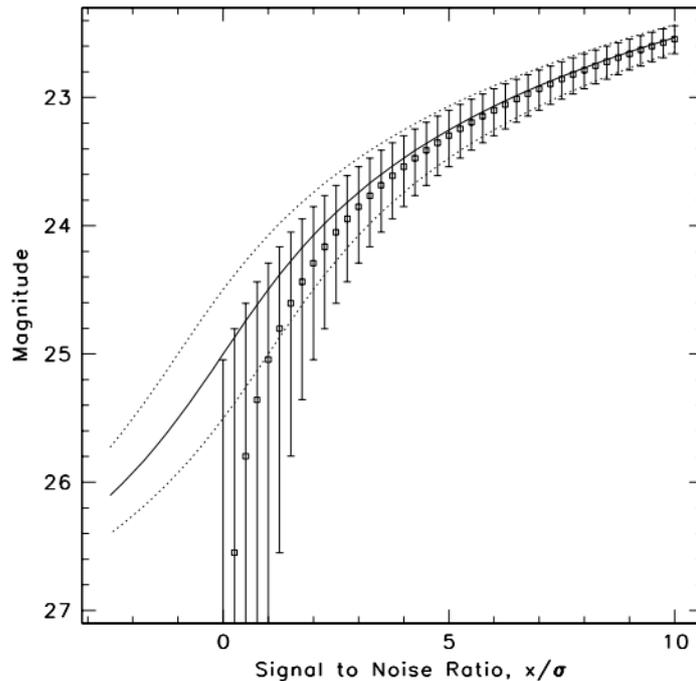


Figura 2.13: Comparação entre as magnitudes tradicionais e as luptitudes. A linha contínua e pontilhada representam a medida de luptitude e a sua incerteza em $\pm 1\sigma$, respectivamente. Os círculos e as barras de erro correspondem a magnitude tradicional e a sua incerteza em $\pm 1\sigma$, respectivamente. Em alto S/N, os valores encontrados para as luptitudes são bastante comparáveis ao valor encontrado em magnitude. Enquanto para a região de baixo S/N, onde as magnitudes apresentam um comportamento assintótico, devido a sua definição logarítmica, as luptitudes são mais “comportadas” apresentando um comportamento próximo de uma função linear. A Figura tirada de [Lupton et al. \(1999\)](#).

posta por [Lupton et al. \(1999\)](#), que é informalmente conhecida como “luptitudes” (nesse trabalho, para destacar o uso de luptitudes, usamos lup como unidade ao invés de mag). A figura 2.13 mostra como o sistema de luptitudes se comporta muito semelhante à magnitude tradicional baseada em log no regime de alta razão sinal/ruído (S/N), mas tem a vantagem de ser robusta no regime de baixa S/N, ou mesmo quando o fluxo é negativo, onde o sistema de magnitude tradicional falha. Até onde sabemos, é a primeira vez que luptitudes são usadas na análise da luz difusa de aglomerados de galáxias.

Calculamos a luptitude e sua incerteza a partir do fluxo de luz difusa e da incerteza usando as seguintes equações,

$$\mu = m_0 - 2.5 \log_{10} b - a \times \sinh^{-1} \left(\frac{f}{2b} \right), \text{ e} \quad (2.2)$$

$$\sigma_\mu = \sqrt{\frac{a^2 \sigma_f^2}{4b^2 + f}}.$$

Nestas equações, $m_0 = 30$ é a magnitude do ponto-zero do DES; b é o parâmetro de

suavização, ou "joelho" da função de luptitude, em que as magnitudes e luptitudes padrão começam a divergir significativamente e é definido como $b \equiv \sqrt{a}\sigma_f \equiv 1.042\sigma_f$. σ_f é fixado para ser a incerteza no fluxo em 500 kpc, o que define $b \equiv 0.03217925$; $a \equiv 2.5 \log_{10} e = 1.0857$ (razão de Pogson); σ_f é a medida de incerteza do fluxo (f).

Na figura 2.14, mostramos os perfis de brilho superficial da luz difusa das quatro sub-amostras nas 4 faixas riqueza do aglomerado (seção 2.2.1), seguindo os processos de medição da seção 2.3. As medidas são apresentadas em luptitudes (μ , linhas pretas) e também na magnitude tradicional (m , linhas coloridas) para comparação. Os valores da luptitude e magnitude das medições do brilho superficial estão em excelente concordância quando as medições de fluxo têm S/N alto (dentro de 200 kpc). À medida que nos aproximamos de raios maiores do aglomerado e aumenta a incerteza da medição da luz difusa, a luptitude se comporta bem, enquanto a magnitude mostra descontinuidades, demonstrando a importância do uso de luptitudes neste trabalho.

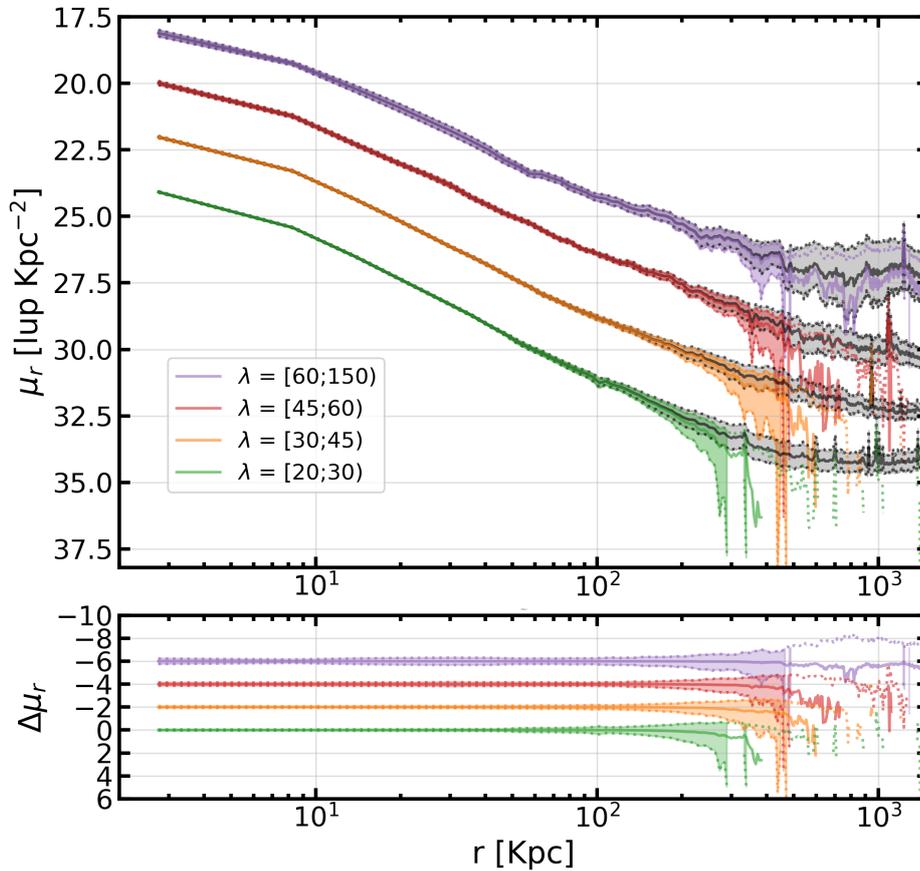


Figura 2.14: **Painel superior:** Os perfis de brilho superficial da luz difusa apresentaram-se em magnitude (regiões coloridas) e luptitude (linhas pretas) de aglomerados em quatro faixas de riqueza. Mudamos os perfis dos subconjuntos de riqueza do aglomerado em 2 mag/kpc² um do outro para visualizar melhor as diferenças entre magnitude e luptitude. As regiões sombreadas representam suas incertezas correspondentes, que são calculadas usando o método de amostragem por Jackknife. **Painel inferior:** Mostramos a diferença entre magnitude e luptitude, novamente deslocada como foi feito para o painel superior. Essas figuras demonstram que a luptitude é mais adequada que a magnitude para apresentar brilho superficial da luz difusa. Está em excelente concordância com a magnitude quando a medição do brilho superficial da luz difusa tem S/N alto e se comporta de maneira confiável quando a medição tem um S/N baixo ou flutua para valores abaixo de zero, quando a magnitude falha em se apresentar continuamente.

Capítulo 3

Perfis de luz difusa

Neste capítulo revisitamos algumas das propriedades da luz difusa estudadas anteriormente por outros autores (perfil de luz difusa e perfil de luz difusa cumulativo na seção 3.1, autossimilaridade na seção 3.2 e fração de luz difusa na seção 3.4). Porém, realizamos esta análise focando principalmente na dependência em massa dessas propriedades. Para que isso seja possível, utilizamos uma das mais numerosas amostras de aglomerados já utilizadas para estudar a luz difusa. Com isso, realizamos o empilhamento dos perfis (como descrito na seção 2.3) em cada sub-amostra para adquirir um S/N melhor das nossas medidas. E ainda, apresentamos nossos resultados utilizando luptitudes, principalmente por causa do baixo brilho superficial da luz difusa na periferia do aglomerado.

3.1 Perfil de fluxo e perfil de fluxo cumulativo

O estudo das propriedades e formação da luz difusa fornecem pistas a respeito dos processos que moldam o aglomerado. Dependendo do mecanismo principal de formação, diferentes propriedades podem ser observadas na luz difusa simulada, por exemplo: diferentes perfis de luz e de cores (e.g. [Contini et al., 2019](#)) e perfis de massa estelar total da luz difusa (e.g. [Contini et al., 2018](#)), embora uma conclusão quantitativa sobre o conteúdo estelar da luz difusa ainda não tenha sido alcançada em simulações e estudos observacionais. Isso ressalta ainda mais a importância da realização de estudos mais detalhados a respeito do perfil da luz difusa. Esse perfil é conhecido por variar com o raio tornando-se mais fraco e difícil de medir em grandes raios. Por outro lado, o perfil de luz difusa cumulativa, ainda pouco explorado, traz efeitos acumulados da luz difusa e se tornam mais aparentes em até um certo raio. E assim, mostrando um grande potencial a se explorar com essa propriedade.

Como mencionado na seção 2.2.1, dividimos os aglomerados em 4 faixas de riqueza seguindo [McClintock et al. \(2019\)](#), $20 \leq \lambda < 30$, $30 \leq \lambda < 45$, $45 \leq \lambda < 60$ e $60 \leq \lambda < 150$, respectivamente, que correspondem a massas médias contidas dentro de um R_{200m} de 1.57×10^{14} , 2.69×10^{14} , 4.28×10^{14} e $7.96 \times 10^{14} M_{\odot}$. No capítulo anterior, relatamos

como calculamos os perfis de brilho superficial, conforme descrito na seção 2.3, levando em conta o enfraquecimento do brilho causado pela distância, a conversão da distância angular para a distância própria e conversão dos fluxos em luptitudes com um ponto zero de 30 (veja a seção 2.4). Neste capítulo, também integramos os perfis subtraídos para encontrar a luminosidade da luz difusa cumulativa em função do raio como mostrado na seguinte expressão,

$$F(R) = 2\pi \int_0^R r' f(r') dr' \quad (3.1)$$

onde $f(r')$ é o perfil de fluxo da luz difusa e $F(R)$ é o perfil de fluxo da luz difusa cumulativa. Após estimarmos o perfil cumulativo, usamos novamente o método Jackknife para estimar um perfil cumulativo médio e suas incertezas.

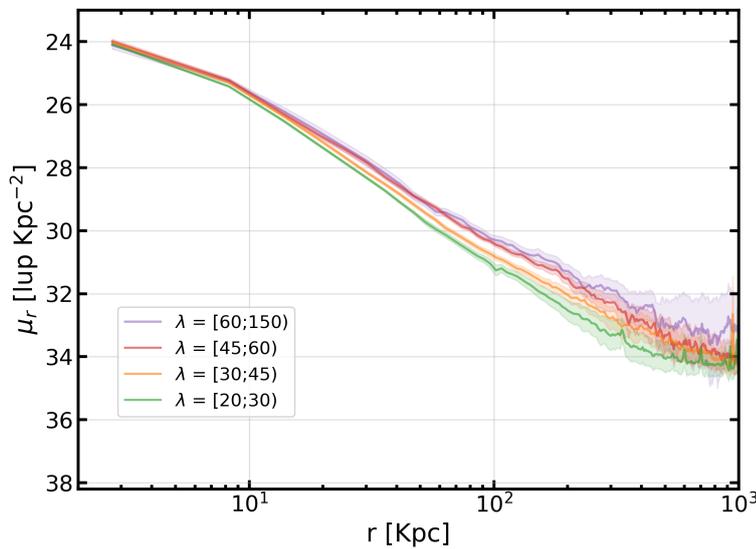


Figura 3.1: Perfis empilhados de brilho superficial de aglomerados em diferentes faixas de riqueza. As regiões preenchidas representam as incertezas que são calculadas através do método de amostragem Jackknife. Os perfis de luz difusa são semelhantes nas regiões centrais, mas aglomerados mais massivos apresentam mais brilho superficial na periferia.

As figuras 3.1 e 3.2 mostram os perfis de luz difusa e de luz difusa cumulativa, respectivamente, calculadas em diferentes faixas de riqueza. Uma vez que aglomerados mais ricos e, portanto, mais massivos hospedam mais galáxias satélites (Gao et al., 2004) e através da remoção de estrelas via efeitos de maré e ruptura de galáxias anãs esses aglomerados acabam tendo mais estrelas dispersas no espaço intra-aglomerado, não é surpresa que o brilho superficial (e o brilho cumulativo) da luz difusa em aglomerados mais ricos seja mais brilhantes do que em aglomerados mais pobres. O brilho superficial e o brilho cumulativo da luz difusa na região central do aglomerado varia pouco com a riqueza do aglomerado. Tal efeito está de acordo com o cenário de crescimento “de dentro para fora” (*inside-out*), que pressupõe que os centros das galáxias se formam durante a constituição inicial do

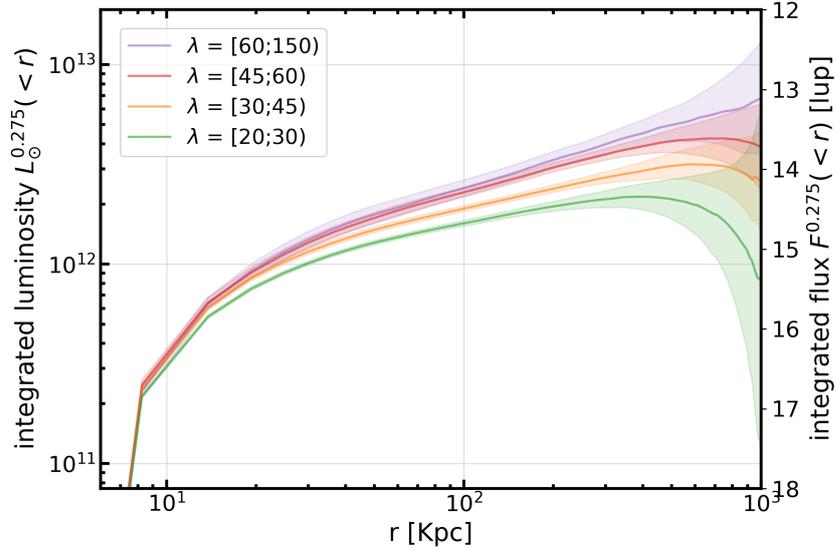


Figura 3.2: Perfis de brilho cumulativos de aglomerados em diferentes faixas de riqueza. As regiões preenchidas representam as incertezas que são calculadas através do método de amostragem Jackknife. Os perfis de luz difusa cumulativos mostram perfis semelhantes nas regiões centrais, mas os aglomerados mais massivos apresentam maior brilho superficial cumulativo na periferia do aglomerado.

aglomerado em um único e grande *starburst* e mais tarde, o conteúdo estelar da galáxia vai sendo depositado nas regiões mais externas da galáxia central – não evoluindo de uma forma autossimilar – na seção 3.2 falamos mais de autossimilaridade (veja também, [van Dokkum et al. 2010](#); [van der Burg et al. 2015](#), [Oser et al. 2010](#)). Esses efeitos também foram observados em [Z05](#) e [Z19](#).

Investigamos ainda, a dependência de massa dos fluxos cumulativos de luz difusa em cinco raios, 15, 50, 150, 300 e 500 kpc, que variam desde a região central, onde o brilho superficial é dominado pela contribuição da BCG, até as regiões onde o brilho superficial é dominado pela ICL. A figura 3.3 mostra o fluxo de luz difusa cumulativo nessas faixas radiais em função da massa. Para examinar a inclinação dessa relação, realizamos um ajuste linear em escala logarítmica aos valores do fluxo cumulativo de luz difusa em função da massa, como

$$\log_{10} F(R) = \alpha \log_{10} M_{200m} + \beta, \quad (3.2)$$

onde α é a inclinação e β é o ponto de interceptação no eixo y. Também estimamos o coeficiente de correlação de Pearson (ρ_{cc}) como,

$$\rho_{cc} = \frac{\text{Cov}(\log_{10} M_{200m}, \log_{10} F(R))}{\sqrt{\text{Var}(\log_{10} M_{200m})\text{Var}(\log_{10} F(R))}}, \quad (3.3)$$

Apresentamos os valores dos parâmetros de melhor ajuste e os coeficientes de correla-

ção na tabela 3.1. A inclinação da dependência do fluxo cumulativo– M_{200m} é insignificante em raios menores (15 e 50 kpc), mas se torna mais acentuada nos raios maiores (150, 300 e 500 kpc). Claramente, o fluxo cumulativo da luz difusa apresenta maior correlação com a massa de aglomerados em raios maiores do que 50 kpc, com valores significativos do coeficiente de correlação $\rho_{cc} > 0.8$. E ainda, a variação da inclinação, α , do ajuste se torna gradualmente mais acentuada com o aumento do raio.

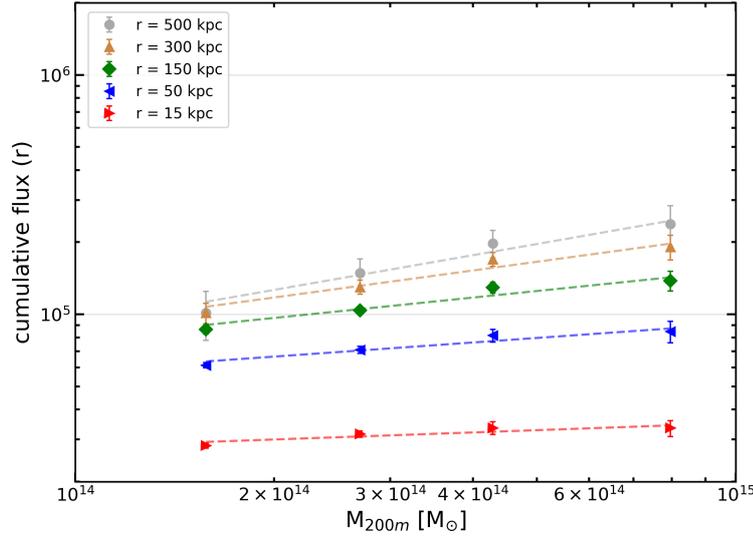


Figura 3.3: Dependência em massa e em raio do fluxo de luz difusa cumulativa do aglomerado. Calculamos os fluxos cumulativos em 5 raios (15, 50, 150, 300 e 500 kpc) e os mostramos em função da massa. As linhas pontilhadas mostram um melhor ajuste linear do fluxo cumulativo e da massa em escala logarítmica. As “alturas” diferentes do ajuste indicam que a luz total do aglomerado fica mais luminosa com o aumento do raio, também a inclinação fica mais acentuada em raios maiores. A inclinação do ajuste mais acentuada indica uma correlação mais forte entre a luminosidade da luz difusa e a massa do aglomerado. A massa média de cada sub-amostra foi estimada a partir da relação de riqueza e massa encontrada em [McClintock et al. \(2019\)](#).

3.2 Autossimilaridade

A autossimilaridade é uma propriedade, onde um determinado objeto ou fenômeno de estudo apresenta as mesmas propriedades estatísticas em várias escalas. Assim o que é observado em cada parte é uma cópia reduzida do todo. Sabe-se que a distribuição de matéria escura, gás quente e até galáxias membros em aglomerados de galáxias exibe um alto grau de autossimilaridade ([Peebles, 1980](#)). O que indica que estes componentes do aglomerado seguem um perfil radial quase universal após o dimensionamento por um raio característico relacionado à massa e *redshift* do aglomerado, por exemplo: matéria escura

Luz difusa			
Raio [kpc]	α	β	ρ_{cc}
15	0.098 ± 0.037	3.079 ± 0.533	0.719
50	0.196 ± 0.043	2.024 ± 0.627	0.847
150	0.282 ± 0.059	0.947 ± 0.858	0.870
300	0.375 ± 0.065	-0.288 ± 0.960	0.900
500	0.481 ± 0.074	-1.775 ± 1.086	0.922

Tabela 3.1: Parâmetros de melhor ajuste linear em escala logarítmica e coeficiente de correlação estimados a partir das equações 3.2 e 3.3, respectivamente, para os perfis cumulativos da luz difusa.

(Navarro et al., 1997), gás quente (Kaiser, 1986) e galáxias do aglomerado (Budzynski et al., 2012). Essas propriedades geralmente mostram que existe uma relação de dispersão baixa que conecta a matéria escura do aglomerado, o gás quente e as galáxias satélites à massa total do aglomerado.

Em Z19, foi observado que a luz difusa do aglomerado também parece ser autossimilar. Depois de renormalizar o raio com o R_{200m} do aglomerado, ao menos em raios acima de 100 kpc a partir do centro, aglomerados de diferentes faixas de massas tem um perfil universal de luz difusa. Isso indica uma relação entre luz difusa e massa do aglomerado, tal qual outros indicadores. Nesta seção, revisitamos a autossimilaridade da luz difusa renormalizando o raio dos perfis de brilho superficial por R_{200m} . Para cada faixa de riqueza de aglomerado, estimamos seu $\langle R_{200m} \rangle$ usando,

$$\langle R_{200m} \rangle = \sqrt[3]{\frac{3\langle M_{200m} \rangle}{800\pi\rho_m(z_m)}}, \quad (3.4)$$

onde $\langle M_{200m} \rangle$ é a massa média de cada sub-amostra estimada com a relação de λ -M de McClintock et al. (2019) e z_m é o *redshift* médio do aglomerados 0.275; $\rho_m(z_m) = \Omega_m \rho_{crit} (1+z_m)^3$ é a densidade média de matéria cósmica em unidades físicas para z_m , ρ_{crit} é a densidade crítica em um *redshift* igual zero. Os valores de $\langle R_{200m} \rangle$ são estimados em 1306, 1562, 1823, 2240 kpc para as faixas de riqueza $20 \leq \lambda < 30$, $30 \leq \lambda < 45$, $45 \leq \lambda < 60$ e $60 \leq \lambda < 150$, respectivamente.

A figura 3.4 mostra os perfis de luz difusa após dimensioná-los para o $\langle R_{200m} \rangle$. Observamos a autossimilaridade entre todas as faixas de riqueza, dentro das incertezas. As regiões internas dos perfis de luz difusa (especialmente dentro de $0.05 \langle R_{200m} \rangle$) não parecem ser autossimilares, o que é esperado, uma vez que os perfis de luz difusa de aglomerado têm o brilho superficial central semelhantes (antes do redimensionamento) entre as quatro faixas de riqueza investigadas nesta análise.

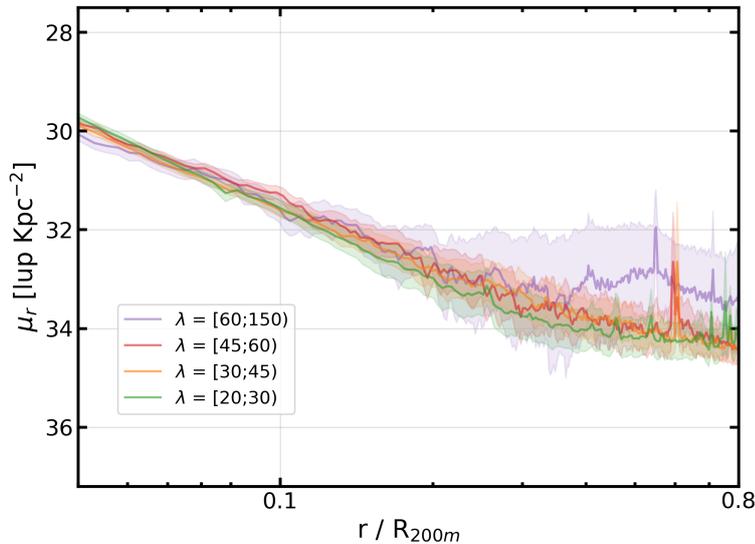


Figura 3.4: Perfis de luz difusa em escala para diferentes faixas de riqueza do aglomerado. Os menores raios desta figura corresponderiam a 52.23, 62.47, 72.91 e 89.61 kpc antes de dimensionar os perfis de luz difusa por R_{200m} para riquezas $20 \leq \lambda < 30$, $30 \leq \lambda < 45$, $45 \leq \lambda < 60$ e $60 \leq \lambda < 150$, respectivamente; enquanto os raios maiores correspondem a 1044.61, 1249.39, 1458.18 e 1792.24 kpc antes do dimensionamento para as faixas de riquezas $20 \leq \lambda < 30$, $30 \leq \lambda < 45$, $45 \leq \lambda < 60$ e $60 \leq \lambda < 150$, respectivamente. Todos os perfis mostram autossimilaridade em até um raio de $0.8 r/R_{200m}$.

3.3 Luz total do aglomerado

Para fins de comparação com a luz difusa, também derivamos os perfis de brilho superficial dos aglomerados sem mascarar os objetos nas imagens (como mostrado nos painéis superiores das figuras 2.8) para calcular uma **luz total** dos aglomerados. Quando nenhum dos objetos é mascarado, as imagens do aglomerado não apenas contêm a contribuição luminosa da luz difusa (BCG + ICL), mas também a contribuição das demais galáxias satélites do aglomerado. Nesta análise, nos referimos aos perfis de luz provenientes das imagens não mascaradas como os perfis de luz total do aglomerado.

Para calcular os perfis de luz total do aglomerado, seguimos o mesmo procedimento descrito na seção 2.3, com exceção de que usamos as imagens não mascaradas dos aglomerados e pontos randômicos. Ao calcular o nível de brilho do céu usando imagens randômicas não mascaradas, o nível de brilho obtido é mais alto que o das imagens mascaradas de pontos randômicos, porque estamos observando a contribuição de todos os componentes da imagem. Aplicamos a subtração entre os perfis das imagens de aglomerado e as imagens randômicas não mascaradas para calcular os perfis de luz total do aglomerado. Notamos que esses perfis são muito mais ruidosos em raios maiores que $r = 25$ kpc. Assim, para regiões além de 25 kpc, re-binamos os perfis usando anéis de largura maior para melhorar a razão sinal-ruído. Utilizamos 15 faixas de raios no espaço

Luz total do aglomerado			
Raio [kpc]	α	β	ρ_{cc}
15	0.130 ± 0.050	2.631 ± 0.723	0.727
50	0.242 ± 0.015	1.405 ± 0.212	0.948
150	0.198 ± 0.050	2.422 ± 0.725	0.864
300	0.341 ± 0.066	0.591 ± 0.972	0.918
500	0.432 ± 0.055	-0.565 ± 0.814	0.983

Tabela 3.2: Parâmetros de melhor ajuste linear em escala logarítmica e coeficiente de correlação estimados a partir das equações 3.2 e 3.3, respectivamente, para os perfis cumulativos da luz total.

logarítmico. As incertezas dos perfis de luz total do aglomerado são calculadas aplicando o método de Jackknife aos perfis individuais re-binados.

A figura 3.5 exibe os perfis de luz total do aglomerado em comparação com os perfis de luz difusa. Os perfis de luz total e de luz difusa tornam-se mais fracos à medida que o raio aumenta, com o brilho superficial total da luz alcança ~ 31 lup/kpc² em 500 kpc. Como a luz total do aglomerado é completamente dominada pela luz da BCG dentro de $r \sim 10$ kpc, os perfis de luz total do aglomerado e de luz difusa coincidem nessa faixa radial. Os painéis inferiores da figura 3.5 mostram, ainda, os perfis radiais cumulativos da luz difusa e da luz total. A luz total nos aglomerados mais ricos atinge um brilho superficial de 15 lup/kpc² em 1 Mpc, e a luz total do aglomerado se difere significativamente da luz difusa além de ~ 100 kpc.

Como na seção 3.1, calculamos o fluxo cumulativo da luz total do aglomerado em 5 faixas radiais e estudamos sua dependência em massa conforme mostrado na figura 3.6. Realizamos um ajuste linear em escala logarítmica entre o fluxo cumulativo e a massa do aglomerado, λ e os parâmetros de melhor ajuste são apresentados na tabela 3.2. O fluxo cumulativo total de luz do aglomerado também mostra crescente dependência de massa em um raio maior, mas a tendência não é tão forte quanto a da luz difusa. A 500 kpc, o fluxo cumulativo da luz total do aglomerado também mostra forte dependência de massa com um valor significativo do coeficiente de correlação $\rho_{cc} > 0.9$, com uma inclinação acentuada da dependência de massa de 0.432 ± 0.055 . Os resultados mostram que a luz total do aglomerado também está bem correlacionada com a massa total do aglomerado. E ainda, que embora a inclinação não esteja sempre aumentando gradualmente com o raio como é para a luz difusa (sendo apenas em 150 kpc que α diminui), no geral, a variação do coeficiente angular dos ajustes se torna cada vez mais inclinado (na tabela 3.2).

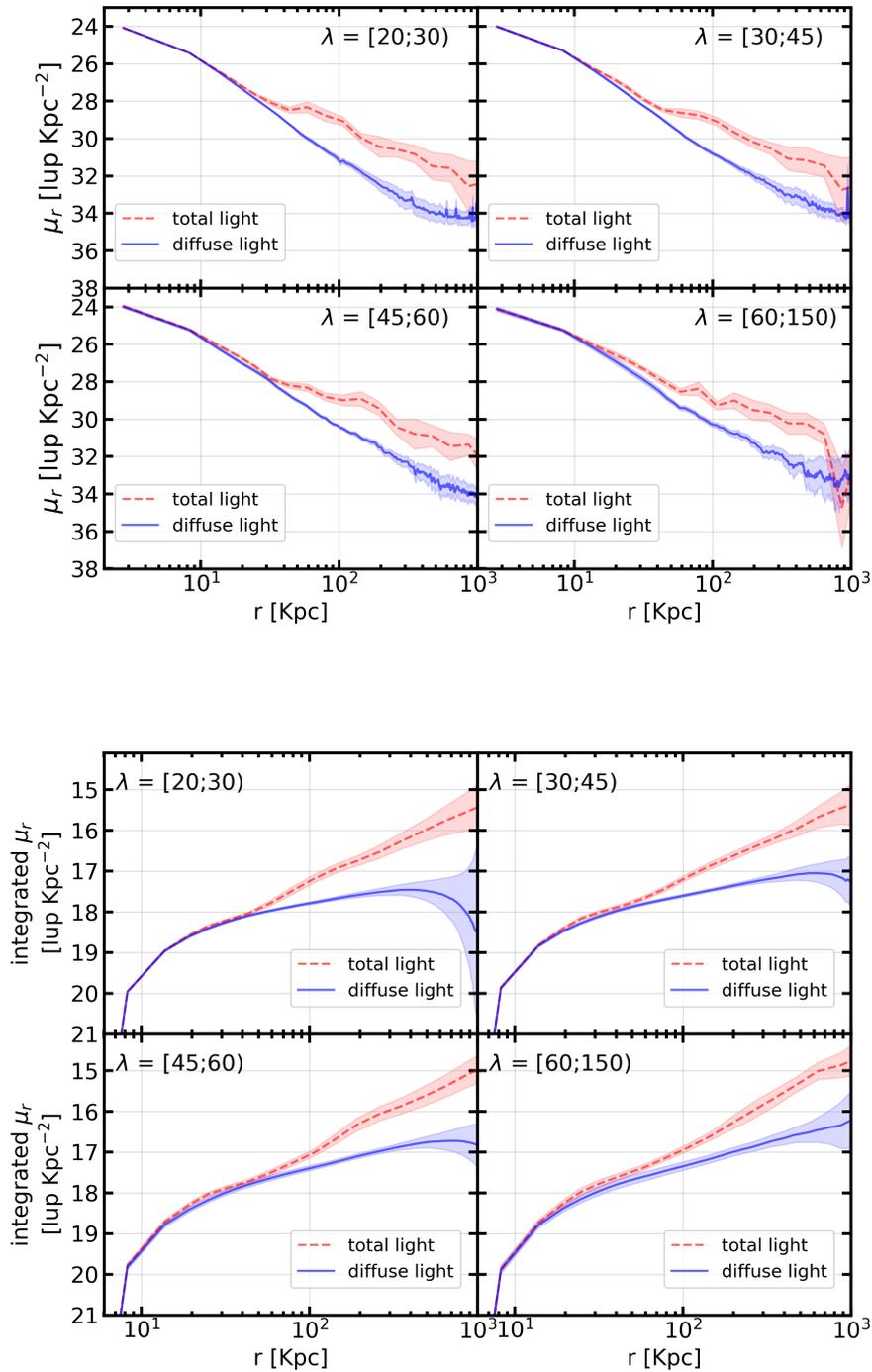


Figura 3.5: Perfis de luz total de aglomerado (linha tracejada vermelha) e luz difusa (linha s33lida azul) em diferentes faixas de riqueza de aglomerado, em termos de brilho superficial (**pain33is superiores**) e fluxos cumulativos (**pain33is inferiores**). As incertezas do perfil s33o representadas pelas regi33es sombreadas e estimadas usando o m33todo Jackknife. Em ambos, brilho superficial e perfil cumulativo, a contribui33o dos perfis de luz total do aglomerado 33 maior que os perfis de luz difusa.

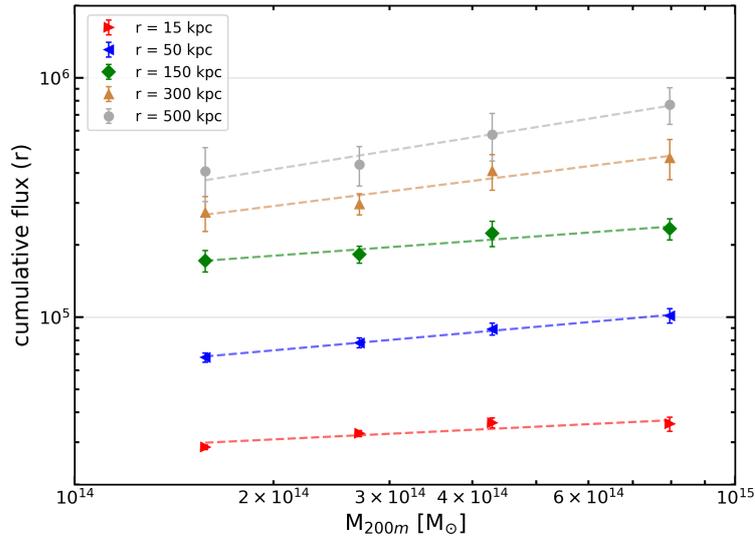


Figura 3.6: Dependência da riqueza com o fluxo cumulativo de luz total do aglomerado. Calculamos os fluxos cumulativos em 5 raios (15, 50, 150, 300 e 500 kpc) e os mostramos em função da massa do aglomerado. As linhas pontilhadas mostram um melhor ajuste linear em escala logarítmica do fluxo cumulativo e da massa. As diferentes alturas do ajuste indicam que a luz total do aglomerado fica mais luminosa com o aumento do raio, também a inclinação fica mais acentuada em raios maiores, mostrando que a luminosidade crescente é ainda mais alta em aglomerados mais massivos. A massa média de cada sub-amostra foi estimada a partir da relação de riqueza e massa encontrada em [McClintock et al. \(2019\)](#).

3.4 Fração de luz difusa da luz total do aglomerado

Como ressaltado na seção 1.4, uma quantidade muito importante nos estudos de luz difusa é sua fração em relação à luz total do aglomerado. Derivamos essa quantidade dividindo os perfis de brilho superficial e os perfis de brilho superficial cumulativos da luz difusa pelos perfis correspondentes da luz total do aglomerado apresentados na seção anterior,

$$DL_{frac}(R) = \frac{f_{difusa}(R)}{f_{total}(R)}, \quad (3.5)$$

$$IDL_{frac}(R) = \frac{F_{difusa}(R)}{F_{total}(R)},$$

que é a fração de luz difusa e a fração de luz difusa cumulativa, respectivamente. A figura 3.7 mostra (nos painéis à direita) essas frações em diferentes faixas radiais e de riqueza do aglomerado. Apresentamos a razão entre a luz difusa e a luz difusa cumulativa em 50, 300, 700 e 1000 kpc para as nossas faixas de riqueza na tabela 3.3. Dentro de 50 kpc, a luz difusa compõe quase metade da luz total do aglomerado e a fração cumulativa é

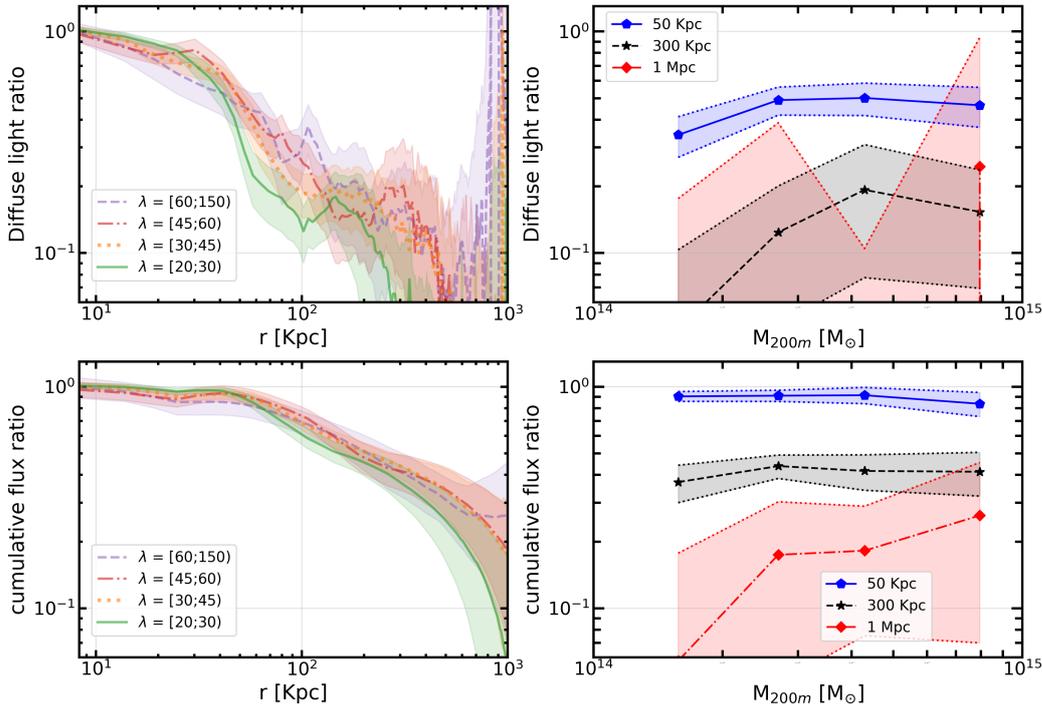


Figura 3.7: **Painéis superiores:** Fração de luz difusa em função do raio (painel esquerdo) e da massa total do aglomerado (painel direito). **Painéis inferiores:** Fração de luz difusa cumulativa em função do raio (painel esquerdo) e massa total do aglomerado (painel direito). A dependência em massa aumenta levemente com o raio, onde a razão de luz difusa a 50 kpc não apresenta tendência com aumento de massa e uma tendência leve em 300 kpc; enquanto a taxa de fluxo cumulativa presente em 50 e 300 kpc não apresenta tendência e uma tendência moderada é percebida em 1000 kpc.

superior a 83%, independentemente da riqueza do aglomerado. Além de 50 kpc, a fração de luz difusa acumulada diminui consistentemente com o aumento do raio, dado o aumento mais rápido da luz total do aglomerado com raio do que a luz difusa. A fração cumulativa atinge $\sim 24\%$ em 700 kpc, independentemente da riqueza do aglomerado. Consideradas as incertezas, não observamos dependência óbvia de fração de luz difusa e fração de luz difusa cumulativa em aglomerados com relação a riqueza/massa, especialmente em grandes raios além de 200 kpc.

Ao comparar esse resultado com outros autores devemos levar em consideração que a fração de luz difusa varia com o raio. Anteriormente, [Krick & Bernstein \(2007\)](#) mediram a fração de luz difusa, o aglomerado com maior fração tinha cerca de $66 \pm 5\%$ e o aglomerado com menor tinha $22 \pm 12\%$ em um quarto do raio virial usando a banda r . Enquanto [Montes & Trujillo \(2018\)](#) encontraram uma fração entre $8.6 \pm 5.6\%$ e $13.1 \pm 2.8\%$ no R_{500} . [Z19](#) mediram uma fração de luz difusa cumulativa de $44 \pm 17\%$ em 1 Mpc. Exceto para aglomerados com riqueza $20 \leq \lambda < 30$, nossos resultados da fração de luz difusa cumulativa

Fração de luz difusa (%)				
λ	50 kpc	300 kpc	700 kpc	1 Mpc
20-30	34.1 \pm 7.1	4.5 \pm 5.8	–	–
30-45	48.9 \pm 7.1	12.4 \pm 7.7	–	–
45-60	50.0 \pm 8.3	19.3 \pm 11.5	–	–
60-150	46.3 \pm 9.5	15.3 \pm 8.4	–	–
Fração de luz difusa cumulativa (%)				
λ	50 kpc	300 kpc	700 kpc	1 Mpc
20-30	90.3 \pm 4.6	37.0 \pm 7.1	16.2 \pm 9.9	5.8 \pm 11.9
30-45	91.0 \pm 5.3	43.8 \pm 5.3	26.2 \pm 9.9	17.4 \pm 12.8
45-60	91.4 \pm 7.7	41.6 \pm 7.6	27.0 \pm 9.6	18.2 \pm 10.7
60-150	83.6 \pm 10.4	41.3 \pm 9.2	26.3 \pm 10.7	26.2 \pm 19.2

Tabela 3.3: Fração de luz difusa e fração de luz difusa cumulativa

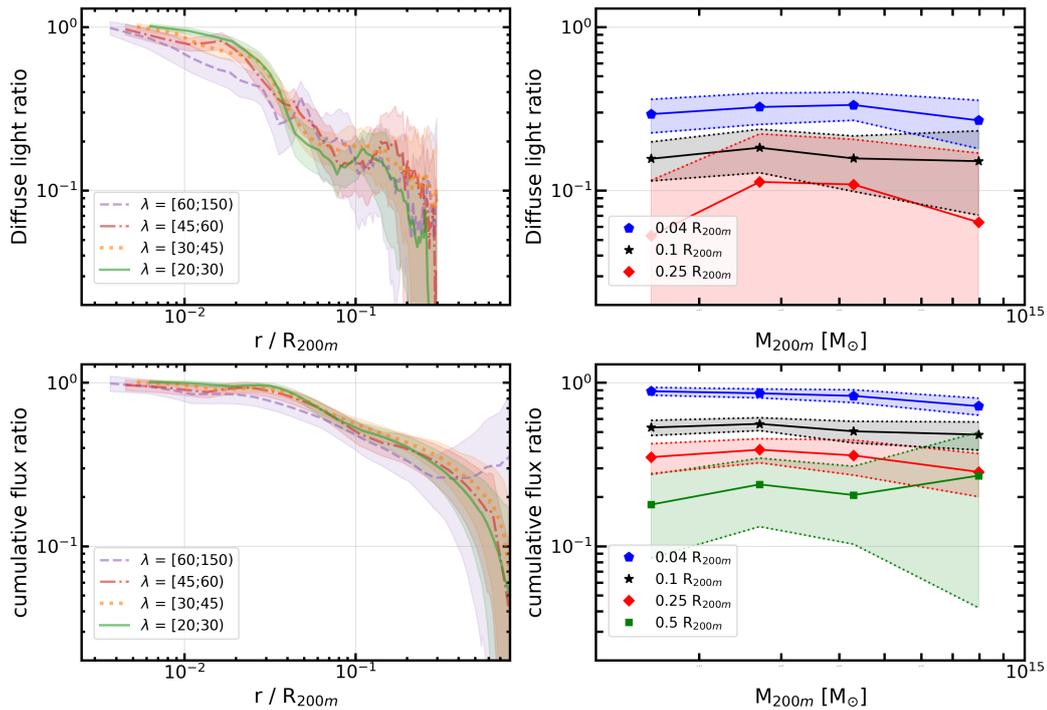


Figura 3.8: **Painéis superiores:** Fração de luz difusa em função do r/R_{200m} (painel esquerdo) e da massa total do aglomerado (painel direito). Acima de $0.3 r/R_{200m}$, os perfis da fração de luz difusa são muito ruidosos e por isso são omitidos nos painéis superiores. **Painéis inferiores:** Fração de luz difusa cumulativa em função do r/R_{200m} (painel esquerdo) e massa total do aglomerado (painel direito). Após o dimensionamento, não há nenhuma tendência evidente de fração de luz difusa ou fração de luz difusa cumulativa com o aumento da massa. Por outro lado, a fração de luz difusa ou fração de luz difusa cumulativa diminui com o aumento do r/R_{200m} .

para as demais faixas de riqueza concordam com a faixa da fração de luz difusa encontrada no trabalho anterior levando em conta as incertezas.

Como a fração de luz difusa muda com a massa do aglomerado é outro tópico interessante nos estudos de luz difusa. As figuras 3.7 e 3.8 mostram nossos resultados para a fração de luz difusa e fração de luz difusa cumulativa como função do raio (painéis da esquerda) e como função do raio dimensionado, respectivamente (painéis da esquerda), respectivamente, assim como em função da massa do aglomerado (painéis da direita). À direita na figura 3.7, notamos que não há uma dependência clara com a massa em relação a fração de luz difusa nos três raios. Não há grande diferença entre as frações de luz difusa das sub-amostras dentro de 300 kpc, o que está de acordo com Zibetti et al. (2005). Para raios maiores, notamos um aumento de baixa significância da fração de luz difusa com a massa, embora seja necessário medições com sinal-ruído mais altas para confirmar esta tendência. É comum em alguns trabalhos anteriores, medir a fração de luz difusa com relação a um raio virial. Para termos resultados mais comparáveis com outros estudos apresentamos também a fração de luz difusa e fração de luz difusa como função do raio redimensionado para R_{200m} , como mostra a figura 3.8. Mais uma vez, não verificamos nenhuma tendência da fração de luz difusa e fração de luz difusa cumulativa com a massa do aglomerado. Por fim, nossos resultados apontam para uma dependência com o raio, onde a fração de luz difusa e fração de luz difusa cumulativa decresce com o aumento do raio.

Ao analisar estudos anteriores que mediram a fração de luz difusa, os resultados não apresentam um consenso, possivelmente causados por diferentes metodologias adotadas. Alguns estudos utilizando dados observacionais sugerem diferentes tendências da fração com a massa dos aglomerados, como relatado em Zibetti et al. (2005), que calcula a fração de luz difusa sendo aproximadamente semelhantes e sem dependência com a massa (aglomerados ricos e pobres) em qualquer raio. Além disso, Gonzalez et al. (2007) relataram a fração de luz difusa sendo $\sim 35\%$ em baixas massas ($7 \times 10^{13} M_{\odot}$) e diminuindo para $\sim 20\%$ em altas massas ($7 \times 10^{14} M_{\odot}$). E ainda, Montes (2019) e referências nele contidas relatam um aumento da fração com a massa dos aglomerados.

A análise da dependência em massa da fração de luz difusa também foi estimada em estudos com simulações. Murante et al. (2004) utilizaram simulações hidrodinâmicas utilizando halos com massa $M > 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ e calcularam que a fração de massa em luz difusa cresce de $25 \pm 7\%$ a $47 \pm 3\%$ com o aumento da massa de $M_{200} = 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ a $7 \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$. Já em estudos semi-analíticos, Lin & Mohr (2004) estimaram a fração luz difusa aumenta atingindo cerca de 50% em aglomerados de massa igual a $1.42 \times 10^{15} M_{\odot}$. Embora Purcell et al. (2007) tenham percebido um declínio da fração de massa em luz difusa de halos com 10^{11} até $10^{14} M_{\odot}$, para halos dentro da mesma faixa de massa desta análise, eles encontraram que a fração de massa em luz difusa apresenta valores em torno de 30% e não muda significativamente para halos com massa $M > 10^{14} M_{\odot}$. Assim como

Purcell et al. (2007), Dolag et al. (2010), que não encontraram evidências da dependência em massa da fração de luz difusa, medindo valores para a fração de massa em luz difusa entre a faixa de 6-56% e em média um valor de 33% ao longo da faixa de massa de $0.1-2 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$.

Além desses trabalhos citados no parágrafo anterior apresentando dependência positivas e até independência da fração de massa em luz difusa com relação a massa do halo, em outros estudos também usando simulações foi encontrado ainda uma tendência decrescente da fração de massa em luz difusa com o aumento da massa dos aglomerados. Por exemplo: Contini et al. (2014) encontraram a fração de massa em luz difusa declinando de 55-85% para 25-45% em aglomerados com massas $M_{500} = 1.3 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ e $1.3 \times 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$, respectivamente. Cooper et al. (2013) utilizaram aglomerados simulados encontrando uma fração de 55-90% em sistemas menos massivos ($10^{13}-10^{14} M_{\odot}$). Mais tarde, Cooper et al. (2015) simularam 9 halos massivos com massa entre $M_{200} = 7-33 \times 10^{15} M_{\odot}$. Então, estimaram uma faixa 15-40% em $10^{15} M_{\odot}$, verificando assim, um decréscimo da fração de luz difusa com relação ao trabalho anterior. Por fim, Tang et al. (2018) analisaram a fração de luz difusa adotando diferentes limites de brilho superficial ($\mu_{V,limit} = 23.0, 24.7$ e 26.5). Em um dado $\mu_{V,limit}$ e *redshift* fixo, a fração da luz difusa diminui com o aumento da massa do halo. Menos quando a fração de luz difusa é medida com um limite de brilho superficial muito fraco, $\mu_{V,limit} = 26.5$, e em baixo *redshift*¹, $z \leq 0.2$, neste caso, a fração de luz difusa não tem dependência com a massa do halo.

Vale salientar que todos esses estudos usam diferentes definições para a luz difusa, além de diferentes *redshifts*, raios e filtros, como mencionamos na seção 1.4. Nossa análise da fração de luz difusa e luz difusa cumulativa utiliza apenas um filtro fotométrico (a banda *r*), aglomerados em baixo *redshift* e ainda, analisamos com relação à dependência em relação ao raio e ao raio dimensionado, r/R_{200m} . Com essa quantidade de restrição nos parâmetros junto a uma das amostras de aglomerado mais numerosas já utilizada até os dias atuais, fornecemos resultados firmes a respeito da fração de luz difusa. Por fim, nossos resultados da tendência da fração de luz difusa sendo constante com o aumento da massa estão em concordância com Zibetti et al. (2005) e Dolag et al. (2010) e ainda, com os resultados encontrados em Tang et al. (2018) para baixos *redshifts* e com resultados de Purcell et al. (2007) para a mesma faixa de massa adotada neste trabalho.

¹Aqui dizemos baixo *redshift*, pois no contexto dos aglomerados do redMaPPer no DES, a faixa de *redshift* foi de $0.1 < z \leq 0.85$, como descrito na seção 2.2.1.

Capítulo 4

A luz difusa e a massa do aglomerado

O objetivo principal dessa tese é verificar a relação entre a massa de um aglomerado e sua luz difusa. No capítulo 1 revisamos vários indicadores de massa de aglomerados bem como suas vantagens e desvantagens. Contamos que estudos recentes apresentaram evidências de uma conexão entre a luz difusa e a distribuição da matéria escura do aglomerado (ou massa total) a colocando como um potencial indicador de massa. Dentre essas evidências, os perfis de luz difusa têm inclinações radiais semelhantes à distribuição total da densidade da matéria escura do aglomerado (e.g. Montes & Trujillo, 2018; Pillepich et al., 2017; Pillepich et al., 2014) e os contornos do brilho superficial da luz difusa são muito semelhantes aos contornos da densidade de massa do aglomerado (e.g. Montes & Trujillo, 2019). Em Z19 (veja o painel (c) da figura 1.6) e também neste trabalho (figura 3.4) observamos que o brilho superficial da luz difusa é autossimilar, pois tem um perfil radial universal após o redimensionamento do raio do perfil pelo R_{200m} .

Essas análises levantam uma questão interessante: a luz difusa traça a matéria escura do aglomerado e, portanto, rastreia a distribuição de massa total do aglomerado? Neste capítulo, pela primeira vez, medidas observacionais da distribuição de massa a partir de lentes fracas são utilizadas para comparação com os perfis de luz difusa e luz total do aglomerado. Desta forma, exploramos explicitamente se a luz difusa está rastreando fielmente a distribuição de massa total do aglomerado. Particularmente para os dados do DES, esse trabalho com lentes fracas vem sendo realizado arduamente desde os dados de verificação científica pelo Grupo de Trabalho de Lentes Fracas (e.g. Davis et al., 2018; Gatti et al., 2018; Hoyle et al., 2018; Jarvis et al., 2016; McClintock et al., 2019; Zuntz et al., 2018). Por exemplo: Zuntz et al. (2018) produziram os catálogos de cisalhamento do Ano 1, Hoyle et al. (2018) realizaram estimativas e validação das distribuições de *redshift* de fontes de lentes fracas, Davis et al. (2018) e Gatti et al. (2018) utilizaram técnicas de correlação cruzada para caracterizar e calibrar *redshifts* fotométricos e, finalmente, McClintock et al. (2019) utilizaram os perfis de cisalhamento para estimar a relação λ -M dos aglomerados do redMaPPer, servindo como uma medida de massa dos aglomerados para a análises cosmológicas do DES.

A utilização de medidas da distribuição de massa a partir de lentes fracas é crucial nesta análise para a entendermos como se comparam aos perfis de luz difusa do aglomerado. Como mencionado no parágrafo anterior, para obter medidas com lentes fracas é necessário um extenso trabalho que envolve estimativas de *shape*, PSF, *redshifts* fotométricos, etc, que estão além do escopo desse trabalho. Uma das vantagens de ser membro da colaboração do DES é poder compartilhar desses conhecimentos e produtos. Em particular, para medições dos perfis de cisalhamento dos aglomerados de nossa amostra, contamos com a ajuda do Dr. Tae-hyeon Shin (*Department of Physics and Astronomy, University of Pennsylvania*) que é membro do Grupo de Trabalho de Lentes Fracas do DES. O Dr. T. Shin produziu as medidas dos perfis de cisalhamento para cada uma das sub-amostras, levando em conta os mesmos aglomerados que utilizamos para medições dos perfis da luz difusa (as medidas dos perfis de cisalhamento estão mostradas na figura 4.1 e serão mais detalhadas na seção 4.2).

4.1 Estimador de cisalhamento

A ideia por trás de medidas de lentes fracas é que na ausência de lentes, as fontes estariam alinhadas aleatoriamente. Em contra partida, na presença das lentes, as fontes no *background* apresentariam um “esticamento” (cisalhamento) que tem uma direção preferencial e tangencial em relação ao centro da lente. Em regiões densas como aglomerados de galáxias, a gravidade provoca esse cisalhamento nas imagens de galáxias no *background*. Desta forma, o parâmetro de cisalhamento pode ser utilizado para medir a distribuição de massa. Para isso, é muito importante se conhecer as formas (os *shapes*) das galáxias nas imagens para medições de lentes fracas.

Zuntz et al. (2018) realizaram medidas de *shape* das galáxias a partir de duas *pipelines* independentes: METACALIBRATION (Huff & Mandelbaum, 2017; Sheldon & Huff, 2017) e IM3SHAPE. Usar dois *pipelines* é fundamental para entender os efeitos sistemáticos de cada análise. Enquanto, o METACALIBRATION ajusta um perfil gaussiano usando o *software* `ngmix`¹ (Sheldon, 2015) e utiliza uma calibração interna aplicada às bandas *riz*, o IM3SHAPE² (Zuntz et al., 2013) usa um modelo de *maximum likelihood* do bojo/disco através de simulações e calibração aplicada à banda *r*. Os catálogos METACALIBRATION e IM3SHAPE possuem, respectivamente, cerca de 34.8 milhões e 21.9 milhões de objetos e incertezas do cisalhamento para o nível de 1σ de 1.3% e 2.5%. Os valores da incerteza e do número de objetos são diferentes por conta que o IM3SHAPE utiliza ajustes de objetos somente na banda *r*. Assim, o catálogo de *shapes* produzido pelo código METACALIBRATION é o catálogo com menor incerteza e maior número de objetos e por isso, é usado neste trabalho para as medições de lentes fracas.

¹<https://github.com/esheldon/ngmix>

²<https://bitbucket.org/joezuntz/im3shape-git>

Diferentemente de outros algoritmos, o METACALIBRATION não precisa de conhecimentos prévios sobre as propriedades das galáxias da amostra, com ajustes de modelos de formas, nem precisa de calibrações com simulações. Ao invés disso, o METACALIBRATION usa as próprias imagens das galáxias para relacionar a elipticidade das galáxias ao cisalhamento verdadeiro através de uma matriz de resposta 2×2 , \mathbf{R} . Para isso, qualquer observável que demonstre alguma sensibilidade com o cisalhamento, γ , pode ser usado como estimador de cisalhamento. Em particular, o METACALIBRATION usa a elipticidade, \mathbf{e} , que pode ser escrita como uma expansão de Taylor para pequenos cisalhamentos,

$$\begin{aligned} \mathbf{e} &= \mathbf{e}|_{\gamma=0} + \left. \frac{\partial \mathbf{e}}{\partial \gamma} \right|_{\gamma=0} \gamma + \dots \\ &= \mathbf{e}|_{\gamma=0} + \mathbf{R}_\gamma \gamma + \dots \end{aligned} \quad (4.1)$$

onde \mathbf{R}_γ pode ser entendido como a matriz de resposta ao cisalhamento e é definida por,

$$\mathbf{R} = \frac{\partial \mathbf{e}}{\partial \gamma}. \quad (4.2)$$

Neste procedimento, o METACALIBRATION remove o efeito causado pela PSF (que afeta os tamanhos e formas dos objetos) na imagem de cada galáxia. Então, aplica um pequeno cisalhamento artificial conhecido, e portanto passível de ser recuperado pelo algoritmo para calibrar o cisalhamento, nas direções $\hat{\mathbf{e}}_1$ e $\hat{\mathbf{e}}_2$ na imagem da galáxia. Em seguida, essa imagem modificada da galáxia é re-convoluída com a representação da PSF e por fim, uma elipticidade nova é estimada para estas novas imagens. Para uma dada imagem, a matriz de resposta é calculada como,

$$\mathbf{R}_{\gamma_{i,j}} = \frac{\mathbf{e}_i^+ - \mathbf{e}_i^-}{\Delta \gamma_j} \quad (4.3)$$

onde $j \in \{\hat{\mathbf{e}}_1; \hat{\mathbf{e}}_2\}$ corresponde as direções do cisalhamento; \mathbf{e}_i^+ é a medida do componente i feita em uma imagem cisalhada por $-\gamma_j$, e \mathbf{e}_i^- é a medida do componente feita em uma imagem cisalhada por γ_j ; e $\Delta \gamma_j = 2\gamma_j$. O cisalhamento aplicado utilizado é de $\gamma_j = 0.01$.

Estas respostas podem ser calculadas em média apropriadamente para produzir um resultado calibrado. Para uma elipticidade média, mantém-se os termos de primeira ordem no cisalhamento e assume-se que a elipticidade média é igual a zero. Na ausência do cisalhamento, a elipticidade média é dada por,

$$\langle \mathbf{e} \rangle = \langle \mathbf{e} \rangle|_{\gamma=0} + \langle \mathbf{R}_\gamma \gamma \rangle \approx \langle \mathbf{R}_\gamma \gamma \rangle \quad (4.4)$$

Com estimativas de \mathbf{R}_γ para cada galáxia. Enquanto, a pesagem média com relação aos

cisalhamentos verdadeiros é dada por,

$$\langle \gamma \rangle = \langle \mathbf{R}_\gamma \rangle^{-1} \langle \mathbf{R}_\gamma \gamma \rangle \approx \langle \mathbf{R}_\gamma \rangle^{-1} \langle \mathbf{e} \rangle \quad (4.5)$$

Também é preciso corrigir para efeitos de seleção, por exemplo: vieses de cisalhamento que podem ocorrer quando colocamos um corte na razão sinal-ruído. Por isso, há um segundo componente que contribui para a matriz de resposta, devido à seleção das galáxias, \mathbf{R}_{sel} . Como a resposta de seleção é significativa apenas como conjuntos de galáxias, usa-se o valor médio da matriz de resposta à seleção,

$$\langle \mathbf{R}_{\text{sel}} \rangle_{i,j} = \frac{\langle \mathbf{e}_i \rangle^{S+} - \langle \mathbf{e}_i \rangle^{S-}}{\Delta \gamma_j} \quad (4.6)$$

onde $\langle \mathbf{e}_i \rangle^{S+}$ e $\langle \mathbf{e}_i \rangle^{S-}$ representam a média das elipticidades medidas nas imagens sem o cisalhamento artificial, mas com a seleção baseada nos parâmetros das imagens cisalhadas positivamente (+) e negativamente (-).

A resposta completa para o cisalhamento médio é dada pela soma da resposta ao cisalhamento e à seleção,

$$\tilde{R} = \langle \mathbf{R}_\gamma \rangle + \langle \mathbf{R}_{\text{sel}} \rangle. \quad (4.7)$$

Para os estimadores de elipticidade usados aqui, nós temos encontrado que a matriz de resposta \tilde{R} é igual a média dos elementos da diagonal. Na prática, definimos a resposta média como $\tilde{R} = (\mathbf{R}_{11} + \mathbf{R}_{22})/2$ (Troxel et al., 2018), onde \mathbf{R}_{11} e \mathbf{R}_{22} são os elementos da diagonal principal. Verificamos que, o uso dessa aproximação não afeta significativamente nossa medição, dado o nível de ruído em nossos dados.

4.2 Perfis de densidade de massa

Extrair um sinal de correlação entre os minúsculos alinhamentos induzidos pela lente é um desafio. Mais especificamente, a distribuição radial da matéria total do aglomerado é estimada pelas medidas de cisalhamento tangencial de lentes fracas. Em torno dos aglomerados de interesse, o cisalhamento tangencial médio azimutal está relacionado à densidade superficial bidimensional como:

$$\gamma_T = \frac{\bar{\Sigma}(< R) - \bar{\Sigma}(R)}{\Sigma_{\text{crit}}} = \frac{\Delta \Sigma(R)}{\Sigma_{\text{crit}}}, \quad (4.8)$$

onde $\bar{\Sigma}(< R)$ é a densidade de massa superficial média no aglomerado dentro do raio de R , $\bar{\Sigma}(R)$ a densidade de massa superficial no raio de R e Σ_{crit} dados como,

$$\Sigma_{\text{crit}}(z_{\text{fon}}, z_{\text{len}}) = \frac{c^2}{4\pi G} \frac{D_{\text{fon}}}{D_{\text{len}} D_{\text{len, fon}}}, \quad (4.9)$$

onde z e D denotam o *redshift* e a distância do objeto, respectivamente, e os subscritos *fon* e *len* correspondem a fonte e a lente.

O estimador $\Delta\Sigma(R)$ é usado para medir a distribuição de massa através do efeito de lentes fracas. A partir da equação 4.8, temos que $\Delta\Sigma(R) = \bar{\Sigma}(< R) - \bar{\Sigma}(R)$, porém devido ao baixo sinal-ruído de um único par lente-fonte, nós medimos o sinal empilhado de muitas fontes de galáxias em torno de uma seleção se aglomerados. Assim, utilizamos $\widetilde{\Delta\Sigma}(R)$ para melhorar o sinal da nossa medida. Esse estimador pode ser entendido equivalentemente como uma elipticidade tangencial média pesada pela amplitude do sinal de cisalhamento esperado por unidade de Δ , isto é, a média pesada de $\langle \Sigma_{crit}^{-1} \rangle$. Em [McClintock et al. \(2019\)](#), o estimador ideal para $\Delta\Sigma(R)$ incluindo a resposta é,

$$\widetilde{\Delta\Sigma}(R_k) = \mathcal{B}(R_k) \frac{\sum_{i,j} \omega_{i,j} e_{T;i,j}}{\sum_{i,j} \omega_{i,j} \Sigma'_{crit;i,j}^{-1} (\tilde{R}_i + \langle \mathbf{R}_{sel} \rangle)} \Big|_{R_k < R \leq R_{k+1}}, \quad (4.10)$$

para o k -ésimo bin radial, onde $\mathcal{B}(R_k)$ é o fator de correção para contaminação de galáxias satélites e galáxias no *foreground* (fator de *boost*), que descrevemos no próximo parágrafo; $e_{T;i,j}$ é o componente tangencial da elipticidade da fonte, i , com relação a lente, j ; O somatório passa por todos os pares lente-fonte e

$$\Sigma'_{crit;i,j}^{-1} = \Sigma_{crit}^{-1}(z_j, z_{s_i}^{MC}), \quad (4.11)$$

onde $z_{s_i}^{MC}$ é uma amostra de Monte Carlo randômica a partir da distribuição de probabilidade completa da estimativa de *redshift* fotométrico para a i -ésima fonte e

$$\omega_{i,j} = \Sigma_{crit}^{-1}(z_j, \langle z_{s_i} \rangle) \quad \text{se } \langle z_{s_i} \rangle > z_j + 0.1 \quad (4.12)$$

para os quais os *redshifts* fotométricos de galáxias são estimados com o algoritmo DNF ([De Vicente et al., 2016](#)).

Mesmo dada uma folga de *redshift* de 0.1 entre a lente e a fonte, devido às incertezas do *redshift* fotométrico e à contaminação de galáxias satélites, algumas galáxias incluídas nos cálculos estão na frente dos aglomerados-lente. Naturalmente, essas galáxias não apresentam nenhum cisalhamento e portanto diluem o sinal da lente fraca. Além disso, uma parte das galáxias não só está na frente, como tende a se aglomerar, gerando um efeito sistemático dependente de escala. Para corrigir esse efeito, estimamos o excesso de fontes ao redor da lente em comparação com pontos randômicos através da razão entre os somatórios dos pesos (ω) ao redor das fontes e ao redor de pontos randômicos,

$$\mathcal{B}(R_k) = \frac{N_{rand} \sum_{i,j} \omega_{i,j}}{N_{lens} \sum_{k,l} \omega_{k,l}}, \quad (4.13)$$

onde i e j representam os pares fonte-lente e k, l os pares de fonte-pontos randômicos

(Sheldon et al., 2004).

Na figura 4.1, mostramos os perfis de densidade de massa superficial medidos via lentes fracas para os quatro subconjuntos de riqueza de aglomerado usados nesta análise. Essas medições serão usadas para comparação direta com os perfis radiais de luz difusa. Calculamos que para as sub-amostras mais ricas, onde temos poucos aglomerados, a medida de lentes fracas não é confiável em raios menores e por isso não estamos considerando o primeiro (dois primeiros) bins de raio para aglomerados com $45 \leq \lambda < 60$ ($60 \leq \lambda < 150$). Como validação, as medidas dos componentes cruzados de cisalhamento em torno dos mesmos aglomerados também são mostradas na figura 4.1, que é consistente com um sinal nulo e indica que as medições de cisalhamento são relativamente livres de vieses. Outros vieses podem estar presente, mas não afetam as conclusões do trabalho pois não comparamos as amplitudes absolutas das medidas de lentes gravitacionais com as de luminosidade da luz difusa, mas apenas de uma forma relativa.

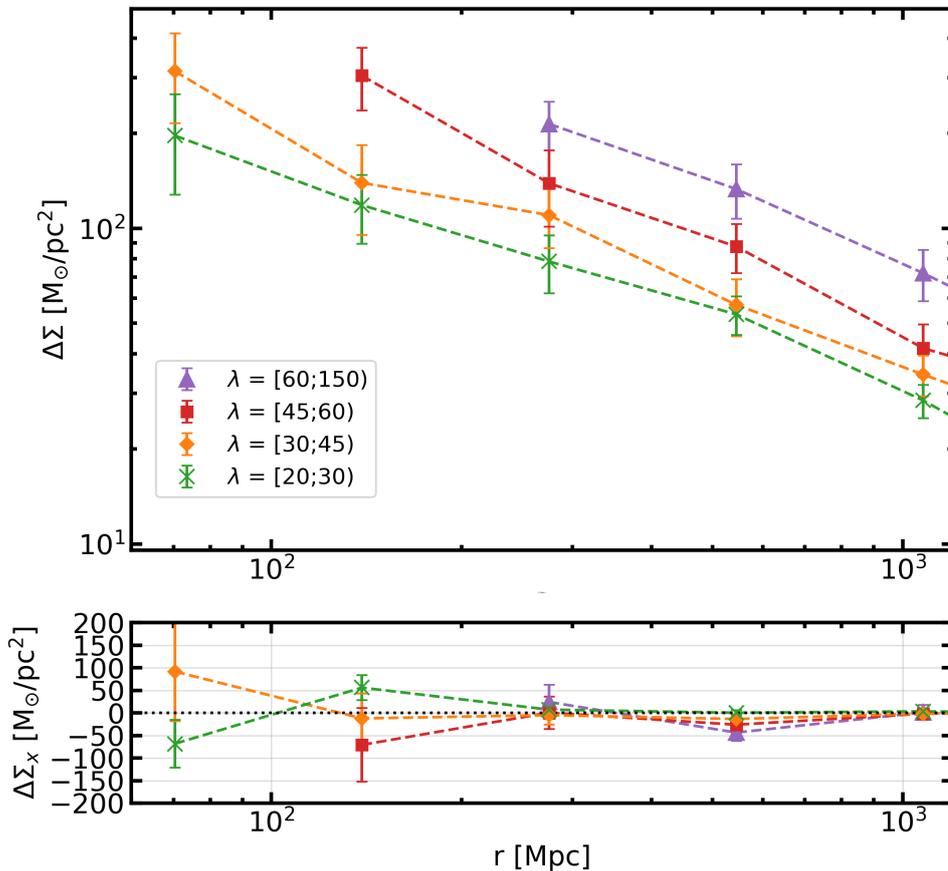


Figura 4.1: **Painel superior:** mostra os perfis de densidade superficial de massa do aglomerado em quatro faixas de riqueza medidos através de estimativas de cisalhamento tangencial. **Painel inferior:** mostra as medições de cisalhamento do componente cruzado de validação em torno dos mesmos aglomerados, o que é consistente com um sinal nulo e indica que nossas medições de cisalhamento são isentas de vieses. Os perfis de massa de aglomerados medidos através de estimativas de cisalhamento tangencial são comparados com os perfis de luz difusa na seção 4.2.1. Medições produzidas pelo Dr. T. Shin.

4.2.1 Densidade Superficial Diferencial Anular

Nosso objetivo é comparar os perfis radiais de luz difusa empilhados com os perfis de massa de aglomerados medidos através de lentes fracas. Porém, antes de começarmos, precisamos avaliar cuidadosamente como realizar essa comparação, uma vez que são propriedades de natureza diferente.

Para os perfis de luz difusa, medimos diretamente o brilho superficial em função do raio, o que nos informa sobre a densidade de massa estelar superficial da luz difusa no plano do céu. Portanto, gostaríamos de comparar o brilho superficial da luz difusa com a densidade de massa superficial dos aglomerados de galáxias, $\Sigma(R)$. No entanto, nas medições de lentes fracas do DES (seção 4.2), o observável direto é o perfil de cisalhamento tangencial do aglomerado, que detecta a densidade de massa superficial diferencial do aglomerado, $\Delta\Sigma(R)$, e está relacionado à densidade de massa superficial $\Sigma(R)$ como,

$$\Delta\Sigma(R) = \frac{2}{R^2} \int_0^R R' \Sigma(R') dR' - \Sigma(R). \quad (4.14)$$

Embora seja possível estimar $\Sigma(R)$ a partir de medidas de lentes fracas $\Delta\Sigma(R)$, como é feito em Z19, essas derivações se baseiam em suposições de modelo da distribuição de massa do aglomerado. Para evitar que nossa comparação de medidas de luz difusa e lentes fracas sejam afetadas pelas opções de modelo (por ex: modelo NFW), decidimos converter a luz difusa e o brilho superficial total da luz do aglomerado em um brilho superficial diferencial como

$$\Delta f(R) = \frac{2}{R^2} \int_0^R R' f(R') dR' - f(R). \quad (4.15)$$

Observe que a densidade de massa superficial diferencial do aglomerado $\Delta\Sigma(R)$ é afetada pelos valores de $\Sigma(R)$ próximos ao centro, onde os perfis de luz difusa tem inclinações radiais bastante diferentes das distribuição de massa total do aglomerado em Z19. Para eliminar as contribuições mais centrais, em seguida, convertemos $\Delta\Sigma(R)$ em Densidade Superficial Diferencial Anular - ADSD (do inglês, **A**nnular **D**ifferential **S**urface **D**ensity), definido por Mandelbaum et al. (2013), Υ , como

$$\Upsilon_{\text{WL}}(R; R_0) = \Delta\Sigma(R) - \left(\frac{R_0}{R}\right)^2 \Delta\Sigma(R_0). \quad (4.16)$$

Na equação acima, R_0 é um raio escolhido dentro do qual a densidade da massa superficial do aglomerado não afetará as medições de $\Upsilon(R; R_0)$. Assim, usamos um valor de R_0 de 200 kpc. A escolha desse raio é motivada porque 200 kpc é um raio suficientemente grande para evitar a contribuição luminosa da BCG onde foi observado que a luminosidade da luz difusa não segue o perfil de densidade de massa dos aglomerados através da observação

do perfil da razão L_{\odot}/M_{\odot} (conforme mostrado no painel (d) da figura 1.6). Z19 sugerem que isto ocorre porque esta é uma região de transição entre a contribuição da BCG e do ICL. Contudo, a razão L_{\odot}/M_{\odot} além de 100 kpc, é um perfil relativamente plano e por isso uma ótima região para explorar a luz difusa como traçadora da distribuição de massa. Outro motivo é porque, para as sub-amostras mais ricas, temos poucos aglomerados, o que torna a medida de lentes fracas não confiável em raios menores, como observamos na figura 4.1. Da mesma forma, convertemos o brilho superficial da luz difusa e da luz total do aglomerado em Brilho Superficial Diferencial Anular - ADSB (do inglês, *Annular Differential Surface Brightness*), como

$$\Upsilon_{\text{DL/total}}(R; R_0) = \Delta f_{\text{DL/total}}(R) - \left(\frac{R_0}{R}\right)^2 \Delta f_{\text{DL/total}}(R_0). \quad (4.17)$$

onde o sub-escrito DL/total quer dizer que a equação se aplica tanto para a luz difusa (DL) quanto para luz total do aglomerado de galáxias.

4.3 Comparação entre ADSB e ADSD

Uma vez calculadas grandezas comparáveis podemos agora avaliar se luz difusa e as medidas de massa vindas de lentes gravitacionais fracas apresentam o mesmo comportamento. Na figura 4.2, mostramos as comparações entre a ADSD da massa derivada via lentes fracas e o ADSB da luz difusa (painel superior), bem como a comparação entre a ADSD da massa total e o ADSB da luz total do aglomerado (painel inferior). Optamos por deixar o ADSD em um mesmo nível para as duas figuras para utilizá-lo como perfil de referência entre os dois painéis e então normalizamos os ADSBs (luz difusa e luz total) para serem comparáveis a esse mesmo nível. Nós normalizamos os valores dos perfis de ADSD do aglomerado pela razão ADSD/ADSB média de lentes fracas e luz total em 545 kpc (painéis inferiores). Esse raio foi escolhido porque é o bin de raio usado nas medidas dos perfis de densidade da massa superficial mais próximo da média do raio total mostrado na figura (~ 600 kpc). Os valores dos perfis de ADSB também são normalizados pela razão média ADSD/ADSB da luz difusa e luz total entre 545 kpc (painéis superiores), para que os perfis ADSD/ADSB do aglomerado estejam em intervalos numéricos semelhantes.

Na figura 4.2 observamos que os perfis ADSB de luz difusa e os perfis ADSD da massa total do aglomerado têm dependência radial semelhante, especialmente acima de 200 kpc, e dentro da faixa de incerteza de medição de 1σ . Curiosamente, a comparação para a luz total do aglomerado e massa do aglomerado também são, em geral, consistentes dentro de suas faixas de incerteza de 1σ , embora os perfis ADSB da luz total sejam muito mais ruidosos do que os da luz difusa do aglomerado.

Para visualizar de uma outra forma, medimos ainda as razões entre os perfis Υ_{WL} e

Υ_{DL} assim como entre Υ_{WL} e Υ_{total} , como mostrado na figura 4.3. Novamente, notamos que os perfis da razão ADSB/ADSD de luz difusa e massa total do aglomerado (painéis superiores) têm dependência radial dentro de 200 kpc, e em raios maiores que 200 kpc, mostram desvios dentro das incertezas. Os perfis da razão ADSB/ADSD da luz total do aglomerado e da massa total do aglomerado também têm dependência radial consistente, mas as comparações são muito mais ruidosas. Esse maior ruído nos perfis ocorre devido ao fato de que a densidade destes varia muito em cada *bin* de raio (ou seja, em cada anel) nos aglomerados. Por exemplo: para um dado aglomerado, que apresentou uma densidade de galáxias em um *bin* de raio, outros podem ter uma presença de galáxias menor neste mesmo *bin*. Isso faz com que, estatisticamente, o sinal do perfil da razão ADSB/ADSD da luz total se torne mais ruidoso do que o perfil da razão ADSB/ADSD de luz difusa. Este fato fica ainda mais evidente quando olhamos para os perfis de aglomerados mais massivos, onde obtemos uma sub-amostra menos numerosa.

A partir dessas comparações, concluímos que há boas evidências de que a luz difusa mapeia bem a distribuição radial de massa total do aglomerado. Discutiremos esse resultado em mais detalhes no capítulo 5 onde avaliamos as previsões da simulação IllustrisTNG.

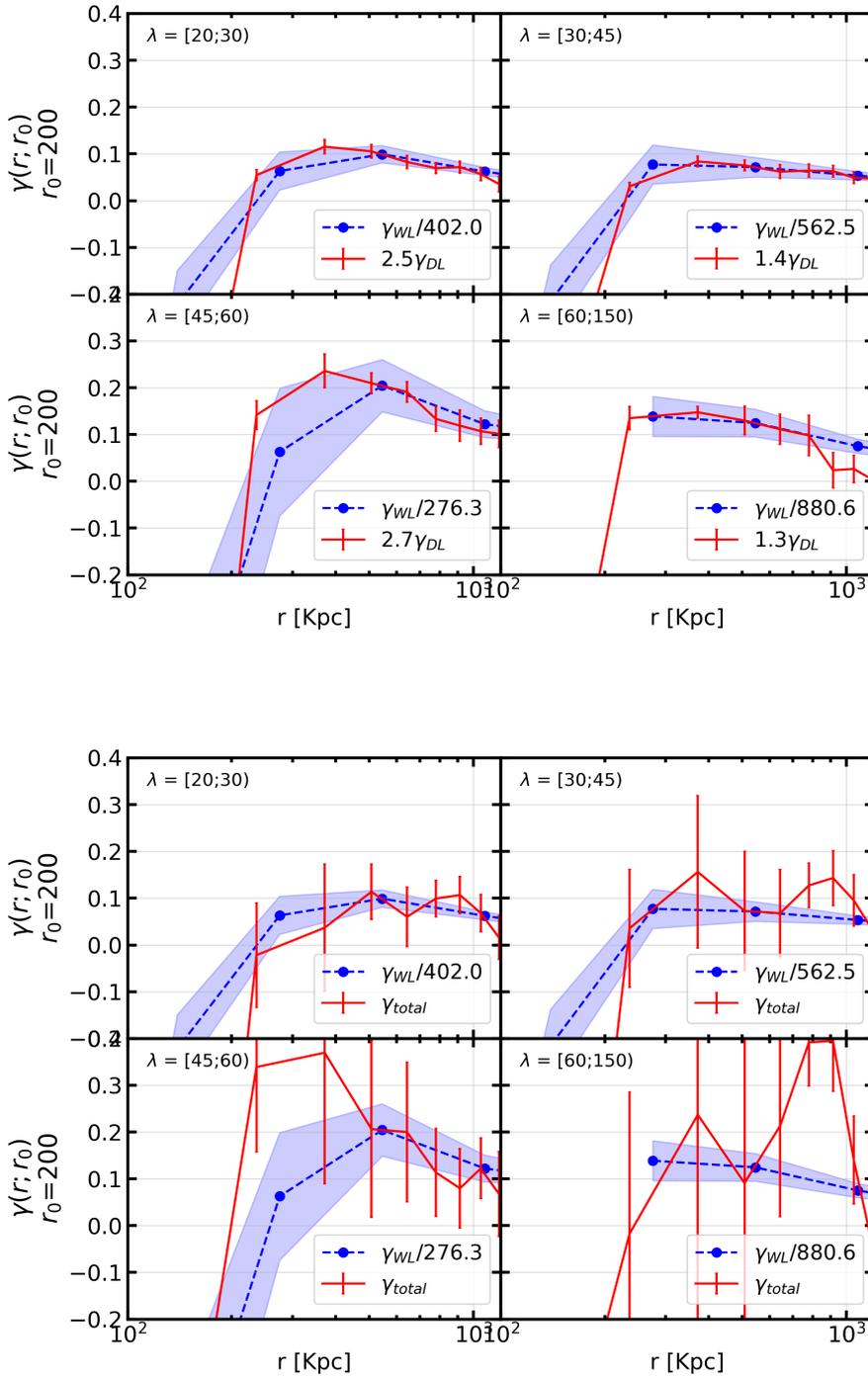


Figura 4.2: Comparação entre os perfis de Υ_{DL} e Υ_{WL} (**painéis superiores**) e perfis de Υ_{total} e Υ_{WL} (**painéis inferiores**). As linhas tracejadas azuis representam os perfis Υ_{DL} (painéis superiores) e Υ_{total} (painéis inferiores), enquanto as linhas sólidas vermelhas representam os perfis Υ_{WL} . As incertezas dos perfis são derivadas com o método Jackknife. Pode-se observar algum nível de semelhança entre os perfis ADSB de luz difusa, ADSB de luz total do aglomerado e ADSD de massa total do aglomerado. Embora a luz difusa pareça rastrear a distribuição de massa total do aglomerado além de 400 kpc mais perto do que a luz total do aglomerado.

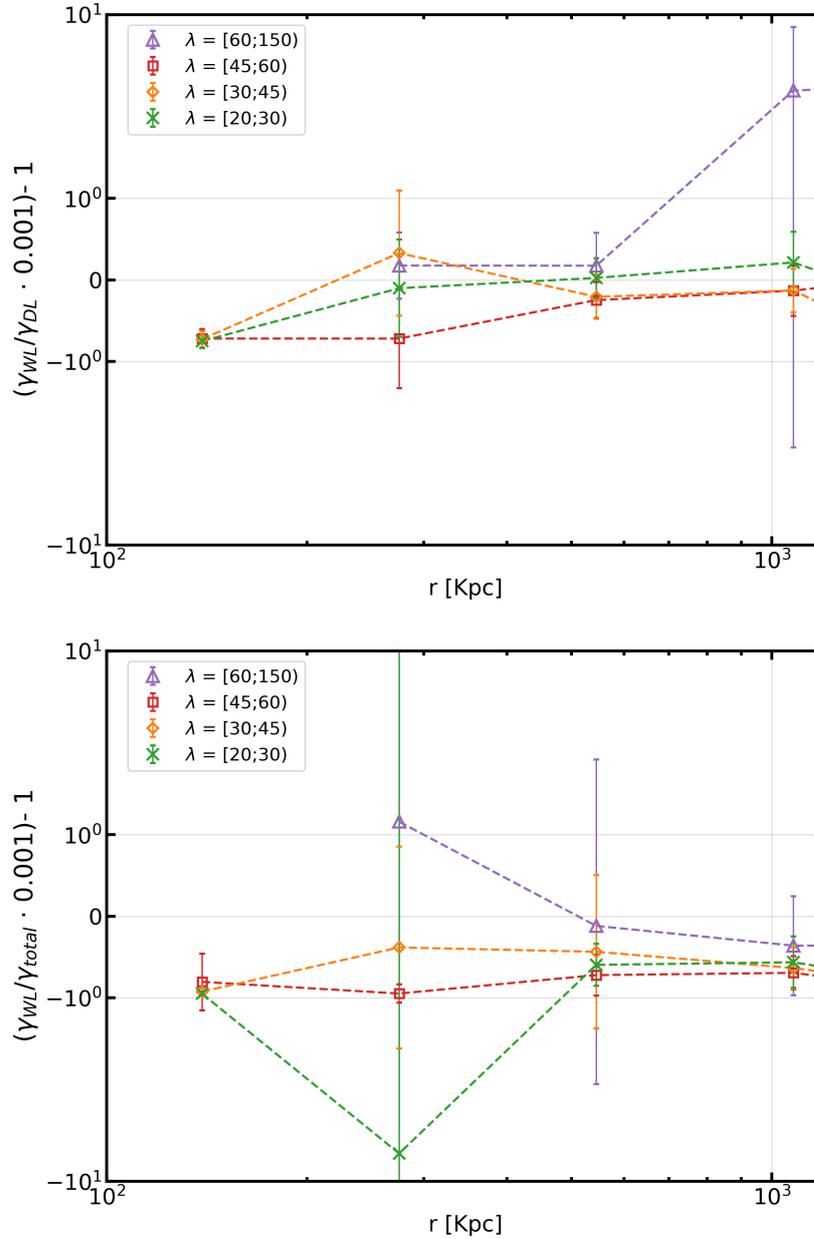


Figura 4.3: **Painel superior:** Perfis da razão $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{DL}$ como uma função do raio do aglomerado. **Painel inferior:** Perfis da razão $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{total}$ como uma função do raio do aglomerado. O fator de normalização foi escolhido com base na ordem de grandeza da razão $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{total}$, de modo que o fator de normalização desloque os perfis para um nível próximo de -1. As incertezas foram calculadas usando o método Jackknife. Os perfis da razão $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{DL}$ apresentam dependência radial bem próxima dentro de 200 kpc e em raios maiores que 200 kpc, apesar de levemente mais ruidosos, são próximos levando em conta as incertezas. Os perfis $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{total}$ também têm dependência radial próxima, contudo as comparações são ainda mais ruidosas que os perfis da razão $\Upsilon_{WL}/\Upsilon_{DL}$.

Capítulo 5

Luz difusa na simulação IllustrisTNG

Continuando a explorar as conexões entre luz difusa e a massa de aglomerados de galáxias, para tentar dar uma interpretação física às nossas análises, recorreremos à simulação IllustrisTNG (Nelson et al., 2019). Usando simulações somos capazes de analisar separadamente diferentes componentes do universo, acompanhar sua formação e evolução, junto com um embasamento físico. Embora não seja possível seguir, individualmente, estrelas desgarradas no meio intra-aglomerado, as simulações recentes evoluíram muito em tamanho, resolução e prescrições físicas, e somos capazes de separar halos de sub-halos e suas respectivas componentes estelares, e usar a diferença entre ambas como um indicador do que está desgarrado no aglomerado e compõe a luz difusa.

Neste capítulo, apresentamos a simulação IllustrisTNG, suas propriedades e como extraímos as informações relevantes. Finalmente, analisamos como a luz difusa se comporta nessa simulação frente à massa do halo, que como discutimos na introdução, é o paralelo do aglomerado de galáxias na simulação. No total, utilizamos 110 halos em nossa análise, que é um número pequeno para dividir a amostra em 4 sub-amostras menores como fizemos anteriormente. Por isso, realizamos a análise qualitativa com a amostra inteira de halos e quando dividimos a amostra, separamos apenas entre halos mais massivos e menos massivos (seção 5.4). A extração das informações das simulações foi liderada por nossa colaboradora Dra. Yuanyuan Zhang (*Fermi National Accelerator Laboratory* - FNAL), mas tive participação ativa nessas análises.

5.1 A Simulação IllustrisTNG

A simulação *Illustris The Next Generation*¹ (IllustrisTNG, Marinacci et al. 2018; Naiman et al. 2018; Nelson et al. 2018, 2019; Pillepich et al. 2017; Springel et al. 2018) é uma simulação magneto-hidrodinâmica de alta resolução que modela a formação e evolução de galáxias dentro do paradigma Λ CDM. IllustrisTNG é um projeto que dá sequência

¹<https://www.tng-project.org>

à simulação Illustris, aprimorando-a, aumentando a faixa de massa das galáxias e halos simulados e com melhorias nos modelos astrofísicos (mais detalhes em [Nelson et al. 2015](#)). A IllustrisTNG tem como objetivo ajudar nos estudos da formação e evolução de estruturas no universo, com destaque para a formação de galáxias (por ex: caracterizando massas estelares, cores, tamanhos e metalicidade). Temos duas motivações principais para usar a IllustrisTNG: além de ter seus dados públicos, somos capazes de analisar a luz difusa separadamente da luz estelar associada a um halo e seus sub-halos, sendo assim relevante para comparação com os nossos resultados.

Em nossa análise, o **sub-halo** é o componente análogo às galáxias nas observações. Enquanto o **halo**, que corresponde a uma estrutura maior que contém sub-estruturas menores, seu análogo em observações reais são os aglomerados de galáxias. O **sub-halo central** é um sub-halo cuja posição coincide com a posição central do halo. Todos os sub-halos que estão ligados gravitacionalmente ao halo, exceto o sub-halo central, são considerados **sub-halos satélites**. Por último, temos o **componente difuso**, como ele é difícil de resolver, é entendido como todas as partículas estelares dentro do raio virial do halo, exceto aquelas que estão ligadas aos sub-halos satélites. O diagrama na figura 5.1 mapeia como relacionamos os componentes encontrados nas observações e seus respectivos análogos em simulações. Na IllustrisTNG, o algoritmo *Friends-Of-Friends* (FOF, [Davis et al. 1985](#)) foi empregado para detecção de halos em cada *snapshot* da simulação. Enquanto que para a detecção e caracterização do sub-halo central e satélites foi utilizado o algoritmo SUBFIND ([Springel et al., 2001](#)), que encontra sobredensidades locais dentro de uma maior.

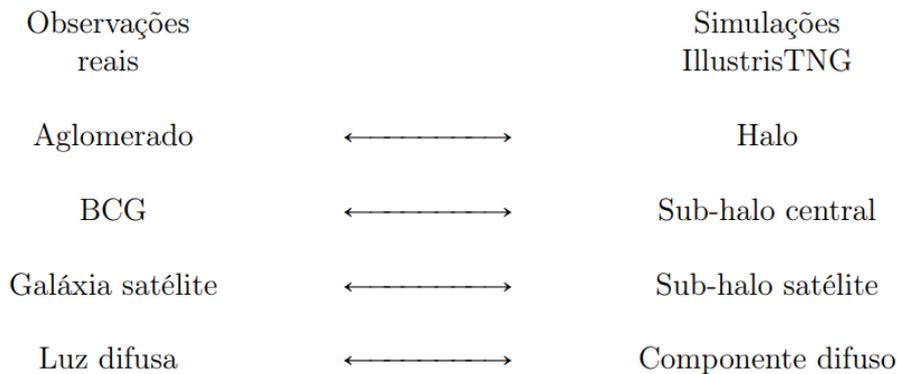


Figura 5.1: Diagrama de componentes analisados na simulação mostrando os análogos entre observações e simulações.

O projeto possui um total de 18 simulações com diferentes tamanhos, resolução de massa e complexidade da física incluída. As caixas da simulação possuem 3 tamanhos com volumes de $\sim 50, 100$ e 300 Mpc^3 , nomeadas de TNG50, TNG100 e TNG300, respectivamente (veja a figura 5.2). Cada um dos TNGs (TNG50, TNG100 e TNG300) tem 3 resoluções diferentes totalizando 9 simulações envolvendo matéria bariônica e matéria

escura.

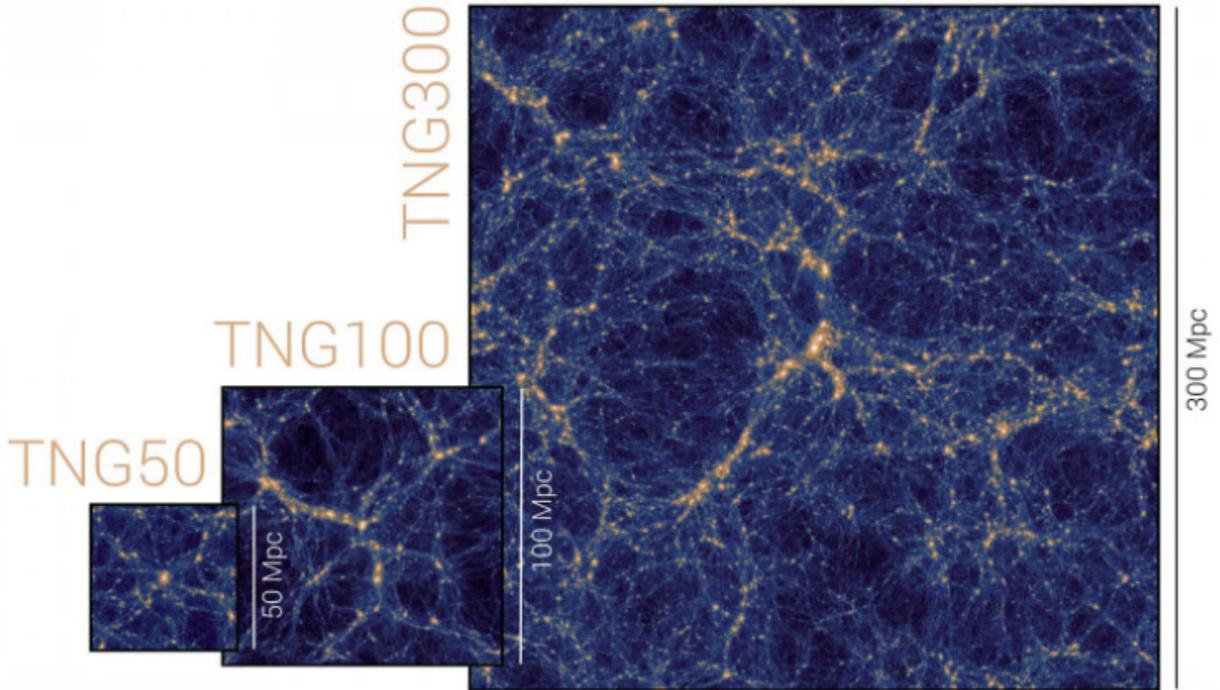


Figura 5.2: Os três tamanhos da simulação IllustrisTNG. A largura da caixa está em distância comóvel. As figuras estão mostradas em densidade de matéria escura projetada. Em cada simulação, o número em seu nome indica o comprimento do lado da caixa em Mpc: TNG50, TNG100 e TNG300. Os parâmetros cosmológicos adotados são dados pela densidade de matéria $\Omega_m = \Omega_{DM} + \Omega_b = 0.3089$, densidade bariônica $\Omega_b = 0.0486$, constante cosmológica $\Omega_\Lambda = 0.6911$, constante de Hubble $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ com $h = 0.6774$, normalização $\sigma_8 = 0.8159$ e índice espectral $n_s = 0.9667$ (valores extraídos de [Planck Collaboration et al. \(2016\)](#)). Figura tirada de [Nelson et al. \(2019\)](#).

A figura 5.2 mostra os três tipos de TNGs com relação aos volumes das simulações: TNG50, TNG100 e TNG300. Estes volumes foram escolhidos de acordo com a estratégia científica pretendida para cada um deles.

(i) TNG50 permite uma visão mais detalhada, por exemplo, das propriedades estruturais das galáxias e da estrutura do gás ao redor das galáxias.

(ii) TNG100 usa as mesmas condições iniciais usadas na simulação original do Illustris, porém com a cosmologia atualizada da IllustrisTNG. A ideia é poder comparar os resultados entre Illustris e o modelo TNG atualizado.

(iii) TNG300 permite o estudo do grau de aglomeração de galáxias, a análise de objetos raros, como grandes aglomerados de galáxias (dada a função de massa dos halos que favorece uma maioria de menores estruturas) e fornece a maior amostra de galáxias dentre essas simulações. Neste trabalho, usamos apenas TNG300-1, onde o dígito 1 representa a simulação TNG300 de mais alta resolução como mostra a tabela 5.1.

Nome	L_{box} [cMpc]	N_{GAS} –	N_{DM} –	m_{baryon} [$10^6 M_{\odot}$]	m_{DM} [$10^6 M_{\odot}$]	N_{cores} –
TNG300-1	302.6	2500 ³	2500 ³	11	59	24000
TNG300-2	302.6	1250 ³	1250 ³	88	470	6000
TNG300-3	302.6	625 ³	625 ³	703	3764	768

Tabela 5.1: Características da simulação TNG300 nos 3 níveis de resolução. A unidade cMpc corresponde a distância comóvel em Mpc. Tabela baseada em [Pillepich et al. \(2017\)](#). Em nossa análise, usamos apenas TNG300-1, que é a simulação de maior resolução.

Na simulação TNG300-1 utilizamos o *snapshot* de *redshift* 0.27 (*snapshot* 79²), que corresponde aproximadamente ao *redshift* médio da nossa amostra de aglomerados. Seleccionamos halos com massas M_{200m} acima de $10^{14} M_{\odot}/h$, que correspondem aproximadamente à faixa de massa dos aglomerados redMaPPer analisados e eliminamos halos que estão dentro de $20 h^{-1}$ Mpc dos limites do *snapshot* para evitar efeitos de borda. Esses critérios de seleção renderam 110 halos adequados para nossa análise. Esse número é inferior ao número total de aglomerados utilizados nas análises do capítulo 3 e 4, o que dificulta uma divisão da amostra em 4 bins de riqueza (ou massa) como fizemos anteriormente. Por isso, a divisão que realizamos da luz difusa neste capítulo, quando feita, é apenas com relação a halos muito massivos $14.3 < \log_{10} M_{200m} < 15$ e menos massivos $14 < \log_{10} M_{200m} < 14.3$ (seção 5.4). Em seguida, calculamos as densidades das partículas estelares, partículas da matéria escura e partículas de gás da simulação em função do raio 3D do halo e também do raio 2D projetado no plano (x, y) da simulação.

5.2 Dependência radial da luz difusa e massas na simulação

Para calcular os perfis de densidade radial da luz difusa na simulação, primeiro calculamos os perfis de densidade radial das partículas estelares contidas nos sub-halos. A massa estelar do sub-halo com o dobro do raio a meia-massa estelar dos sub-halos é usada para derivar esses perfis, e limitamos o cálculo aos sub-halos de massa estelar acima de $10^9 M_{\odot}$, contidos no raio onde a velocidade das partículas estelares é máxima na curva de rotação que tipicamente é considerado um bom indicador do raio (veja *haloes gone MAD*, [Knebe et al. 2011](#)). Os limites mínimos do raio e da massa do sub-halo são selecionados para corresponder aproximadamente ao raio de máscara da galáxia e ao limite de profundidade de nossas medições. Ao fazer essa correspondência, não tentamos fazer um *mock catalog*, tentando reproduzir exatamente as propriedades de nossas observações, simplesmente aplicamos o limite de $\lambda > 20$ do redMaPPer que corresponde a uma massa mínima

²<https://www.tng-project.org/data/downloads/TNG300-1/>

de $\approx 10^{14} M_{\odot}$. O perfil do sub-halo estelar é subtraído dos perfis de densidade radial de todas as partículas estelares ao redor dos halos, e o resultado da subtração é considerado a distribuição radial estelar difusa. Esses cálculos são feitos tanto em três (3D) quanto em duas dimensões (2D) para derivar a distribuição radial 3D e 2D projetada, no plano (x, y) da simulação, da luz difusa.

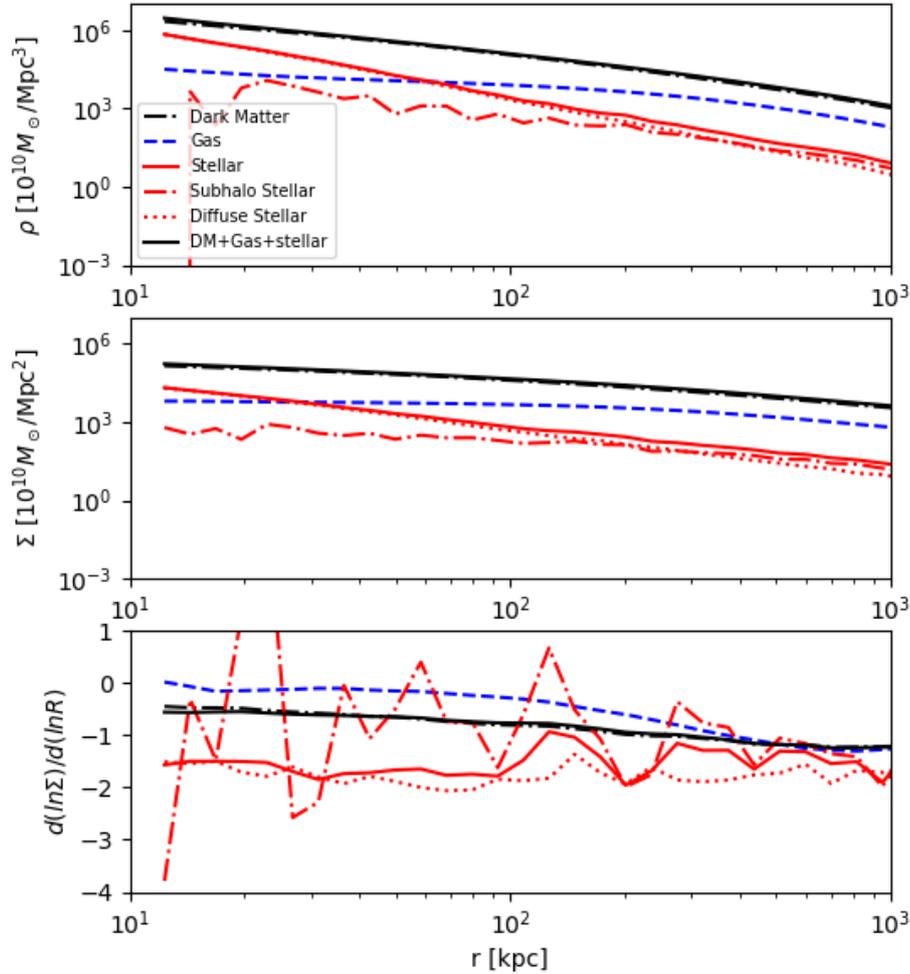


Figura 5.3: Os perfis de densidade radial em distâncias projetadas 3D (ρ , **painel superior**) e 2D (Σ , **painel do meio**) de vários componentes da massa de aglomerados na simulação IllustrisTNG 300-1 - matéria escura, gás, luz difusa e massa estelar do sub-halo - bem como as densidades totais de massa do halo. **Painel inferior:** Mostra a derivada radial das densidades radiais no espaço projetado 2D. Ao longo dos painéis, notamos que a luz difusa do halo é a mais concentrada, enquanto o conteúdo gasoso do halo parece ter a menor concentração radial, o que é consistente com a luz difusa produzida pelo *stripping*/ruptura da galáxia próximo ao centro do halo, enquanto as partículas de gás experimentam interações frequentes que achatam sua distribuição radial. O traçador radial mais fiel da distribuição da matéria escura do halo é a massa estelar do sub-halo.

Os painéis superior e intermediário da figura 5.3 mostram os perfis radiais médios, 3D (ρ) e 2D (Σ) respectivamente, de matéria escura, de gás e de estrelas, onde a média foi tomada sobre todos os halos selecionados para aumentar a razão sinal-ruído da análise. A

área da simulação é muito pequena com relação à área usada em nossa análise do DES e isso impossibilita o uso de Jackknife, por isso não calculamos as incertezas associadas aos perfis nas simulações. Nos perfis radiais 3D ou 2D projetados, o conteúdo estelar total (linha contínua preta) do halo parece ter distribuição radial mais concentrada, enquanto o componente de gás (tracejado azul) do halo parece ter a distribuição radial menos concentrada. Nem as partículas associadas a estrelas nem ao gás parecem seguir a tendência radial da matéria escura (ou da massa total do halo). Entretanto, após separar o conteúdo estelar total do halo nos componentes difuso e sub-halo (traço-ponto vermelho), notamos que o componente estelar do sub-halo tende a seguir a mesma tendência da distribuição radial de matéria escura (ou massa total do halo). Diferentemente, o componente estelar difuso (pontilhado vermelho) se desvia da distribuição radial de matéria escura do halo. A luz difusa tem densidades centrais próximas das componentes estelares, mas a medida que se afasta para as partes mais externas do halo, sua inclinação maior faz com que ela se torne o componente do halo mais concentrado radialmente.

Ainda na figura 5.3, para realçar a comparação entre componentes, mostramos no painel inferior a derivada da densidade radial 2D (em logaritmo natural, \ln) em função do raio dos vários componentes. Tal como descrito acima, o traçador radial mais fiel da distribuição de matéria escura do halo (ou massa total do halo) é a massa estelar do sub-halo (apesar de bastante ruidosa). A componente de gás do halo tem a inclinação radial mais horizontal (derivada próxima de zero) dentre todos os componentes analisados, enquanto o componente estelar difuso do halo tem a inclinação radial mais consistentemente íngreme e, portanto, é o mais concentrado radialmente. Isso não é totalmente surpreendente, já que se espera que a luz difusa se origine da *stripping*/ruptura da galáxia, que ocorre preferencialmente perto das regiões centrais do halo onde a parte mais externa de matéria escura dos sub-halos é destruída. Embora o comportamento do gás não seja surpreendente, os resultados da componente difusa não parecem estar em acordo com o que encontramos na análise de lentes gravitacionais fracas no capítulo 4. Mais adiante, discutimos essa aparente dicotomia entre os resultados da comparação de luz difusa com lentes fracas e simulações.

Como na seção 4.2.1, para viabilizar a comparação da simulação com perfis de densidade de matéria e densidade de luz difusa do aglomerado, convertamos as densidades radiais projetadas 2D da simulação em Υ . Essa conversão e a amplitude de sua escala fez com que variações radiais dos vários componentes do halo ficassem menos evidentes, como mostrado no painel superior da figura 5.4. Para contornar isso, mostramos as razões entre o perfil Υ da massa total do halo, usado como referência, e o perfil Υ do respectivo componente ($\Upsilon_{total}/\Upsilon_{component}$) no painel inferior da figura 5.4. Dessa figura, podemos concluir que o perfil Υ da luz difusa (pontilhado vermelho) do halo cai mais rapidamente com o raio do halo, enquanto o gás intra-aglomerado (tracejado azul) possui um perfil Υ que sobe mais lentamente com o raio do halo. Esses resultados da simulação apontam

que a luz difusa não é um bom indicador do comportamento radial da massa total do aglomerado.

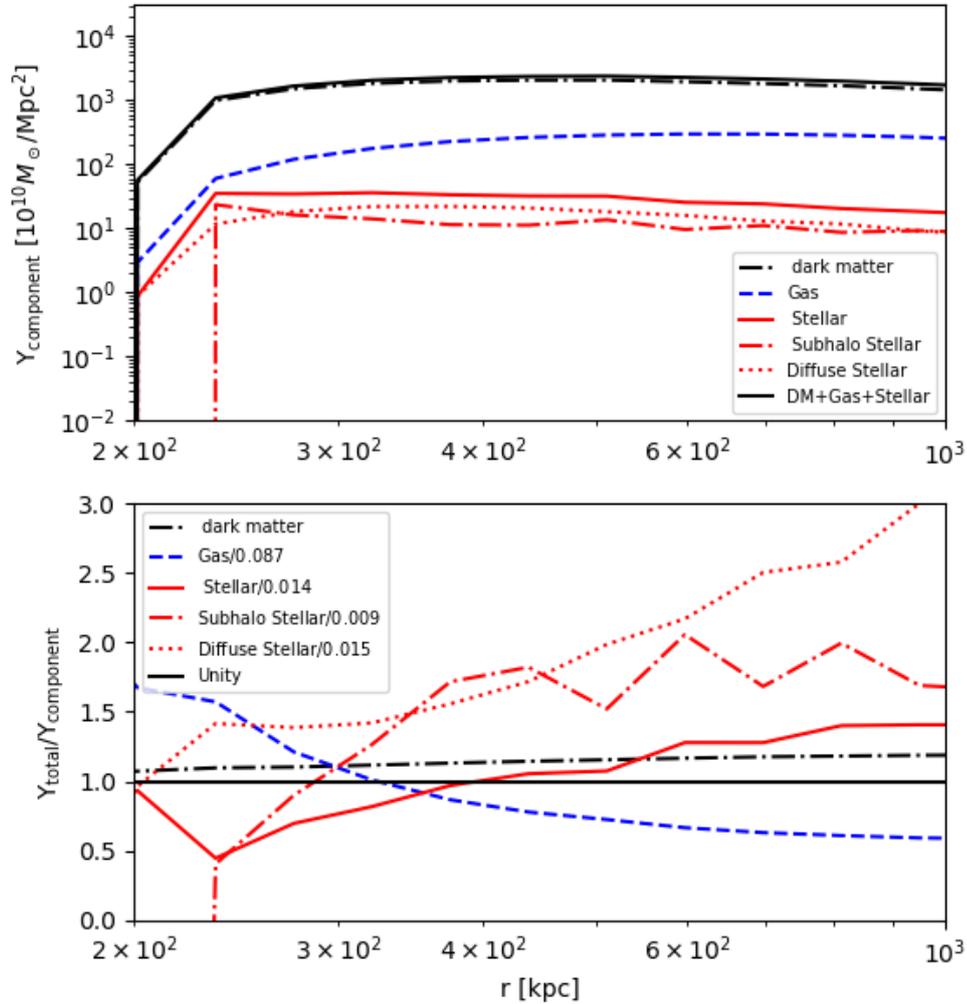


Figura 5.4: **Painel superior:** os perfis de densidade Υ de vários componentes de aglomerados - massa total do halo, matéria escura, gás, luz difusa e massa estelar do sub-halo - derivadas dos perfis de densidade radiais projetados em 2D na figura 5.3. **Painel inferior:** as razões relativas entre os perfis de massa total do halo e os vários componentes de massa de halo - matéria escura, gás, luz difusa e massa estelar do sub-halo. Os denominadores nas legendas representam os fatores de normalização utilizados para cada componente. Estes fatores de normalização foram calculados como sendo o valor médio da razão $\Upsilon_{\text{component}} / \Upsilon_{\text{total}}$ em relação a todos os bins de raio. Os perfis Υ da massa estelar do sub-halo parecem ter a mesma tendência radial com o perfil de massa total do halo, enquanto o perfil Υ da luz difusa do halo parece diminuir mais rapidamente com raio crescente do que o perfil Υ da massa total do halo. O componente de massa halo menos concentrada radialmente, a massa de gás, possui um perfil Υ que cai mais lentamente com o aumento do raio.

5.3 Luz difusa é um bom indicador da massa do halo?

Na seção 5.2, concluímos que, segundo a simulação, a luz difusa não é um bom traçador radial da distribuição de massa dos aglomerados, mas tanto nossa análise (seção 4.2.1) quanto estudos anteriores observaram uma forte correlação entre a luz difusa e a massa total do aglomerado (e.g. Montes & Trujillo, 2018; Pillepich et al., 2017; Pillepich et al., 2014), por exemplo: na forma similar das linhas de contorno da densidade radial de luz difusa e da massa do aglomerado (e.g. Montes & Trujillo, 2019) ou na autossimilaridade dos perfis radiais de luz difusa (Z19). É possível que, embora a luz difusa não rastreie bem a distribuição de massa do aglomerado, ela ainda tenha uma forte dependência da massa do aglomerado. Assim, mesmo que os perfis de luz difusa não possam ser usados para mapear diretamente a distribuição de matéria escura dentro dos aglomerados, sua luminosidade total ainda pode servir como um importante indicador de massa de aglomerados.

Nesta sub-seção, examinamos as correlações entre a massa do halo e os vários componentes da massa bariônica do halo, incluindo a luz difusa, a massa estelar do sub-halo e a massa de gás. Para cada halo na simulação calculamos suas massas estelares difusas, massas estelares do sub-halo, massas estelares totais (difusa + sub-halo) e massas de gás, integradas em faixas radiais em 3D e discutimos sua projeção 2D. Visualizações das relações entre as massas desses componentes e a massa total do aglomerado em diferentes faixas de raios são mostradas na figura 5.5 no painel superior. A derivada (em logaritmo, log), que corresponde a inclinação dessas relações, é apresentada no painel intermediário, e no painel inferior, é apresentado o espalhamento dessas relações.

Nas faixas radiais acima de 50 kpc, todos os componentes da massa bariônica do aglomerado mostram correlações claras com a massa do aglomerado. De 15 kpc a 50 kpc, a massa estelar sub-halo do aglomerado não mostra correlação significativa com a massa do aglomerado; a massa difusa e a gasosa ainda mostram correlações, mas a dependência de massa é mais branda que as outras faixas radiais, medida pela inclinação das relações massa do componente/massa do halo.

Uma quantidade importante para definir se um indicador de massa é bom, é a sua dispersão em função da massa do halo. No painel inferior da figura 5.5, mostramos a dispersão média das massas do componente em torno de seus valores médios em uma faixa de massa de halo fixa. Como estabelecido em estudos anteriores (e.g. Kravtsov et al., 2006; Voit, 2005) e em nossa análise, a massa de gás do halo é um excelente indicador pela menor dispersão - em torno de 0.1 dex ao longo dos 15 kpc à faixa radial de 500 kpc. Em seguida, na escala de dispersão de indicadores, a massa estelar difusa é um excelente indicador de massa, com uma dispersão em torno de 0.2 a 0.25 dex na faixa radial de 15 kpc a 300 kpc. No entanto, a dispersão da massa estelar difusa aumenta com o raio, o que é causado pela rápida diminuição da densidade da componente estelar difusa com o

raio. A massa estelar total do halo tem dispersão similar a da massa estelar difusa do halo em 300 kpc, mas isso provavelmente ocorre devido à predominância da luz difusa nessa faixa de raio. A massa estelar dos sub-halos tem a maior dispersão dentre todos os componentes, em torno de 0.2 a 0.5 dex, dependendo da faixa de raio. Acima de 300 kpc, a dispersão da massa estelar do sub-halo começa a se aproximar da dispersão da massa difusa e, ao mesmo tempo, torna-se um contribuidor importante da massa estelar total do halo.

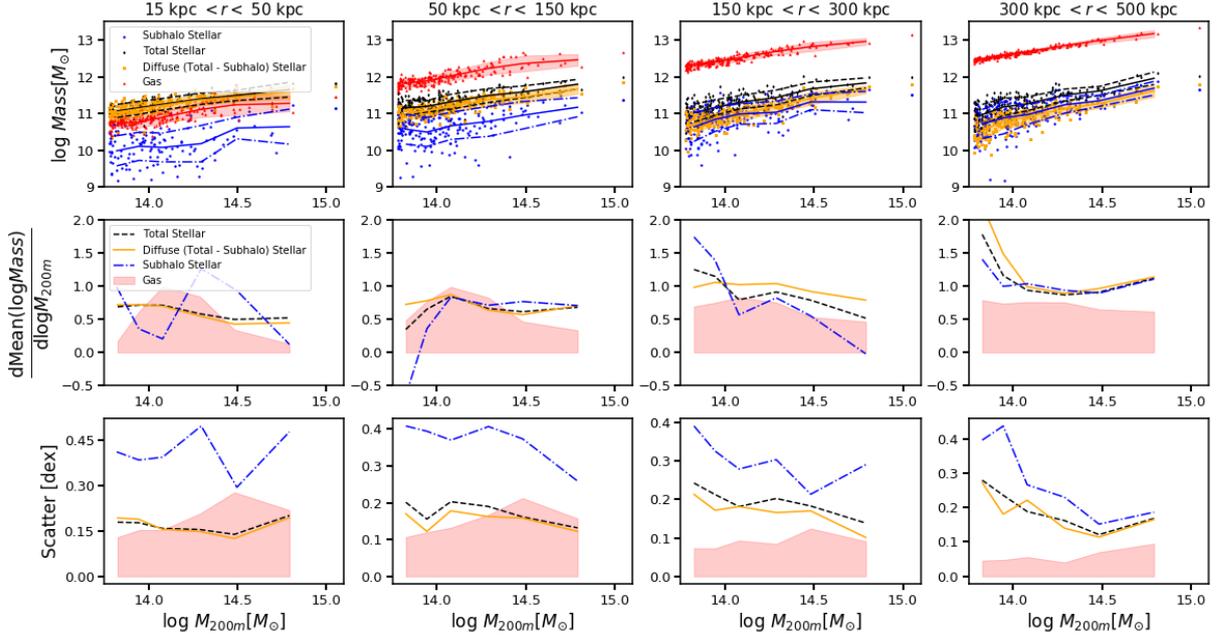


Figura 5.5: Relações entre os componentes e a massa total do halo para a análise em 3D e ainda, o espalhamento dessas relações como função do raio. **Painel superior:** Componentes de massa do halo integrados em quatro faixas radiais *VS* massa total do halo M_{200m} na simulação do IllustrisTNG 300-1. **Painel do meio:** Inclinações das relações médias entre os vários componentes da massa do halo e a massa total do aglomerado. **Painel inferior:** Espalhamento dos vários componentes da massa do halo em faixas fixas da massa de halo, o que mostra que o componente de gás do halo possui o indicador de massa de halo menos disperso, sendo seguido pela luz difusa do halo que também é um indicador da massa do halo com baixa dispersão.

Comparando essas componentes de massa estelar, a massa de luz difusa do halo é o segundo melhor indicador de massa (só não sendo melhor que o gás) dentro de 500 kpc devido ao seu baixo espalhamento. Além disso, a massa estelar total do halo deve ser incluída na análise para minimizar a dispersão, o que não foi considerado em trabalhos anteriores (Anbajagane et al., 2020; Palmese et al., 2020). Dessa forma, essa análise está em acordo com os resultados da seção 3.1, onde encontramos que a luz difusa é um bom indicador da massa total do aglomerado.

Entretanto, é importante ressaltar que essas conclusões foram extraídas da análise dos

perfis em 3D, enquanto observações são, quase sempre³, medidas no plano do céu, ou no caso da simulação, relacionadas às medidas 2D no plano (x, y) e, portanto, afetadas pelas estruturas de *fore-* e *background*, as quais são difíceis de serem separadas sem informação de cor ou espectroscopia. Acontece que ao fazer essa análise dos perfis 2D da simulação (figura 5.6), medimos que a dispersão dos indicadores da massa estelar do halo aumenta em relação aos perfis 3D. Poderia ser possível reduzir essa dispersão nas simulações e ao mesmo tempo emular as observações, com informações de cores dos objetos. Na figura 5.7, observamos que os sub-halos satélites em halos massivos na simulação não exibem uma sequência vermelha um pouco mais larga do que nas observações, como por exemplo em Hennig et al. (2017). Hennig et al. (2017) mediram uma dispersão para a sequência vermelha entre 0.02 a 0.04 mag em alguns aglomerados massivos no DES, enquanto para a IllustrisTNG 300-1 em redshift 0.27, notamos uma dispersão para a sequência vermelha era de 0.05 a 0.07 mag para as galáxias com cor $g-r > 0.6$. Na figura 5.7, a fração de sub-halos se coloca em uma larga sequência vermelha faz com que seja difícil escolher um corte de cor razoável para limpar os efeitos de projeção. Algo mais preocupante nesse achado é que as prescrições de como estrelas são formadas podem não ser bem reproduzidas, e isso poderia afetar mesmo a medida da fração de luz difusa nos halos. Naturalmente, explorar as limitações de simulações está além do escopo desse trabalho.

³com exceção, por exemplo, da presença de medidas de *redshifts* espectroscópicos

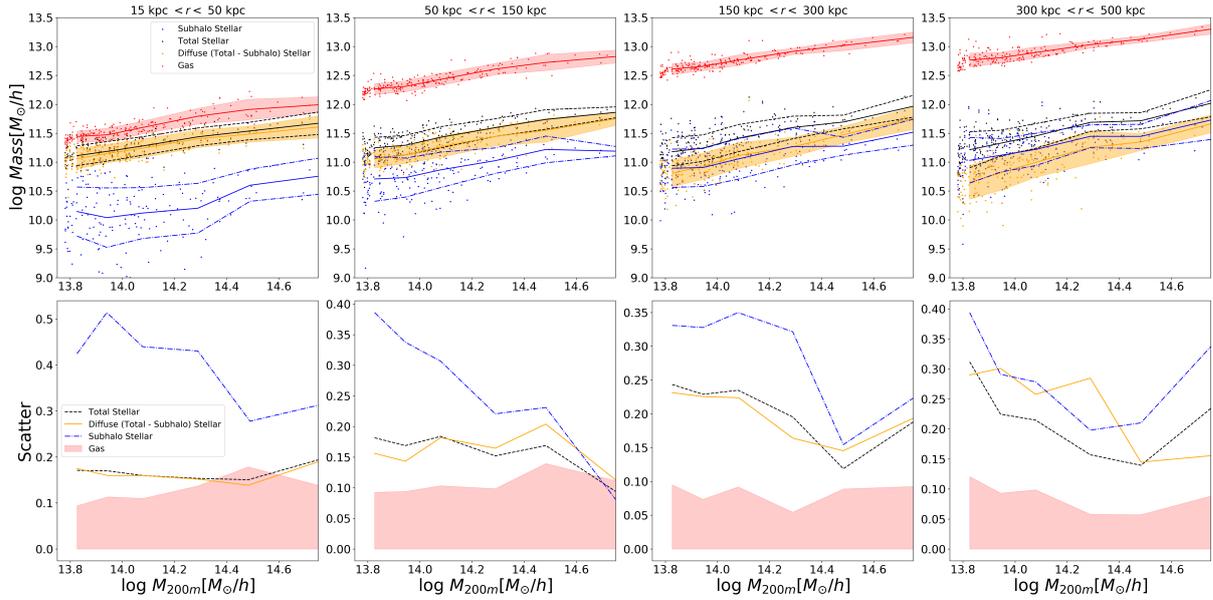


Figura 5.6: Relações entre as massas dos componentes e a massa total do halo para a análise em 2D e ainda, o espalhamento dessas relações como função do raio. **Painel superior:** Componentes de massa do halo integrados em quatro faixas radiais *VS* massa total do halo M_{200m} na simulação do IllustrisTNG 300-1. **Painel inferior:** Espalhamento dos vários componentes da massa do halo em faixas fixas da massa de halo, sendo componente de gás do halo possui o indicador de massa de halo menos disperso e a dispersão dos indicadores da massa estelar do halo cresce em relação ao resultado em 3D (mostrado na figura 5.5), por conta das estruturas de *fore-* e *background*.

Dada a importância vital do desenvolvimento de indicadores de massa do halo de baixa dispersão para estudos cosmológicos usando aglomerados de galáxias como vínculos, seria interessante realizar mais estudos observacionais incluindo a massa estelar total do aglomerado ou massa estelar difusa do aglomerado, especialmente usando dados em múltiplos comprimentos de onda (e.g. Farahi et al., 2019; Palmese et al., 2020).

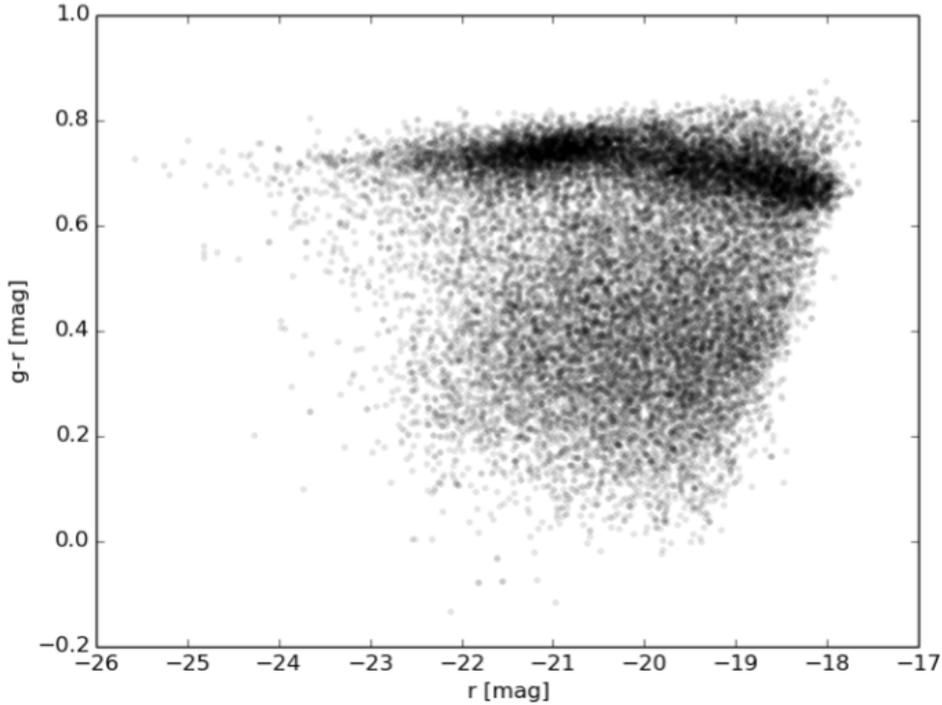


Figura 5.7: Diagrama cor magnitude para sub-halos na simulação. A distribuição da magnitude absoluta na banda r é mostrada na parte superior da figura, enquanto a distribuição de cor $g - r$ é mostrada à direita da figura. A distribuição da cor $g - r$ mostra uma bimodalidade entre sub-halos mais vermelhos e mais azuis, porém notamos que a sequência vermelha para os sub-halos satélites em halos massivos na simulação é mais larga que a sequência vermelha encontrada em [Hennig et al. \(2017\)](#).

5.4 Perfil de luz difusa em função da massa

Como nossa amostra de halos é menor que a amostra de aglomerados de galáxias, não podemos aplicar nos halos a mesma divisão em bins de massa feita para os aglomerados, sob o risco de aumentar muito o ruído da análise, prejudicando as interpretações. Entretanto, acreditamos que vale a pena dividir a amostra de halos em dois bins de massa para tentar aferir, ao menos qualitativamente, como halos de alta e baixa massa se comportam com respeito à sua luz difusa e fração com relação à luz total. Reanalizamos os perfis de luz estelar difusa na simulação IllustrisTNG 300-1 de forma similar a feita no capítulo 3. Na figura 5.8, no painel superior, apresentamos os perfis radiais projetados em 2D da massa estelar difusa e da massa estelar total do halo divididos em duas faixas de massa dos halos: $14 < \log_{10} M_{200m} < 14.3$ e $14.3 < \log_{10} M_{200m} < 15$. No painel do meio, mostramos a fração estelar difusa na simulação.

Esses resultados são comparáveis, qualitativamente, aos resultados observacionais mostrados nas figuras 3.1, 3.4 e 3.7. Na figura 3.1 e no painel superior da figura 5.8, encontramos que a luz estelar difusa é mais abundante em aglomerados mais massivos e que as frações de luz estelar difusa não parecem mudar muito com a faixa de massa dos halos.

No entanto, na figura 3.7 e no painel intermediário da figura 5.8, as frações de luz difusa parecem ser significativamente mais altas na simulação do que nas observações, chegando a $\sim 40\%$ em 1 Mpc do centro do halo (novamente, que é o análogo do aglomerado para a simulação), enquanto as medidas nos perfis dos aglomerados tem bem menos que isso na periferia do aglomerado. É possível que, similarmente à inconsistência da formação estelar que não reproduz a sequência vermelha, a luz difusa tenha sido produzida em excesso na simulação nas regiões externas dos halos. Infelizmente, está além do escopo de nossa análise entender esses problemas na simulação.

Continuando com as analogias entre luz difusa nos halos e aglomerados, na figura 3.4 e no painel inferior da figura 5.8, também calculamos a média dos perfis de massa estelar difusa após o redimensionamento pelo R_{200m} do halo. Da mesma forma que para os aglomerados de nossa amostra (seção 3.2), os perfis de massa estelar difusa também exibem autossimilaridade.

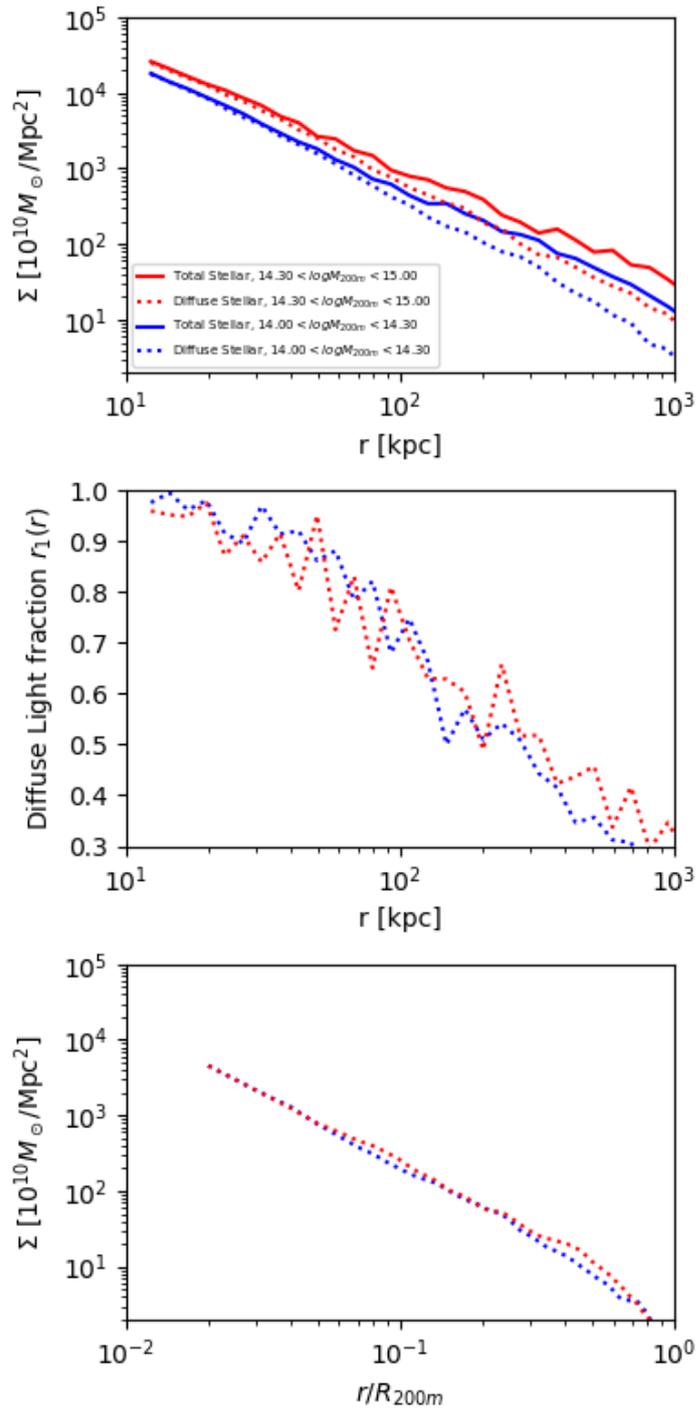


Figura 5.8: Propriedades da massa estelar difusa na simulação: a massa estelar difusa e os perfis radiais de massa estelar total do aglomerado (**painel superior**), a fração difusa estelar (**painel do meio**) e a massa estelar difusa escalonadas para um raio R_{200m} e perfis radiais de massa estelar total do aglomerado (**painel inferior**). Essas propriedades estelares difusas, bem como as propriedades estelares totais do aglomerado, estão em concordância qualitativa com as medidas observacionais desta análise.

Capítulo 6

Conclusões

Nesta tese apresentamos pela primeira vez uma comparação direta da dependência radial do brilho superficial da luz difusa de aglomerados de galáxias com a sua distribuição de massa, como calculada por medidas de lente gravitacional fraca para uma amostra de aglomerados com um tamanho significativo (528 aglomerados) que alcança medidas de luz difusa com boa razão S/N até cerca de 1 Mpc e está na faixa de *redshift* $0.2 \leq z \leq 0.35$.

Usamos imagens e catálogos do DES, e um método de co-adição de imagens para obter medições de alto S/N das propriedades de luz difusa. Agrupamos os aglomerados de galáxias em faixas de riqueza, um indicador de massa para buscadores de aglomerado no óptico, como é o caso do redMaPPer, algoritmo usado nesse trabalho. Estudamos os perfis de brilho superficial radial da luz difusa, onde por luz difusa consideramos BCG + ICL, sua luminosidade integrada e a fração da luz difusa sobre a luminosidade estelar total do aglomerado. Para avaliar a relação entre luz difusa e massa do aglomerado, comparamos os perfis de luz difusa com os perfis de densidade de massa obtidos através da técnica de lentes gravitacionais fracas. Para tentar compreender melhor os processos envolvidos na relação entre luz difusa e massa do aglomerado, investigamos as propriedades da luz difusa na simulação IllustrisTNG 300-1 e comparamos com nossas observações.

Observamos que aglomerados mais massivos têm mais luz difusa nas regiões além de um raio de 20 kpc do centro do aglomerado, e a tendência da dependência em massa se torna mais evidente com o aumento do raio do aglomerado. Nas partes centrais dos aglomerados, com raio menor que 15 kpc, onde a BCG domina e outros processos de formação e evolução atuam, como de dentro-para-fora ([van Dokkum et al., 2010](#)), é difícil discriminar os perfis de diferentes riquezas.

Da mesma forma, ao olharmos para os perfis integrados, aglomerados mais massivos contêm mais luz na forma de luz difusa, e essa dependência em massa se torna mais acentuada com o aumento do raio do aglomerado usado para calcular essas luminosidades estelares. As luminosidades estelares totais contidas em torno de ~ 300 kpc do raio do aglomerado mostram correlação significativa com a massa total do aglomerado.

Um outro fator importante para reforçar a conexão entre o conteúdo de luz difusa e a

massa do aglomerado, é a autossimilaridade dos perfis, uma propriedade comum aos halos de matéria escura, que podem ser ajustados por um perfil universal NFW (Navarro et al., 1995). Igualmente, os perfis de brilho superficial de luz difusa, quando re-escalados pelo raio R_{200m} , parecem seguir uma distribuição universal, exceto nas partes centrais do aglomerado, onde a BCG contribui mais para a luz difusa.

Como a eficiência dos processos de remoção de estrelas de galáxias durante a formação do aglomerado pode variar com a sua massa, por exemplo, com aglomerados mais massivos tendo um maior número de interações (Murante et al., 2004), também analisamos a fração da luz difusa sobre a luz estelar total do aglomerado como uma função do raio e da massa do aglomerado. A fração de luz difusa cai com o aumento do raio do aglomerado, atingindo $\sim 24\%$ em ~ 700 kpc. Entretanto, curiosamente, a fração de luz difusa não parece ser dependente da massa do aglomerado dentro da faixa de 1 Mpc de raio considerada nessa análise, possivelmente porque o crescimento do aglomerado está bem correlacionado com o acúmulo de luz difusa dentro dessa faixa radial.

Além de nos ajudar a entender os processos astrofísicos que ocorrem no interior de aglomerados de galáxias, a luz difusa pode nos ajudar a responder a pergunta chave desse trabalho: será a luz difusa um bom indicador da massa do aglomerado? Essa é uma propriedade fundamental, principalmente para estabelecer a função de massa dos aglomerados e tentar vincular as propriedades da energia escura, em sua disputa contra a gravidade na formação de estruturas no universo (McClintock et al., 2019; Rozo & Rykoff, 2014). Para responder nossa pergunta, comparamos diretamente o brilho radial superficial da luz difusa com o perfil de massa total (incluindo matéria escura) dos aglomerados usando a técnica de lentes gravitacionais fracas. Como essas grandezas são bem diferentes, usamos uma transformação para poder compará-las de forma direta e qualitativa (Mandelbaum et al., 2013). Vimos que os perfis radiais de luz difusa acompanham muito bem, dentro das incertezas, a distribuição de massa dos aglomerados. Ao comparar com a luz total do aglomerado, essa relação com a distribuição de matéria, ainda que presente, é muito mais ruidosa.

Para dar um amparo físico à nossa análise, usamos a simulação IllustrisTNG (Nelson et al., 2015), onde a distribuição radial da luz difusa é mais concentrada em direção ao centro do que a distribuição da massa do aglomerado (incluindo a matéria escura), enquanto o perfil radial da massa estelar do sub-halo do aglomerado parece corresponder bem ao da massa do aglomerado. Encontramos que a massa estelar total de luz difusa tem boa correlação com a massa de aglomerados e apresenta uma dispersão baixa, que é comparável à relação de escala da massa de gás de aglomerados dentro de 150 kpc e especialmente de menor dispersão que a relação da massa do aglomerado e a massa estelar do sub-halo ao longo da faixa de raio de 0 a 500 kpc. Esse resultado é consistente com nossa observação de que a luz difusa tem uma excelente relação de escala com a massa do aglomerado.

Dados os resultados dessas análises, podemos voltar à pergunta original, a luz difusa intra-aglomerado é um bom indicador da distribuição de massa em aglomerados de galáxias? Provavelmente sim. Observamos que o perfil radial da luz difusa guarda alguma semelhança com o perfil de massa medido através de lentes gravitacionais fracas. Entretanto, a comparação entre esses perfis na simulação IllustrisTNG não tem um acordo tão bom quanto nas observações. Não obstante, o brilho da luz difusa, especialmente nas partes externas dos aglomerados (halos), acompanha bastante bem a massa/riqueza de aglomerados (halos) com uma relação do tipo lei de potência tanto na observação quanto na simulação. Dessa forma, recomendamos a luz difusa como um potencial indicador de massa de baixa dispersão para estudos de astrofísica e cosmologia. Esses indicadores de massa podem ser particularmente úteis para aglomerados de baixa massa, onde os dados em comprimentos de onda como raios X (Reiprich & Böhringer, 2002; Vikhlinin et al., 2009) e efeito SZ (Bleem et al., 2015) são escassos ou difíceis de se obter, como com lentes fracas (McClintock et al., 2019), como discutimos na seção 1.3, tornando a estimativa precisa da massa de aglomerados uma atividade desafiadora (veja por exemplo a discussão em DES Collaboration et al., 2020), mas levantamentos ópticos como o DES, que cobrem grandes áreas com profundidade, são o suficiente para obter medições precisas de luz difusa.

O futuro é, literalmente, brilhante para estudos de luz difusa. O próximo estágio de experimentos, como o *Legacy Survey of Space and Time* (LSST)¹ e o Euclid Wide Survey² oferecem uma excelente oportunidade para explorar melhor as propriedades da luz difusa de aglomerados de galáxias, dado a grande sensibilidade e profundidade que será alcançada por eles. Além disso, grandes amostras como a do DES permitem explorar outras relações entre propriedades de aglomerados de galáxias e a luz difusa. Por exemplo, não exploramos o efeito do processo de relaxamento de aglomerados na produção de luz difusa, nem estudamos a correlação entre parâmetros morfológicos de aglomerados (por exemplo, assimetria e concentração) e luz difusa. Enquanto isso, as simulações ainda precisam explicar a origem da luz difusa e apresentar evidências que correspondam às propriedades da luz difusa nas observações. Defendemos que continuar estudando a luz difusa com observações e simulações terá muito a contribuir para entender a evolução das galáxias e aglomerados de galáxias.

¹<https://www.lsst.org>

²<https://www.euclid-ec.org>

Referências Bibliográficas

- Abbott, T. M. C., Abdalla, F. B., Allam, S., et al. 2018, *Astrophys. J. Suppl.*, 239, 18
- Abell, G. O. 1958, *Astrophys. J. Suppl.*, 3, 211
- Abell, G. O., Corwin, Harold G., J., & Olowin, R. P. 1989, *Astrophys. J. Suppl.*, 70, 1
- Adami, C., Slezak, E., Durret, F., et al. 2005, *Astron. Astrophys.*, 429, 39
- Aguena, M., Benoist, C., da Costa, L. N., et al. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2008.08711
- Albert, C. E., White, R. A., & Morgan, W. W. 1977, *Astrophys. J.*, 211, 309
- Allen, S. W., Evrard, A. E., & Mantz, A. B. 2011, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 49, 409
- Anbajagane, D., Evrard, A. E., Farahi, A., et al. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2001.02283
- Andreon, S. 2012, *Astron. Astrophys.*, 548, A83
- Angulo, R. E., Springel, V., White, S. D. M., et al. 2012, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 426, 2046
- Applegate, D. E., von der Linden, A., Kelly, P. L., et al. 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 439, 48
- Arnouts, S., Cristiani, S., Moscardini, L., et al. 1999, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 310, 540
- Behroozi, P. S., Wechsler, R. H., & Conroy, C. 2013, *Astrophys. J.*, 770, 57
- Bell, E. F., McIntosh, D. H., Katz, N., & Weinberg, M. D. 2003, *Astrophys. J. Suppl.*, 149, 289
- Benson, B. A., de Haan, T., Dudley, J. P., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 763, 147
- Bernstein, G., Nichol, R., Tyson, J., Ulmer, M. P., & Wittman, D. 1995, arXiv preprint astro-ph/9503102

- Bernstein, G. M., Abbott, T. M. C., Desai, S., et al. 2017, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 129, 114502
- Bertin, E. 2010, *SWarp: Resampling and Co-adding FITS Images Together*
- Bertin, E. 2011, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 442, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XX*, ed. I. N. Evans, A. Accomazzi, D. J. Mink, & A. H. Rots, 435
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 117, 393
- Biviano, A., Girardi, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., & Mezzetti, M. 1992, *Astrophys. J.*, 396, 35
- Biviano, A., Katgert, P., Mazure, A., et al. 1997, *Astron. Astrophys.*, 321, 84
- Bleem, L. E., Stalder, B., de Haan, T., et al. 2015, *Astrophys. J. Suppl.*, 216, 27
- Borgani, S., Gardini, A., Girardi, M., & Gottlöber, S. 1997, *New Astron.*, 2, 119
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 344, 1000
- Budzynski, J. M., Kuposov, S. E., McCarthy, I. G., McGee, S. L., & Belokurov, V. 2012, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 423, 104
- Burke, C., Collins, C. A., Stott, J. P., & Hilton, M. 2012, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 425, 2058
- Burke, C., Hilton, M., & Collins, C. 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 449, 2353
- Castignani, G. & Benoist, C. 2016, *A&A*, 595, A111
- Cen, R. 1997, *Astrophys. J.*, 485, 39
- Chiu, I., Mohr, J. J., McDonald, M., et al. 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 478, 3072
- Clowe, D., Bradač, M., Gonzalez, A. H., et al. 2006, *Astrophys. J. Lett.*, 648, L109
- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., et al. 2001, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 328, 1039
- Conroy, C., Wechsler, R. H., & Kravtsov, A. V. 2007, *Astrophys. J.*, 668, 826
- Contini, E., De Lucia, G., Villalobos, Á., & Borgani, S. 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 437, 3787
- Contini, E., Yi, S. K., & Kang, X. 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 479, 932
- Contini, E., Yi, S. K., & Kang, X. 2019, *Astrophys. J.*, 871, 24

- Cooper, A. P., D'Souza, R., Kauffmann, G., et al. 2013, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 434, 3348
- Cooper, A. P., Gao, L., Guo, Q., et al. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 451, 2703
- Dark Energy Survey Collaboration et al. 2016, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 460, 1270
- Davis, C., Rozo, E., Roodman, A., et al. 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 477, 2196
- Davis, M., Efstathiou, G., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1985, *Astrophys. J.*, 292, 371
- De Lucia, G. & Blaizot, J. 2007, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 375, 2
- De Vicente, J., Sánchez, E., & Sevilla-Noarbe, I. 2016, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 459, 3078
- Deason, A. J., Oman, K. A., Fattahi, A., et al. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2010.02937
- DeMaio, T., Gonzalez, A. H., Zabludoff, A., et al. 2020, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 491, 3751
- DeMaio, T., Gonzalez, A. H., Zabludoff, A., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 474, 3009
- DES Collaboration, Abbott, T., Aguena, M., et al. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2002.11124
- Dietrich, J. P., Bocquet, S., Schrabback, T., et al. 2019, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 483, 2871
- Dietrich, J. P., Zhang, Y., Song, J., et al. 2014, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 443, 1713
- Doi, M., Tanaka, M., Fukugita, M., et al. 2010, *Astron. J.*, 139, 1628
- Dolag, K., Murante, G., & Borgani, S. 2010, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 405, 1544
- D'Onofrio, M., Chiosi, C., Sciaratta, M., & Marziani, P. 2019, arXiv e-prints, arXiv:1907.09367
- Drlica-Wagner, A., Sevilla-Noarbe, I., Rykoff, E. S., et al. 2018, *Astrophys. J. Suppl.*, 235, 33
- Eckert, K., Bernstein, G. M., Amara, A., et al. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2004.05618
- Einasto, J. 1965, *Trudy Astrofizicheskogo Instituta Alma-Ata*, 5, 87
- Ellien, A., Durret, F., Adami, C., et al. 2019, *Astron. Astrophys.*, 628, A34

- Evrard, A. E., MacFarland, T. J., Couchman, H. M. P., et al. 2002, *Astrophys. J.*, 573, 7
- Fall, S. M. & Efstathiou, G. 1980, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 193, 189
- Farahi, A., Chen, X., Evrard, A. E., et al. 2019, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 490, 3341
- Feldmeier, J. J., Ciardullo, R., Jacoby, G. H., & Durrell, P. R. 2004, *The Astrophysical Journal*, 615, 196
- Feldmeier, J. J., Mihos, J. C., Morrison, H. L., Harding, P., & Kaib, N. 2003, arXiv preprint astro-ph/0303340
- Ferragamo, A., Rubiño-Martín, J. A., Betancort-Rijo, J., et al. 2020, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 228, *European Physical Journal Web of Conferences*, 00011
- Fitzpatrick, M. J. 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 7737, *Proc. SPIE*, 77371T
- Flaugher, B., Diehl, H. T., Honscheid, K., et al. 2015, *Astron. J.*, 150, 150
- Gao, L., White, S. D. M., Jenkins, A., Stoehr, F., & Springel, V. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 355, 819
- Gatti, M., Vielzeuf, P., Davis, C., et al. 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 477, 1664
- Girardi, M. & Biviano, A. 2002, in *Merging Processes in Galaxy Clusters* (Springer), 39–77
- Gonzalez, A. H., Zabludoff, A. I., Zaritsky, D., & Dalcanton, J. J. 2000, *Astrophys. J.*, 536, 561
- Gonzalez, A. H., Zaritsky, D., & Zabludoff, A. I. 2007, *Astrophys. J.*, 666, 147
- Goto, T. 2005, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 359, 1415
- Graham, A. W. & Driver, S. P. 2005, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 22, 118
- Hansen, S. M., McKay, T. A., Wechsler, R. H., et al. 2005, *The Astrophysical Journal*, 633, 122
- Hennig, C., Mohr, J. J., Zenteno, A., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 467, 4015
- Herschel, W. 1785, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 75, 213

- Hoekstra, H. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 379, 317
- Holwerda, B. W. 2005, arXiv e-prints, astro
- Hoyle, B., Gruen, D., Bernstein, G. M., et al. 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 478, 592
- Hubble, E. P. 1925, *Astrophys. J.*, 62, 409
- Hubble, E. P. 1926, *Astrophys. J.*, 64, 321
- Huff, E. & Mandelbaum, R. 2017, arXiv e-prints, arXiv:1702.02600
- Ilbert, O., Arnouts, S., McCracken, H. J., et al. 2006, *Astron. Astrophys.*, 457, 841
- Jarvis, M., Sheldon, E., Zuntz, J., et al. 2016, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 460, 2245
- Jiménez-Teja, Y. & Dupke, R. 2016, *Astrophys. J.*, 820, 49
- Jiménez-Teja, Y., Dupke, R., Benítez, N., et al. 2018, *Astrophys. J.*, 857, 79
- Kaiser, N. 1986, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 222, 323
- King, I. R. 1972, *Astrophys. J. Lett.*, 174, L123
- Knebe, A., Knollmann, S. R., Muldrew, S. I., et al. 2011, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 415, 2293
- Kodama, T. & Arimoto, N. 1997, *Astron. Astrophys.*, 320, 41
- Koester, B. P., McKay, T. A., Annis, J., et al. 2007, *Astrophys. J.*, 660, 239
- Kravtsov, A. V. & Borgani, S. 2012, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 50, 353
- Kravtsov, A. V., Vikhlinin, A., & Nagai, D. 2006, *Astrophys. J.*, 650, 128
- Kravtsov, A. V., Vikhlinin, A. A., & Meshcheryakov, A. V. 2018, *Astronomy Letters*, 44, 8
- Krick, J. E. & Bernstein, R. A. 2007, *Astron. J.*, 134, 466
- Kron, R. G. 1980, *Astrophys. J. Suppl.*, 43, 305
- Lacey, C. & Cole, S. 1993, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 262, 627
- Landy, S. D. & Szalay, A. S. 1993, *Astrophys. J.*, 412, 64

- Laporte, C. F. P., White, S. D. M., Naab, T., & Gao, L. 2013, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 435, 901
- Lau, E. T., Kravtsov, A. V., & Nagai, D. 2009, *Astrophys. J.*, 705, 1129
- Leavitt, H. S. & Pickering, E. C. 1912, *Harvard College Observatory Circular*, 173, 1
- Leung, Y., Zhang, Y., Yanny, B., et al. 2020, *Research Notes of the American Astronomical Society*, 4, 174
- Lin, Y.-T. & Mohr, J. J. 2004, *Astrophys. J.*, 617, 879
- Lovász, L., Cushing, J., Kurtz, T., et al. 1986, *CBMS-NSF Regional Conference Series in Applied Mathematics*
- Lupton, R. H., Gunn, J. E., & Szalay, A. S. 1999, *Astron. J.*, 118, 1406
- MacQueen, J. et al. 1967in , *Oakland, CA, USA*, 281–297
- Mandelbaum, R., Slosar, A., Baldauf, T., et al. 2013, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 432, 1544
- Marinacci, F., Vogelsberger, M., Mocz, P., & Pakmor, R. 2015, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 453, 3999
- Marinacci, F., Vogelsberger, M., Pakmor, R., et al. 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 480, 5113
- Matthews, T. A., Morgan, W. W., & Schmidt, M. 1964, *Astrophys. J.*, 140, 35
- McClintock, T., Varga, T. N., Gruen, D., et al. 2019, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 482, 1352
- Melchior, P., Gruen, D., McClintock, T., et al. 2017, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 469, 4899
- Melnick, J., Giraud, E., Toledo, I., Selman, F., & Quintana, H. 2012, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 427, 850
- Messier, C. 1784, *Connaissance des temps*
- Miyatake, H., Battaglia, N., Hilton, M., et al. 2019, *Astrophys. J.*, 875, 63
- Montes, M. 2019, *arXiv e-prints*, arXiv:1912.01616
- Montes, M. & Trujillo, I. 2014, *Astrophys. J.*, 794, 137
- Montes, M. & Trujillo, I. 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 474, 917

- Montes, M. & Trujillo, I. 2019, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 482, 2838
- Morgan, W. W., Kayser, S., & White, R. A. 1975, *Astrophys. J.*, 199, 545
- Morgan, W. W. & Lesh, J. R. 1965, *Astrophys. J.*, 142, 1364
- Morganson, E., Gruendl, R. A., Menanteau, F., et al. 2018, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 130, 074501
- Morishita, T., Abramson, L. E., Treu, T., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 846, 139
- Moss, C. & Dickens, R. J. 1977, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 178, 701
- Murante, G., Arnaboldi, M., Gerhard, O., et al. 2004, *Astrophys. J. Lett.*, 607, L83
- Murante, G., Giovalli, M., Gerhard, O., et al. 2007, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 377, 2
- Murata, R., Nishimichi, T., Takada, M., et al. 2018, *Astrophys. J.*, 854, 120
- Nagai, D., Kravtsov, A. V., & Vikhlinin, A. 2007a, *Astrophys. J.*, 668, 1
- Nagai, D., Vikhlinin, A., & Kravtsov, A. V. 2007b, *Astrophys. J.*, 655, 98
- Naiman, J. P., Pillepich, A., Springel, V., et al. 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 477, 1206
- Navarro, J. 1996, in *IAU Symposium, Vol. 171, New Light on Galaxy Evolution*, ed. R. Bender & R. L. Davies, 255
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1995, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 275, 720
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1997, *The Astrophysical Journal*, 490, 493
- Neilsen, E. & Annis, J. 2014, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 485, Astronomical Data Analysis Software and Systems XXIII*, ed. N. Manset & P. Forshay, 77
- Nelson, D., Pillepich, A., Genel, S., et al. 2015, *Astronomy and Computing*, 13, 12
- Nelson, D., Pillepich, A., Springel, V., et al. 2018, *Mon. Not, Roy. Astron. Soc.*, 475, 624
- Nelson, D., Springel, V., Pillepich, A., et al. 2019, *Computational Astrophysics and Cosmology*, 6, 2
- Nelson, K., Rudd, D. H., Shaw, L., & Nagai, D. 2012, *Astrophys. J.*, 751, 121

- Oser, L., Ostriker, J. P., Naab, T., Johansson, P. H., & Burkert, A. 2010, *Astrophys. J.*, 725, 2312
- Palmese, A., Annis, J., Burgad, J., et al. 2020, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 493, 4591
- Palmese, A., Lahav, O., Banerji, M., et al. 2016, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 463, 1486
- Peebles, P. J. E. 1980, *The large-scale structure of the universe*
- Penzias, A. A. & Wilson, R. W. 1965, *Astrophys. J.*, 142, 419
- Perlmutter, S., Aldering, G., Goldhaber, G., et al. 1999, *Astrophys. J.*, 517, 565
- Piffaretti, R. & Valdarnini, R. 2008, *Astron. Astrophys.*, 491, 71
- Pillepich, A., Nelson, D., Hernquist, L., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 475, 648
- Pillepich, A., Vogelsberger, M., Deason, A., et al. 2014, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 444, 237
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2016, *Astron. Astrophys.*, 594, A13
- Potter, D., Stadel, J., & Teyssier, R. 2017, *Computational Astrophysics and Cosmology*, 4, 2
- Presotto, V., Girardi, M., Nonino, M., et al. 2014, *A&A*, 565, A126
- Puchwein, E., Springel, V., Sijacki, D., & Dolag, K. 2010, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 406, 936
- Purcell, C. W., Bullock, J. S., & Zentner, A. R. 2007, *Astrophys. J.*, 666, 20
- Reiprich, T. H. & Böhringer, H. 2002, *Astrophys. J.*, 567, 716
- Riess, A. G., Filippenko, A. V., Challis, P., et al. 1998, *Astron. J.*, 116, 1009
- Rosati, P., Borgani, S., & Norman, C. 2002, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 40, 539
- Rozo, E. & Rykoff, E. S. 2014, *Astrophys. J.*, 783, 80
- Rudick, C. S., Mihos, J. C., Frey, L. H., & McBride, C. K. 2009, *Astrophys. J.*, 699, 1518
- Rudick, C. S., Mihos, J. C., & McBride, C. K. 2011, *The Astrophysical Journal*, 732, 48
- Rykoff, E. S., Koester, B. P., Rozo, E., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 746, 178

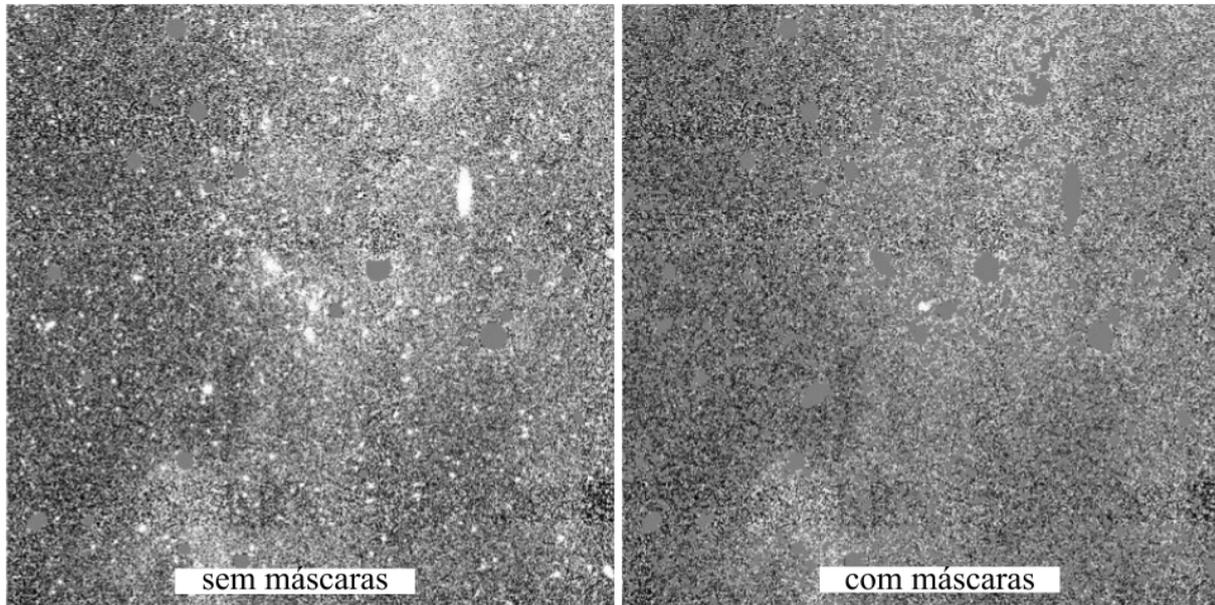
- Rykoff, E. S., Rozo, E., Busha, M. T., et al. 2014, *Astrophys. J.*, 785, 104
- Rykoff, E. S., Rozo, E., Hollowood, D., et al. 2016, *Astrophys. J. Suppl.*, 224, 1
- Sampaio-Santos, H., Zhang, Y., Ogando, R. L. C., et al. 2020, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*[[arXiv]2005.12275]
- Saro, A., Bocquet, S., Rozo, E., et al. 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 454, 2305
- Saro, A., Mohr, J. J., Bazin, G., & Dolag, K. 2013, *Astrophys. J.*, 772, 47
- Schaye, J., Crain, R. A., Bower, R. G., et al. 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 446, 521
- Sheldon, E. 2015, NGMIX: Gaussian mixture models for 2D images
- Sheldon, E. S. & Huff, E. M. 2017, *Astrophys. J.*, 841, 24
- Sheldon, E. S., Johnston, D. E., Frieman, J. A., et al. 2004, *Astron. J.*, 127, 2544
- Sijacki, D., Vogelsberger, M., Genel, S., et al. 2015, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 452, 575
- Simet, M., McClintock, T., Mandelbaum, R., et al. 2017, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 466, 3103
- Springel, V., Pakmor, R., Pillepich, A., et al. 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 475, 676
- Springel, V., White, S. D., Jenkins, A., et al. 2005, *nature*, 435, 629
- Springel, V., White, S. D. M., Tormen, G., & Kauffmann, G. 2001, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 328, 726
- Steinhaus, H. 1956, *Bull. Acad. Polon. Sci*, 1, 801
- Sunyaev, R. A. & Zeldovich, Y. B. 1972, *Comments on Astrophysics and Space Physics*, 4, 173
- Suto, D., Kawahara, H., Kitayama, T., et al. 2013, *Astrophys. J.*, 767, 79
- Tang, L., Lin, W., Cui, W., et al. 2018, *Astrophys. J.*, 859, 85
- Taylor, E. N., Hopkins, A. M., Baldry, I. K., et al. 2011, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 418, 1587
- Troxel, M. A., MacCrann, N., Zuntz, J., et al. 2018, *Phys. Rev. D*, 98, 043528

- Uson, J. M., Boughn, S. P., & Kuhn, J. R. 1991, *The Astrophysical Journal*, 369, 46
- van der Burg, R. F. J., Hoekstra, H., Muzzin, A., et al. 2015, *Astron. Astrophys.*, 577, A19
- van Dokkum, P. G., Whitaker, K. E., Brammer, G., et al. 2010, *Astrophys. J.*, 709, 1018
- Vikhlinin, A., Burenin, R. A., Ebeling, H., et al. 2009, *Astrophys. J.*, 692, 1033
- Vogelsberger, M., Genel, S., Springel, V., et al. 2014, *Nature*, 509, 177
- Voit, G. M. 2005, *Reviews of Modern Physics*, 77, 207
- von der Linden, A., Allen, M. T., Applegate, D. E., et al. 2014a, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 439, 2
- von der Linden, A., Mantz, A., Allen, S. W., et al. 2014b, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 443, 1973
- Watson, D. F. & Conroy, C. 2013, *Astrophys. J.*, 772, 139
- White, S. D. M. & Rees, M. J. 1978, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 183, 341
- Zhang, Y., Jeltema, T., Hollowood, D. L., et al. 2019a, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 487, 2578
- Zhang, Y., Miller, C. J., Rooney, P., et al. 2017, arXiv e-prints, arXiv:1710.05908
- Zhang, Y., Yanny, B., Palmese, A., et al. 2019b, *Astrophys. J.*, 874, 165
- Zhang, Y.-Y., Okabe, N., Finoguenov, A., et al. 2010, *Astrophys. J.*, 711, 1033
- Zibetti, S., White, S. D. M., Schneider, D. P., & Brinkmann, J. 2005, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 358, 949
- Zuntz, J., Kacprzak, T., Voigt, L., et al. 2013, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 434, 1604
- Zuntz, J., Sheldon, E., Samuroff, S., et al. 2018, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 481, 1149
- Zwicky, F. 1951, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 63, 61
- Zwicky, F., Herzog, E., Wild, P., Karpowicz, M., & Kowal, C. T. 1961, *Catalogue of galaxies and of clusters of galaxies, Vol. I*

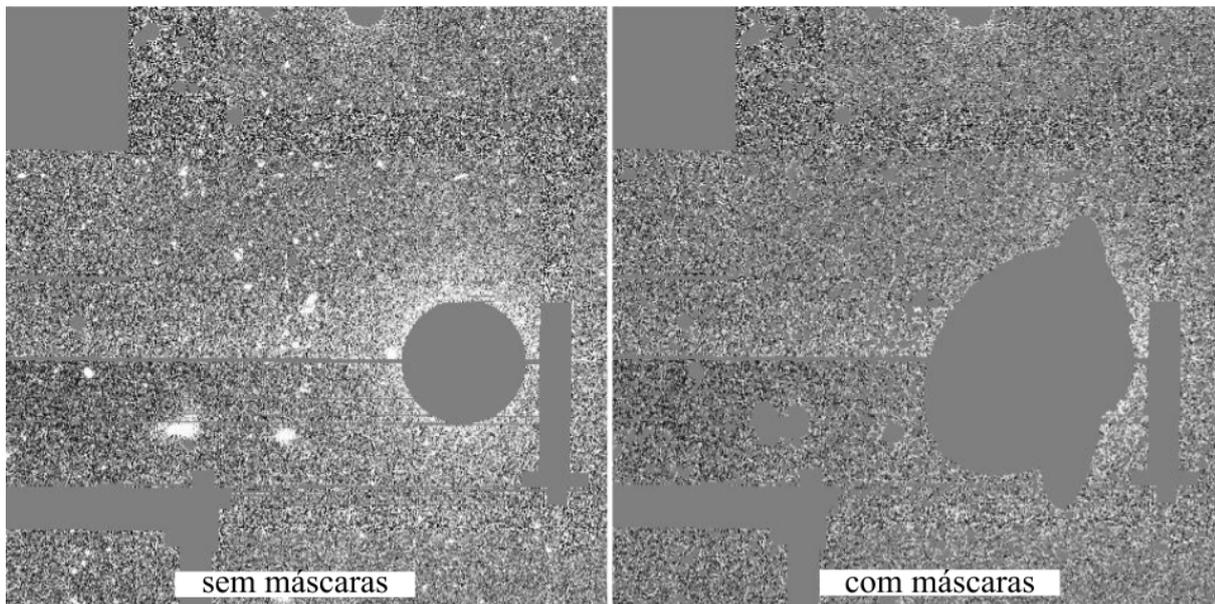
Apêndice A

Aglomerados removidos

Nas seções [2.2.1](#) e [2.2.3](#) comentamos a respeito do processo de inspeção visual nas imagens dos aglomerados. Ao checar imagem de cada aglomerado confirmamos que 10 imagens eram problemáticas para nossa análise, onde os problemas que afetam essas imagens são discutidos com mais detalhes na seção [2.2.3](#) e sintetizados na tabela [2.2](#). Neste apêndice, apresentamos as imagens dos dez aglomerados de galáxias removidos da amostra por terem imagem com algum tipo de defeito (por ex: objetos não mascarados ou regiões brilhantes).

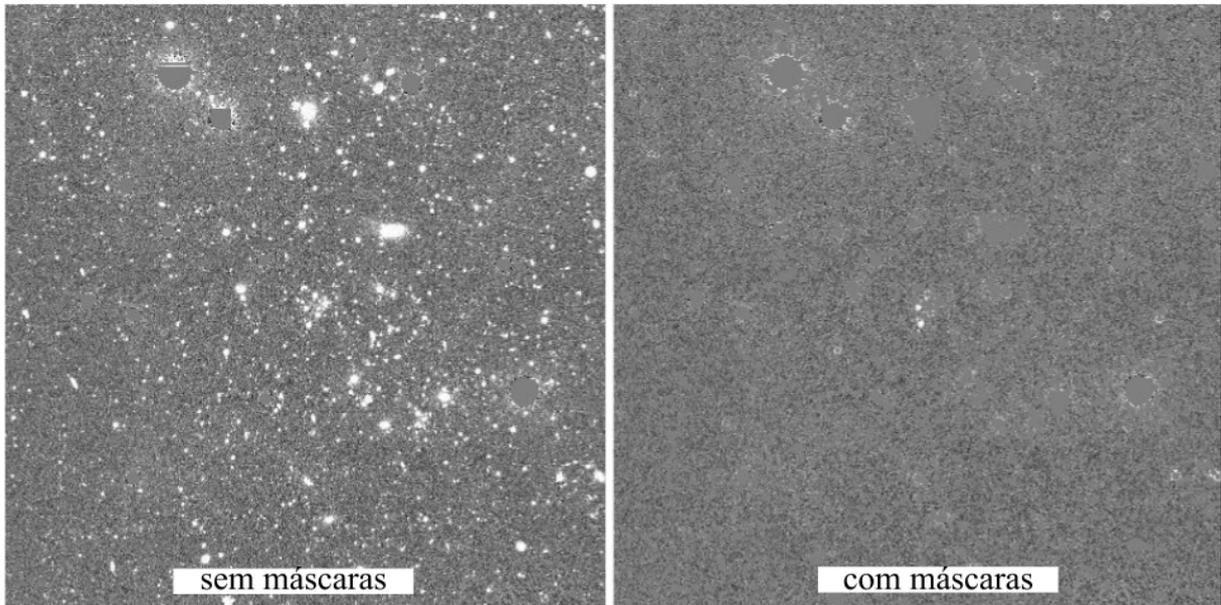


Aglomerado 6

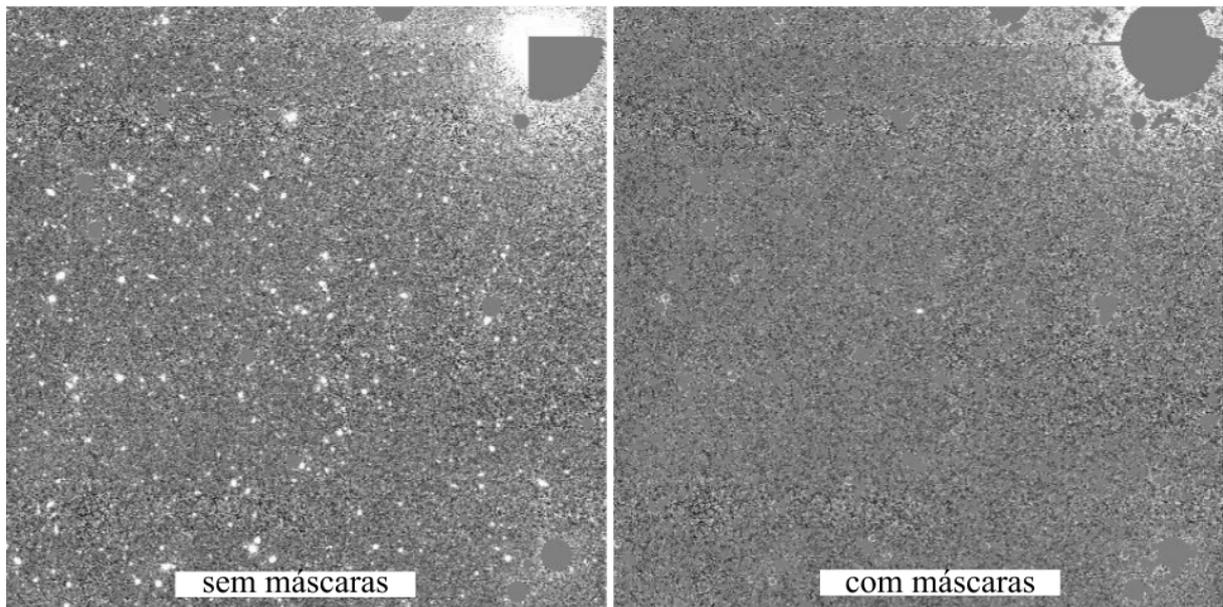


Aglomerado 1611

Figura A.1: Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas para estudo da luz difusa intra-aglomerado.

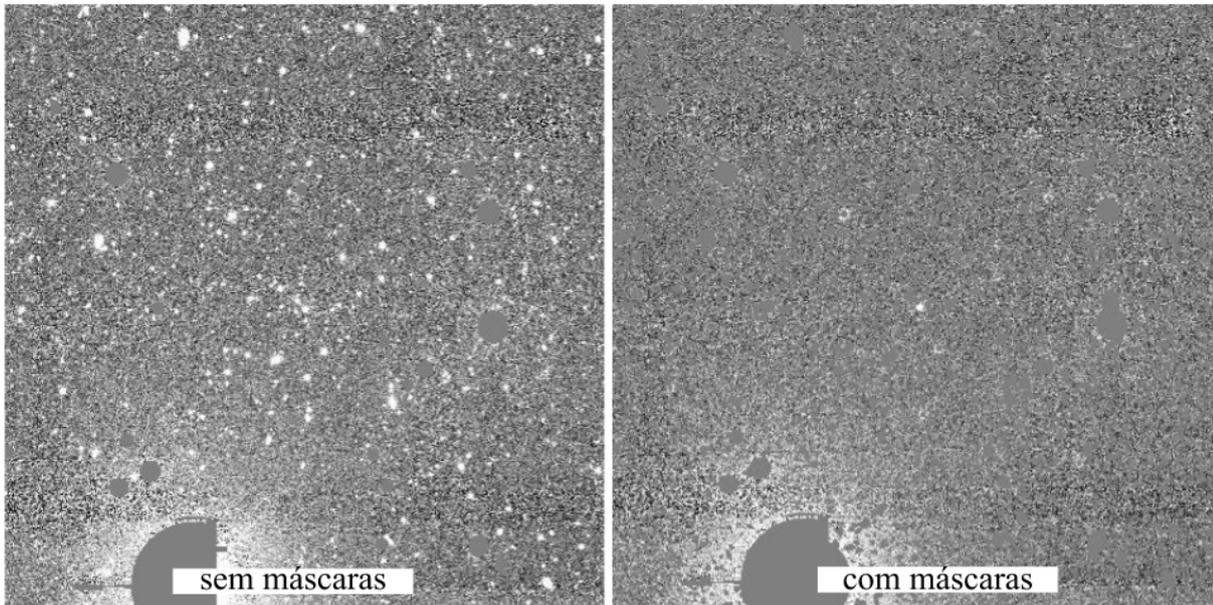


Aglomerado 1838

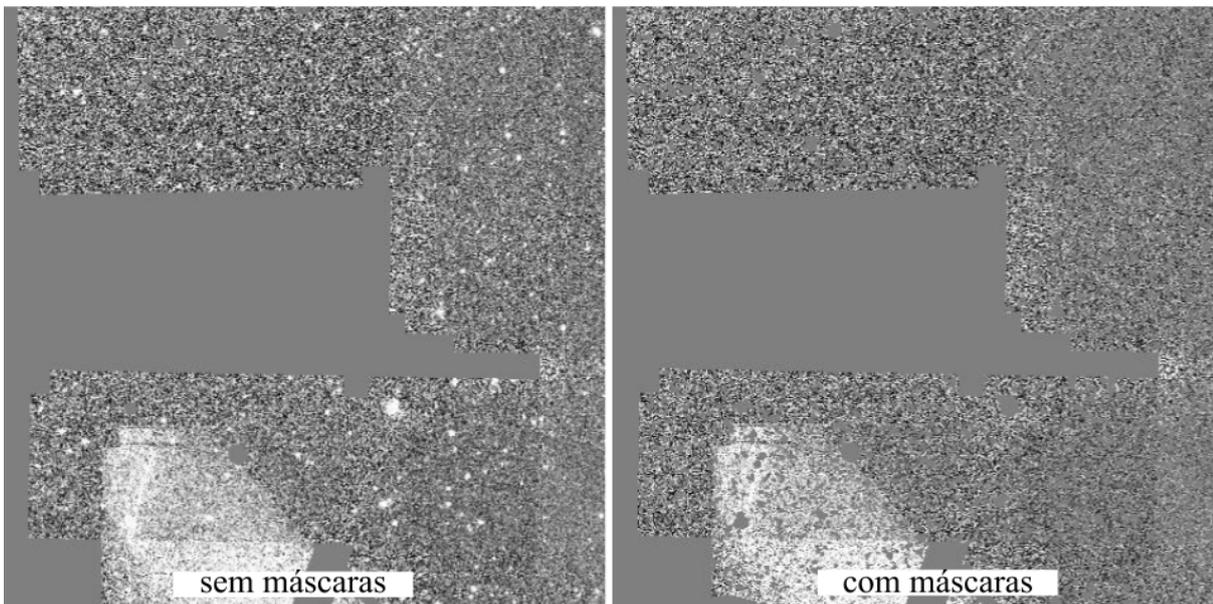


Aglomerado 2298

Figura A.1: Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas para estudo da luz difusa intra-aglomerado.

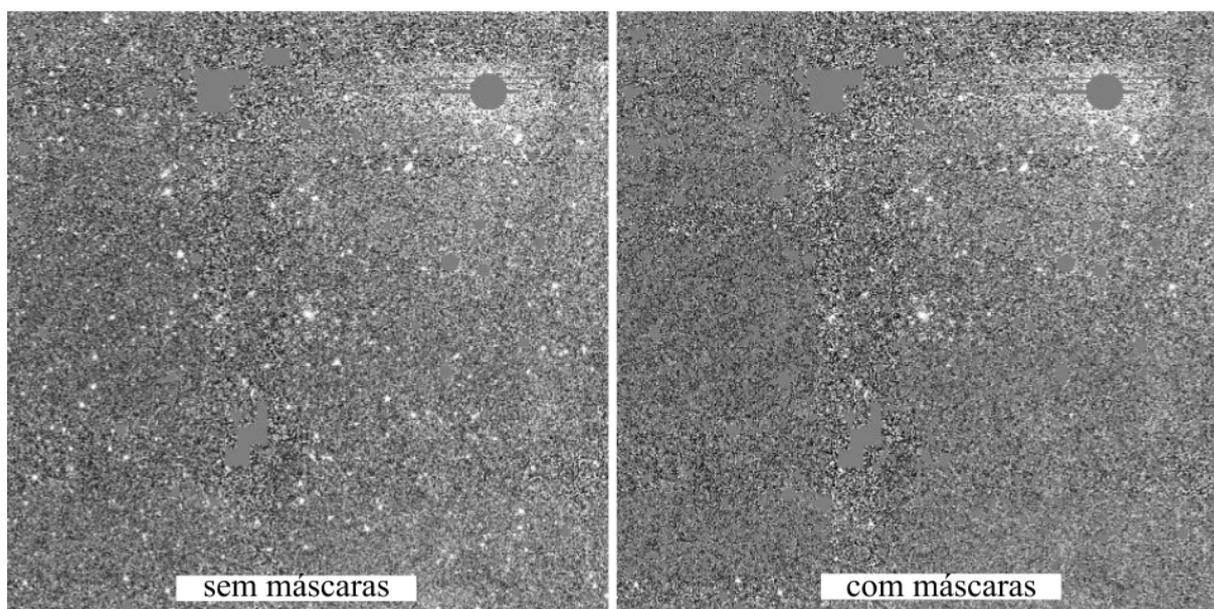


Aglomerado 4103

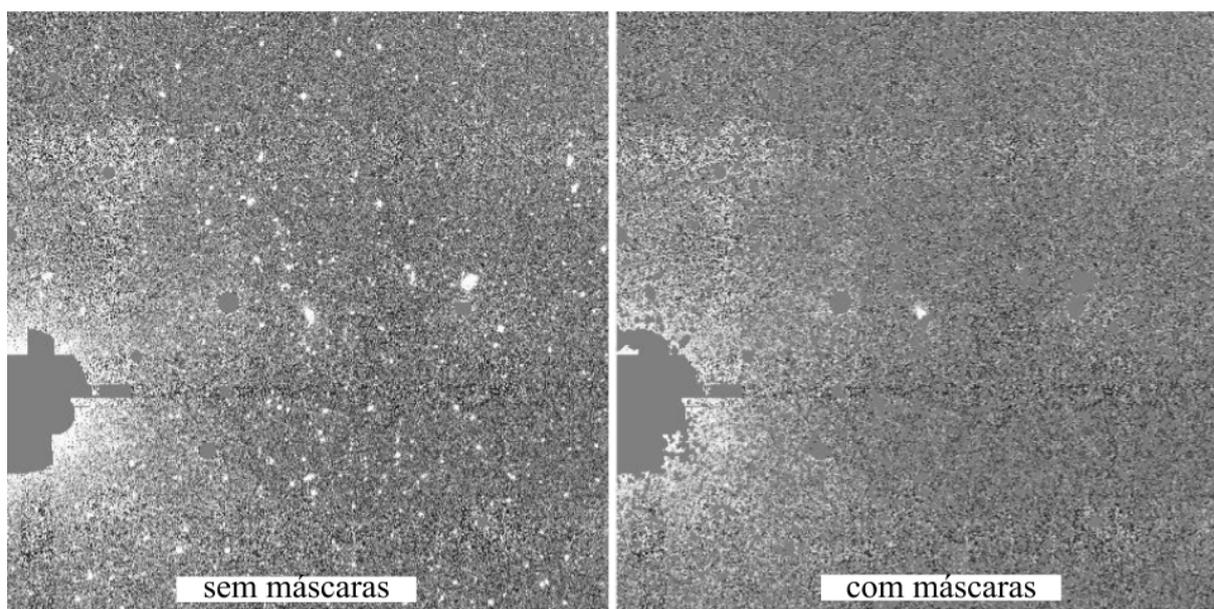


Aglomerado 4355

Figura A.1: Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas para estudo da luz difusa intra-aglomerado.

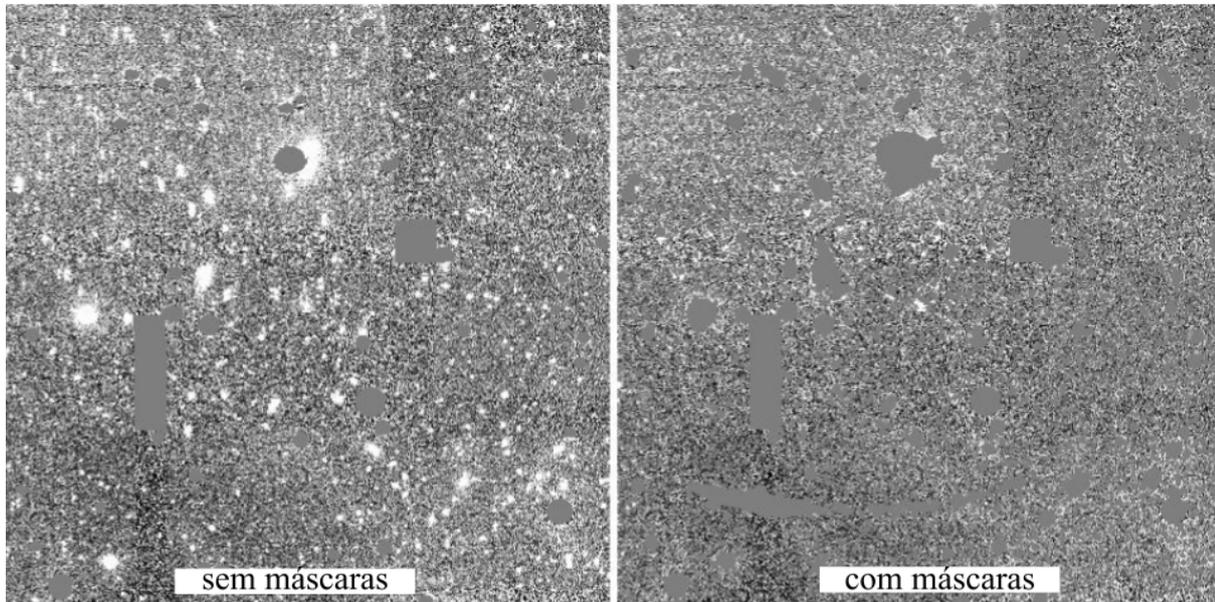


Aglomerado 4702

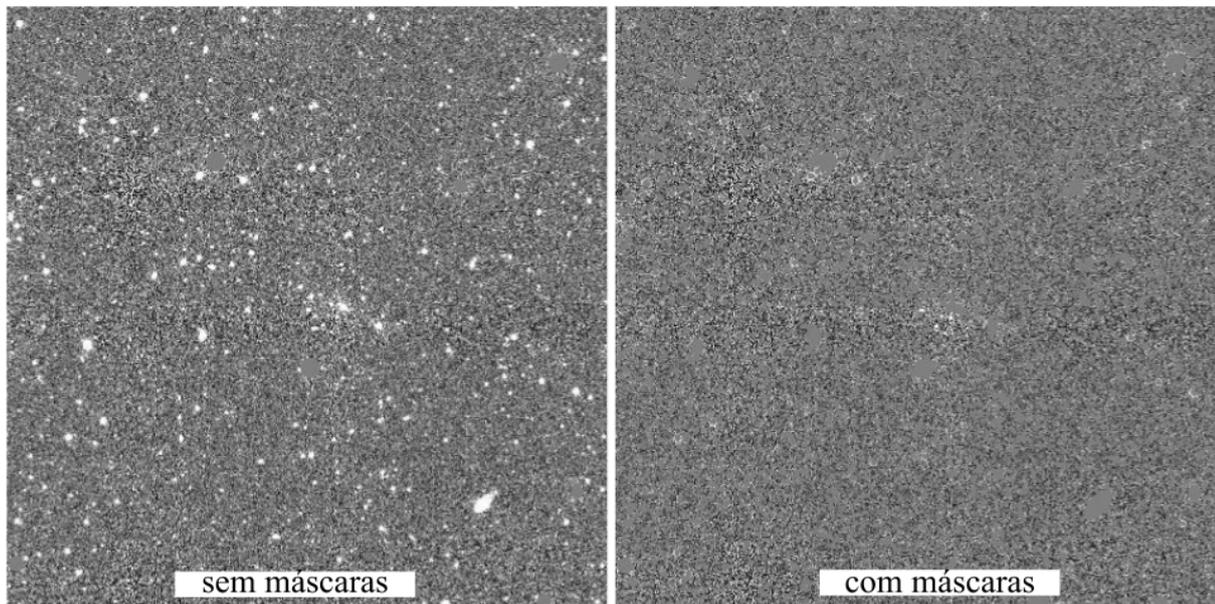


Aglomerado 4787

Figura A.1: Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas para estudo da luz difusa intra-aglomerado.



Aglomerado 5004



Aglomerado 6128

Figura A.1: Imagens de aglomerados identificadas como problemáticas para estudo da luz difusa intra-aglomerado.

Apêndice B

Outros trabalhos

Nesse capítulo apresento outros trabalhos desenvolvidos ao longo da tese. Na seção [B.1](#), apresento os que culminaram em artigos científicos, publicados ou submetidos. Na seção [B.2](#), comento algumas das ferramentas que desenvolvi ou ajudei a desenvolver no Portal Científico para o DES desenvolvido pelo DES-Brazil.

B.1 Participação em artigos científicos

B.1.1 Artigos envolvendo a luz difusa

De Maio a Junho de 2019, estive como estudante-visitante na *Fermi National Accelerator Laboratory* - FNAL, participando no projeto de pesquisa em estudos relacionados ao desenvolvimento da tese. Além da oportunidade de colaboração com a Dra. Yuanyuan Zhang, também houve a interação com outros pesquisadores do DES. A maior parte desse trabalho foi publicado em [Sampaio-Santos et al. \(2020\)](#).

Além disso, eu participo como co-autor na *Research Note* [Leung et al. \(2020\)](#), devido aos testes envolvendo o cálculo da luz difusa realizados para esta tese, à contribuição para o aperfeiçoamento da metodologia e discussões junto ao grupo de estudo de luz difusa da colaboração. Em [Leung et al. \(2020\)](#), foi analisado o perfil de brilho superficial empilhado de aglomerados dentro de 200 kpc em $z \sim 0.25$ e $z \sim 0.625$, o que corresponde principalmente ao brilho da galáxia central do aglomerado, a BCG. [Leung et al. \(2020\)](#) encontraram que este perfil de brilho superficial não muda com *redshift* e ainda, que uma parte relevante da luz do perfil (cerca de 90%) é bem representada por um ajuste um perfil de Sersic.

B.1.2 Artigo envolvendo o buscador de aglomerado WaZP

O algoritmo *Wavelet Z Photometric* - WaZP ([Aguena et al., 2020](#)) é um localizador óptico de aglomerados baseado na identificação de sobredensidades de galáxias no espaço

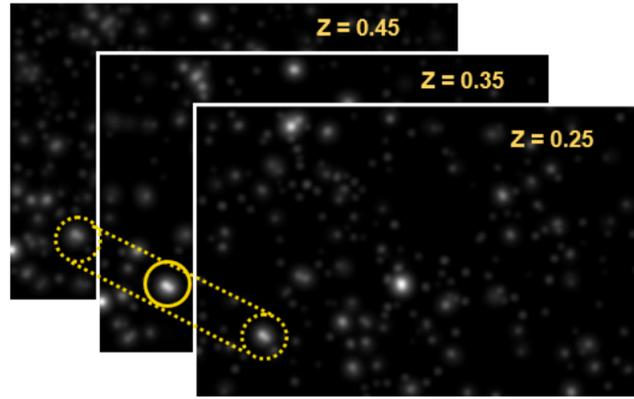


Figura B.1: Mapas de densidade de galáxias baseado em transformadas *wavelet* em diferentes faixas de *redshift*. O canto superior direito de cada fatia mostra o *redshift* médio em cada faixa de *redshift*. É possível que o sinal de algum(ns) aglomerado(s) possa ser identificado em mais de uma faixa de *redshift* como por exemplo, no sinal do aglomerado destacado com o cilindro amarelo. Figura tirada de [Aguena et al. \(2020\)](#).

2D (RA + Dec) + 1D (distribuição de *redshift* das galáxias satélites). Diferentemente do redMaPPer, que se baseia na identificação de galáxias presentes nas sequência vermelha, a base desse algoritmo é a utilização de reconstrução de campo de densidade com base na transformada *wavelet*. Ainda que o WaZP e redMaPPer usem diferentes métodos para encontrar aglomerados, de um modo geral, os catálogos de aglomerados produzidos por ambos mostram um excelente acordo entre si ([Aguena et al., 2020](#)). O algoritmo WaZP que está disponível no Portal Científico¹ para gerar o catálogo de aglomerados.

O WaZP detecta aglomerados dividindo o catálogo de galáxias em faixas de *redshift* com tamanhos diferentes, onde são selecionadas galáxias com uma certa magnitude próxima da magnitude característica m_* . Essas galáxias são usadas para reconstruir o campo de densidade de galáxias projetado com base em um método de transformação *wavelet* e então, os picos do campo de densidade são identificados, levando em conta um limite absoluto definido para a densidade de numérica de galáxias por Mpc^2 . Como o sinal dos aglomerados pode se propagar por várias fatias, os picos de densidade observados em fatias consecutivas são associados, levando à construção de cilindros como mostra a figura B.1. Para cada cilindro, o campo de densidade em 1D (ao longo da direção do *redshift* fotométrico) é recalculado para novas faixas de *redshift* levando a um refinamento na posição e tamanho dos aglomerados. O WaZP então estima a p_{mem} para cada galáxia e a riqueza do aglomerado como sendo a soma das p_{mem} dentro de um raio, onde a densidade de galáxias corresponde a 200 vezes a densidade numérica média de galáxias no *background*.

Durante os três primeiros anos do doutorado, utilizamos dados nas bandas g, r, i, z, Y de aglomerados do WaZP no Ano 1 do DES, na região do Stripe 82 e a região do SPT. O WaZP utiliza *redshifts* fotométricos que foram estimados a partir do algoritmo DNF (De Vicente et al. 2016). No catálogo foi utilizado máscaras para objetos no *foreground*

¹<https://des-portal.linea.gov.br/>

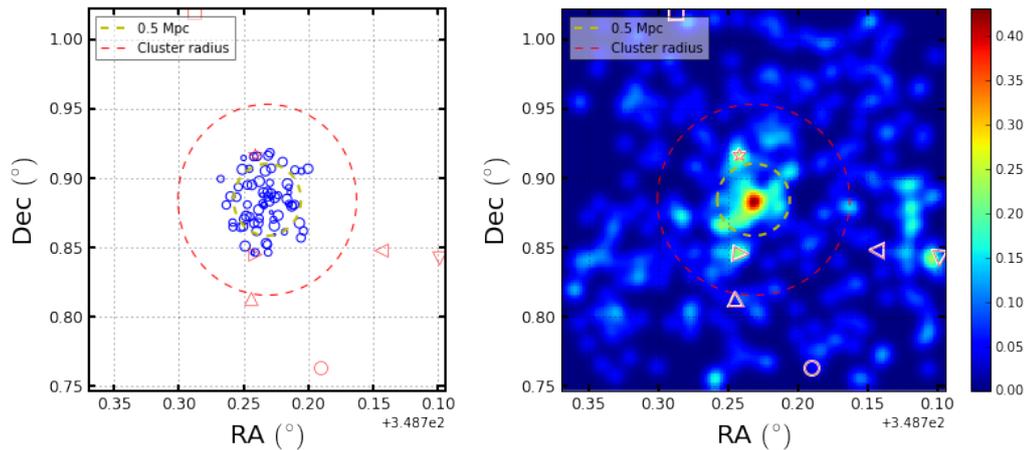


Figura B.2: Distribuição de galáxias no céu. **À esquerda:** são mostradas as posições de galáxias identificadas como candidatas a membros do aglomerado como sendo os círculos azuis com tamanho do símbolo dado pela magnitude na banda i . **À direita:** temos a densidade de galáxias catálogo de objetos co-adicionados. Em ambos painéis: o círculo tracejado vermelho e amarelo representam o raio do aglomerado calculado pelo WaZP e o raio onde a distância física é de $0.5 h^{-1}$ Mpc em relação à posição central do aglomerado, respectivamente; os diferentes símbolos vermelhos representam outras sobredensidades localizadas na vizinhança do aglomerado. Este aglomerado possui $z_p = 0.38$.

(estrelas do catálogo 2MASS, a grande galáxia próxima do catálogo HyperLEDA, região da Grande Nuvem de Magalhães, estrelas brilhantes do catálogo de Yale bright, aglomerados globulares e estrelas famosas) e regiões ruins (com uma PSF ruim).

Os catálogos de aglomerados e de galáxias foram obtidos utilizando o algoritmo WaZP em uma região de 3437.75 graus quadrados. Totalizando cerca de 441 mil aglomerados e 7.7 milhões de galáxias-membros, aproximadamente. A mediana do *redshift* e da riqueza dos aglomerados é de 0.56 e 8.32, respectivamente. Com raio mínimo e máximo de 0.10 e 2.42 Mpc, respectivamente. Ambos catálogos contam com informações como: posições RA e Dec, *redshift* fotométricos, e no caso do catálogo de membros, distância ao centro do aglomerado (dada em h^{-1} Mpc) e a probabilidade, P_{mem} . O modelo cosmológico utilizado neste trabalho foi o Λ CDM com $H_0 = 0.7$ e $\Omega_m = 0.3$.

Como resultados, fizemos a validação da capacidade do WaZP de encontrar sobredensidades através da análise da distribuição espacial de galáxias e de suas densidades. A figura B.2 mostra a distribuição espacial de galáxias satélites (painel à esquerda) e o mapa de densidade espacial de galáxias (painel à direita) para um dado aglomerado do WaZP confirmando que a sobredensidade de galáxias tem um pico que coincide com a posição central do aglomerado (tomado como o pico da detecção feita pelo WaZP e como sendo o centro dos círculos tracejados na figura). Além disso, como mostra a figura B.3 realizamos um estudo da distribuição de *redshift* das galáxias satélites do aglomerado (painel à esquerda) confirmando a sobredensidade de galáxias também nesta direção, investigando casos como: a influência da utilização da p_{mem} na distribuição de *redshift* e na distribuição

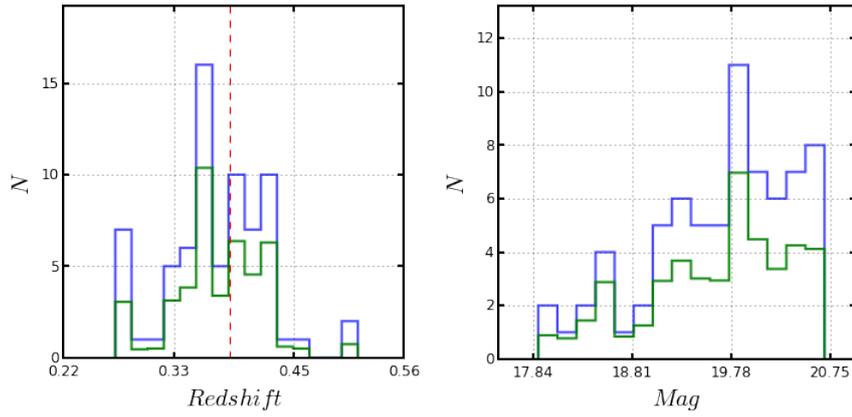


Figura B.3: (**À esquerda**) Distribuição de *redshift* de galáxias membros do aglomerado. (**À direita**) Distribuição de magnitude de galáxias membros do aglomerado. A linha azul representa a distribuição de todas as galáxias encontradas pelo WAZP considerando p_{mem} de todas igual a 1. A linha verde representa a distribuição das galáxias encontradas pelo WAZP pesadas por suas respectivas p_{mem} . A linha vermelha tracejada destaca o *redshift* do aglomerado.

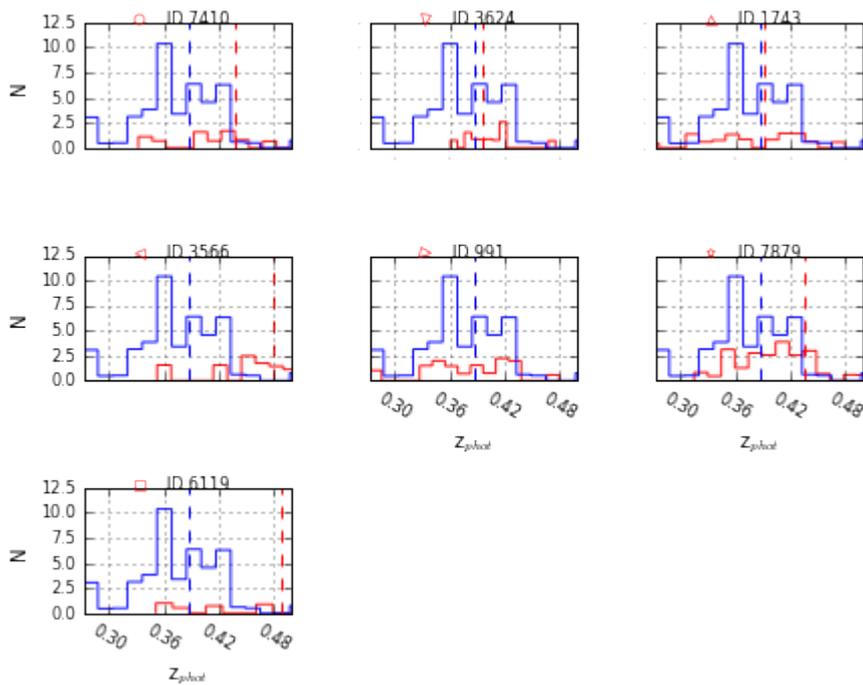


Figura B.4: Distribuições em *redshift* de galáxias. As linhas azul e vermelha representam a distribuição de galáxias membros do aglomerado central e galáxias membro ao aglomerado vizinho, respectivamente. As linhas tracejadas verticais correspondem ao *redshift* de cada aglomerado. O ID identificando o aglomerado vizinho é mostrado como título de cada diagrama.

de magnitude na banda i , e ainda fazendo a comparação com a distribuição de *redshift* de aglomerados vizinhos (como mostra a figura B.4).

Realizamos também estudos no diagrama de cor-magnitude confirmando a sequência

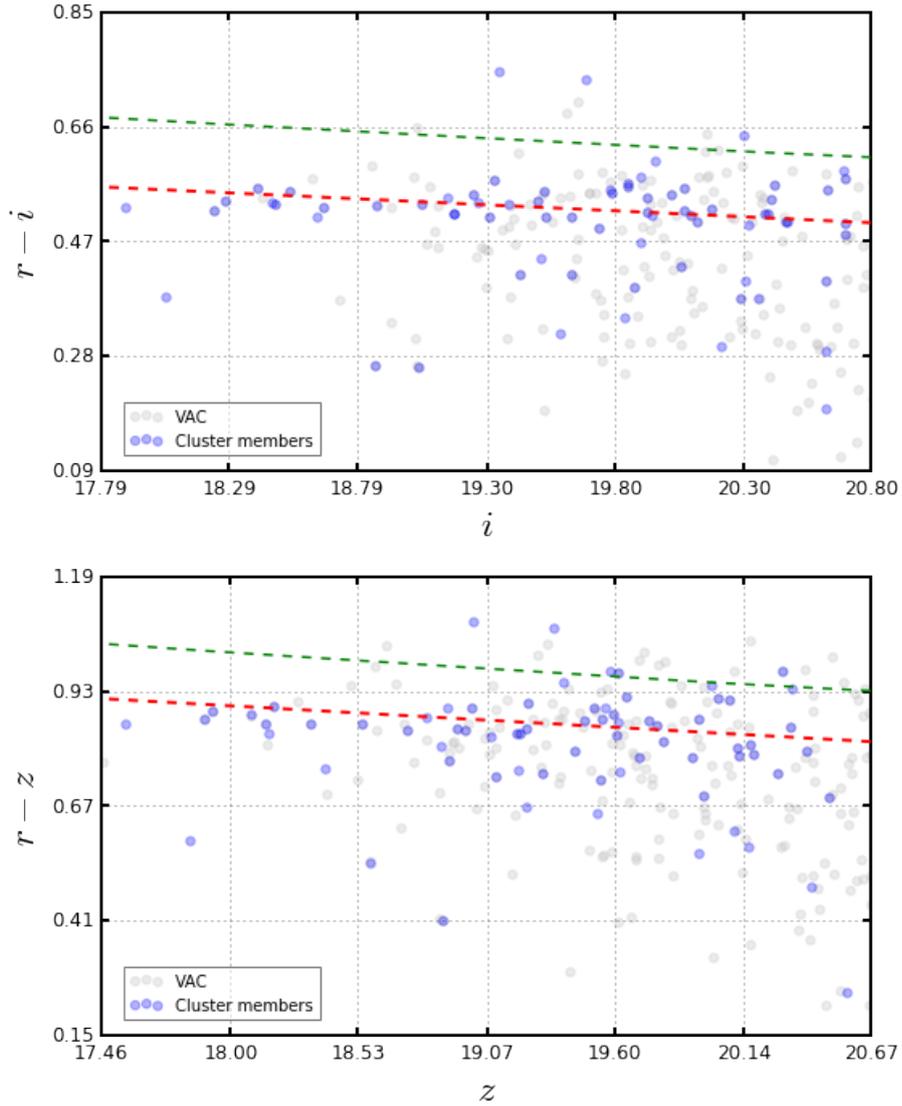


Figura B.5: (**Painel superior**) Diagrama de cor-magnitude para $r - i$ vs. i . (**Painel inferior**) Diagrama de cor-magnitude para $r - z$ vs. z . Todas as galáxias presentes nesta figura são as mesmas galáxias presentes na figura B.2. Galáxias candidatas a membro do aglomerado são mostradas em azul. Galáxias pertencentes ao *fore-* e *background* são mostradas em cinza.

vermelha de galáxias para o catálogo de aglomerados do WaZP nos dados do DES (veja a figura B.5). Onde utilizamos o modelo de Kodama (Kodama & Arimoto, 1997) para comparar a sequência vermelha nos aglomerados encontrados pelo WaZP. Este modelo foi gerado para dados do *Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey* (CFHTLS) - comunicação privada de C. Benoist. Foi necessária usar uma transformação fotométrica entre CFHT e DES (Drlica-Wagner et al., 2018) para realizar a comparação entre os dados e o modelo. A reta tracejada verde representa o modelo Kodama de sequência vermelha convertido para os filtros do DES. Porém, quando comparado a sequência vermelha do WaZP, mostrada como a reta tracejada vermelha, foi percebido um grande deslocamento. Existem duas principais razões pra isso: 1) as conversões são feitas para estrelas, e a

fotometria de galáxias se comporta de outra forma; 2) os modelos não funcionam bem em altos *redshifts* (no caso deste aglomerado, $z > 0.3$).

Além disso, estudamos a centragem dos aglomerados do WaZP. É de extrema importância ter uma boa estimativa de centro do aglomerado para que se possa realizar estudos de perfis de densidade de galáxias ou densidade de massa de galáxias em aglomerados. E assim, garantir que ao realizar o estudo de perfis de densidade empilhados, a defasagem dos perfis de densidade com relação ao centro do aglomerado seja a menor possível. Primeiro, adotamos a posição central de referência, a posição central do aglomerado encontrada como sendo o centroide em relação as posições das galáxias do WaZP. Em seguida, calculamos a distância entre este centroide e a posição do baricentro, B_p , que é calculado como sendo o centroide pesando as posições das galáxias por p_{mem} em cada aglomerado (como mostra os pontos vermelhos na figura B.6). Por último, calculamos a distância entre a posição central de referência e posição da BCG (como mostra os pontos azuis na figura B.6). Esta figura mostra qualitativamente como a centragem B_p está mais próxima do centro do que utilizando a centragem pela BCG. Comparamos a centragem dos aglomerados utilizando a posição central com sendo a posição da BCG e a posição calculada pelo WaZP e observamos que as centragens da posição da BCG não sofrem grandes mudanças quanto à evolução, porém quando analisamos em termos da riqueza parece que a centragem com relação a posição da BCG é mais distante do centro para aglomerados mais ricos.

Com o objetivo de estudar a propriedade de centragem dos aglomerados produzidos pelo DES, foram medidas as distâncias entre a posição central de cada aglomerado, encontrada pelo WaZP, com a posição central medida como o centroide, a partir das posições das galáxias satélites e pesando as suas posições por p_{mem} em cada aglomerado. A partir daqui, chamaremos essa posição de baricentro, B_p . Em seguida, comparamos com a distância medida entre o B_p e a BCG, como mostra a figura B.6. Esta figura mostra qualitativamente como a centragem B_p está mais próxima do centro do que utilizando a centragem pela BCG. A figura mostra que a as centragens do B_p e da BCG não sofrem grandes mudanças quanto à evolução, porém quando analisamos em termos de N_{gals} parece que a centragem com relação a posição BCG é mais distante do centro para aglomerados mais ricos.

Os perfis de densidade de galáxias também é uma das propriedades que buscamos analisar. O perfil de densidade serve para que possamos melhorar o nosso entendimento com relação à formação e evolução de galáxias em aglomerados, da BCG e da luz difusa. Ou mesmo entender como a distribuição de matéria bariônica se compara com a distribuição de matéria escura. Estudos envolvendo simulações e observações sugerem que a forma característica do perfil de densidade que surge em modelos de formação de estruturas Λ CDM, é dada pelo perfil NFW e que a distribuição de matéria bariônica é sistematicamente mais baixa que a distribuição de matéria escura (Budzynski et al., 2012;

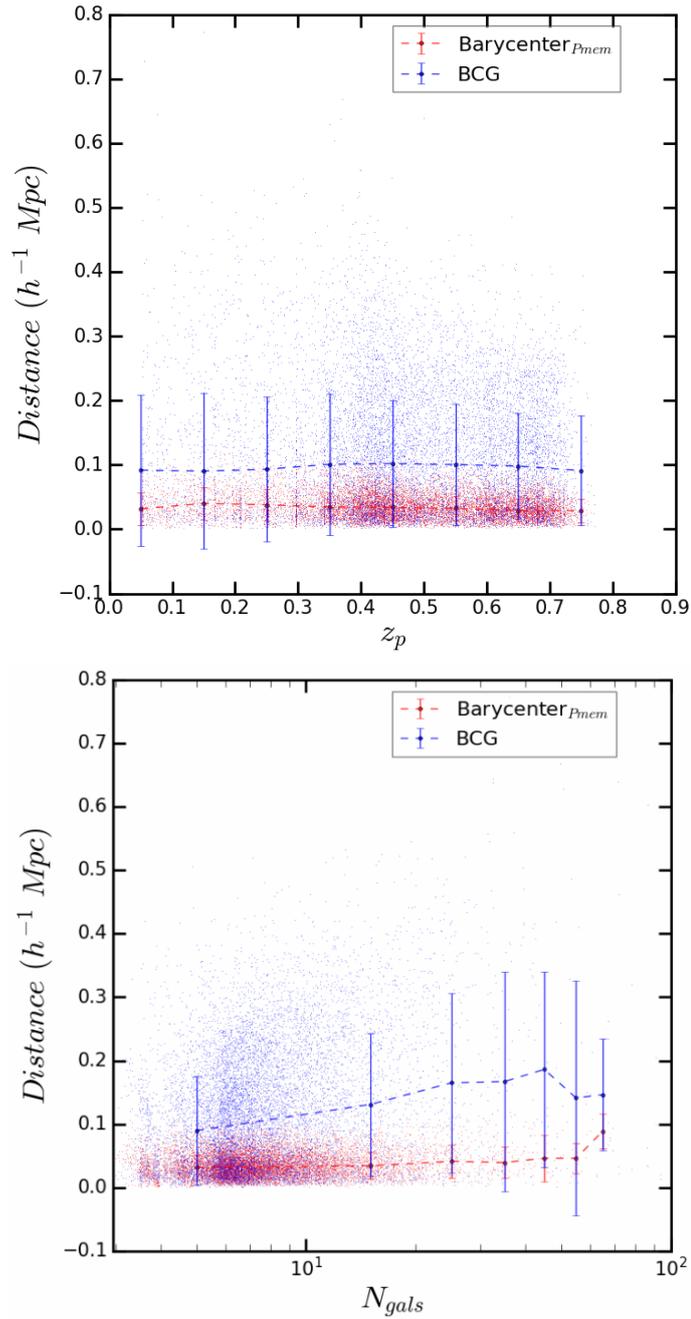


Figura B.6: Estudos da propriedades de centrage do catálogo WAZP. As distâncias entre a posição B_p e o centro do aglomerado são dadas pelos *pixels* vermelhos. As distâncias entre a posição da BCG e o centro do aglomerado são dadas pelos *pixels* azuis. Em cima: Os pontos azuis e vermelhos representam as medianas das distâncias em faixas de 0.1 em z_p para as distâncias do B_p e da BCG, respectivamente. Em baixo: Os pontos azuis e vermelhos representam as medianas das distâncias em faixas de 0.1 em N_{gals} para as distâncias do B_p e da BCG, respectivamente. As barras de erro foram calculadas pelo desvio padrão das distâncias.

(Hansen et al., 2005).

Calculamos os perfis de densidade empilhados na região central de aglomerados (até $0.3 h^{-1}$ Mpc) investigando em relação a diferentes riquezas/massas e *redshifts*. Ajustamos

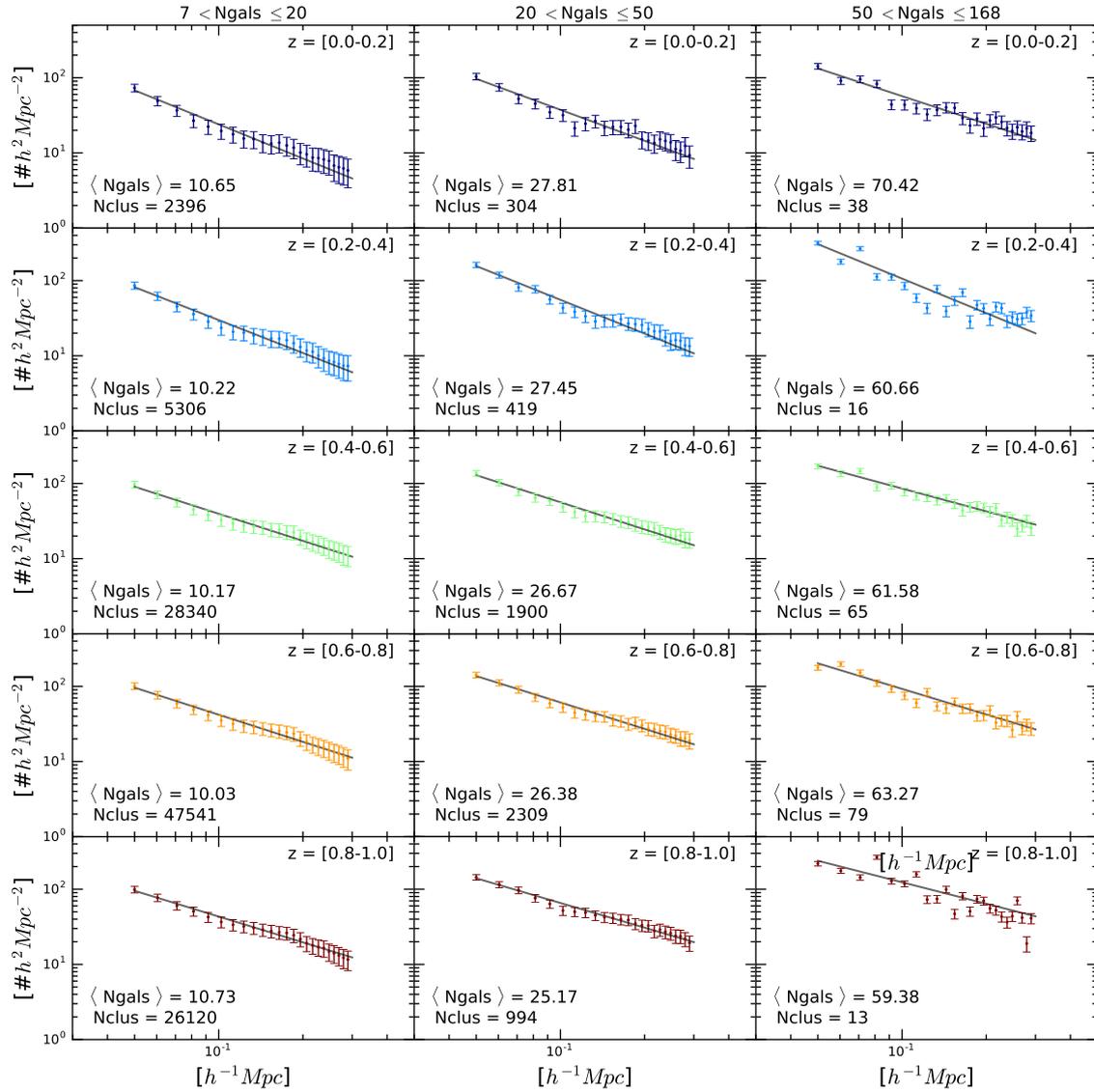


Figura B.7: Perfis de densidades empilhados para diferentes faixas de riqueza e *redshifts*. As barras de erro correspondem as flutuações de poisson. A linha preta corresponde ao melhor ajuste utilizando uma lei de potência.

uma lei de potência aos perfis e estimamos seus coeficientes. Foi observado uma tendência na inclinação (α) da lei de potência, se mostrando mais negativa em *redshifts* menores e não variando significativamente com a riqueza. Observamos a Normalização (N) sendo maior para aglomerados mais ricos e uma diminuição da normalização com o *redshift*.

Graças a este trabalho realizado para validação dos aglomerados do WaZP e suas propriedades, eu sou co-autor em [Aguena et al. \(2020\)](#), onde é apresentado o catálogo de aglomerados do WaZP para os dados do ano 1 do DES.

B.2 Implementação de ferramentas no Portal Científico

Um grande levantamento como o DES exige que os astrônomos tenham que lidar com uma grande quantidade de dados, o que torna um desafio realizar tarefas como: fazer armazenamento, distribuição de dados e realização de análises de forma eficiente e reprodutível. Por isso, o DES possui um Portal Científico, que pode ser acessado via navegador de internet, onde o usuário consegue acessar dados, executar *pipelines* de ciência, ver resultados para validação rápida e ainda, contar com o controle de proveniência fornecido pela estrutura do Portal Científico. A seguir, apresento algumas ferramentas que implementei ou ajudei na implementação durante o doutorado.

B.2.1 *Pipeline WaZP after-burner*

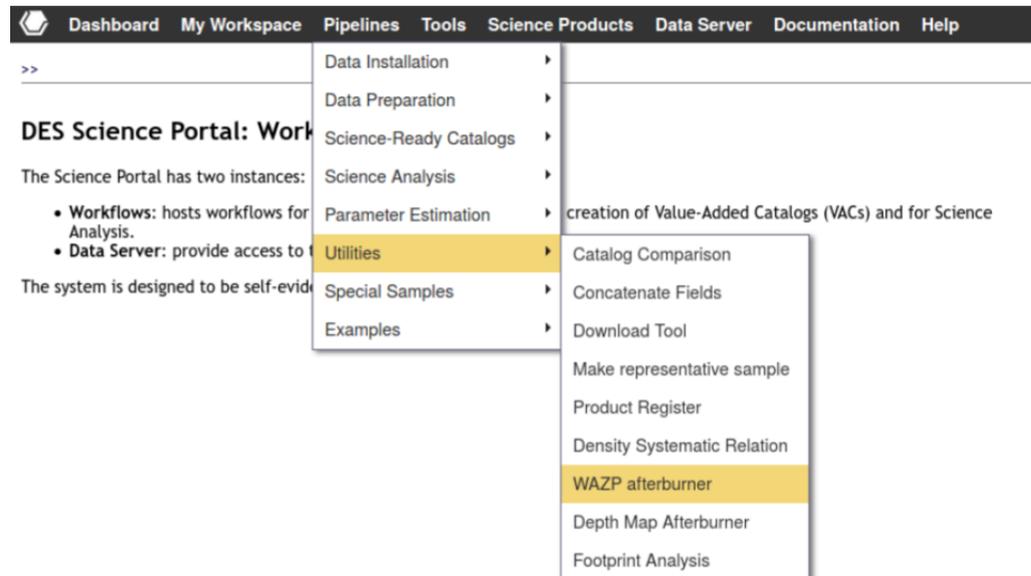
O *pipeline* WaZP *after-burner* foi implementado no Portal Científico com objetivo de avaliar as características dos aglomerados individuais e de aglomerados empilhados. Dessa forma, ajudando a validar e analisar de forma rápida os aglomerados identificados pelo WaZP, tomando como vantagem a utilização direta do processamento dos supercomputadores do DES, e ainda, conseguindo documentar a configuração utilizada no processo através da proveniência disponibilizada pelo Portal Científico.

Este *pipeline* deve ser executado sub-sequente ao *pipeline* WAZP e pode ser rodado no Portal Científico selecionando: “Pipelines → Utilities → WAZP afterburner”, como mostra o exemplo em B.8-(a). Em seguida, deve-se escolher um *release* e um *dataset* que seja de interesse para a ciência do usuário, e finalmente, escolhe-se um catálogo de aglomerados e de membros, nos locais onde estão destacados os números 1, 2 e 3, respectivamente, na figura B.8-(b).

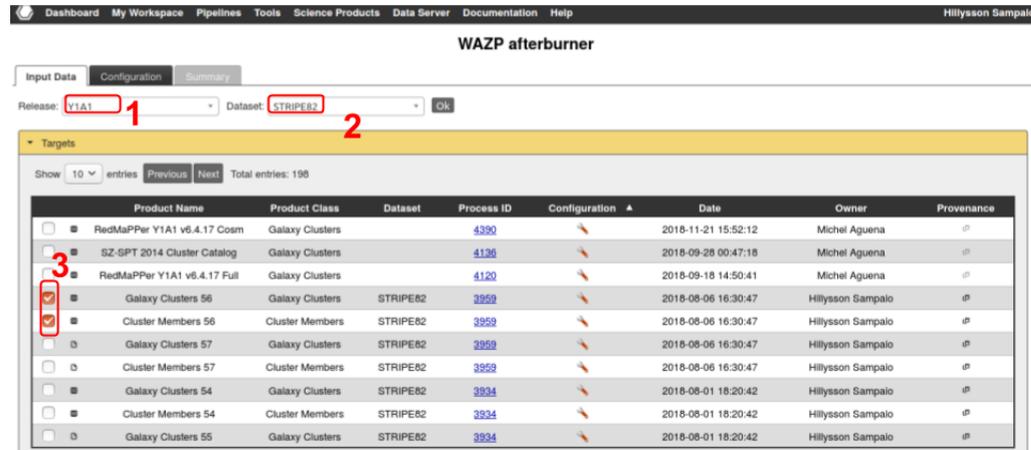
Como exemplo de resultados de rodadas deste *pipeline*, temos a análise de propriedades de aglomerados individuais como por exemplo, as figuras: B.2, B.3, B.4 e B.5. Ademais, o *pipeline* WaZP *after-burner* também traz resultados para análises da centragem do WaZP e de perfis de densidade, semelhante aos que apresentamos nas figuras B.6 e B.7.

B.2.2 *Pipeline cluster and field galaxies*

Este *pipeline* classifica galáxias satélites e de campo com base na identificação do algoritmo WAZP. A ideia principal é gerar um novo catálogo de objetos co-adicionados que tenha uma nova coluna que identifique galáxias que foram consideradas pelo WaZP como candidatas a membros do aglomerado. Para isto, este *pipeline* combina informações de galáxias presentes no catálogo de objetos co-adicionados e no catálogo de membros do WaZP. Uma implementação futura, será a implementação de um critério para classificar como galáxia satélite ou galáxia de campo algum limiar no P_{mem} , por exemplo: $P_{mem} > 50\%$. Este *pipeline* pode ser encontrado/utilizado selecionando “Pipelines → Special



(a)



(b)

Figura B.8: Layout do *pipeline* *WaZP after-burner*. (a) Mostra como selecionar o *pipeline*. (b) Mostra como selecionar o *release*, o *dataset*, um catálogo de aglomerados e de membros do *WaZP*.

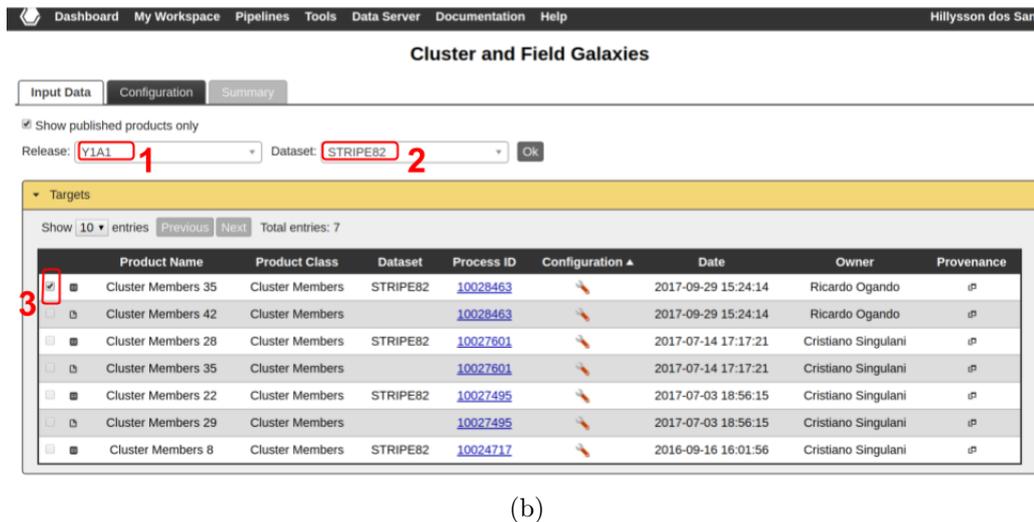
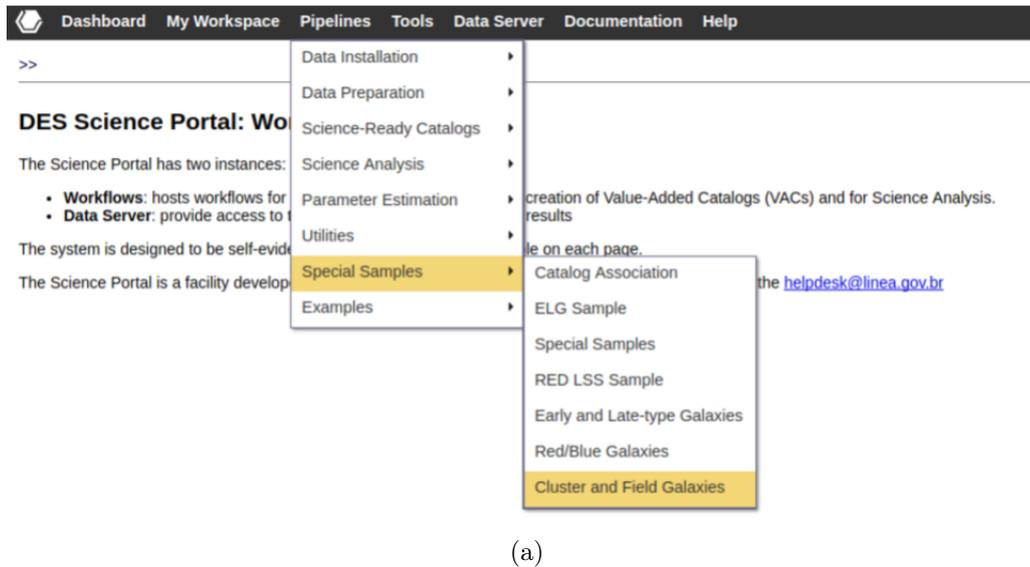


Figura B.9: Layout do *pipeline cluster and field galaxies*. (a) Mostra como selecionar o *pipeline*. (b) Mostra como selecionar um *release*, *dataset* e um catálogo de aglomerados do WaZP.

Sample → Cluster and Field Galaxies”. Como está sendo mostrado na figura B.9-(a). Após isso, o usuário seleciona o *release* e o *dataset*, e em seguida, o catálogo de membros do aglomerado, nos locais onde estão destacados os números 1, 2 e 3, respectivamente, como mostra a figura B.9-(b).

A figura B.9 mostra um resultado produzido pelo *pipeline Cluster and Field Galaxies*, a fração de galáxias em aglomerados por faixas de *redshifts*. Além disso, este *pipeline* gera uma tabela que contém as colunas: *coadd_objects_id*, *z_best*, *RA*, *DEC*, *field0_aglomerado1*, onde a coluna *field0_aglomerado1* mostra um sinalizador (0 para membros de campo e 1 para satélites). Nosso principal objetivo neste trabalho é futuramente estudar a função de luminosidade de galáxias em aglomerados e galáxias de campo e a sua evolução com o *redshift* no levantamento DES. Estamos preparando um artigo nesta

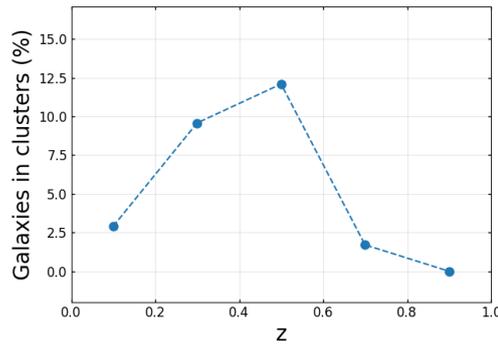


Figura B.10: Fração de galáxias satélites em função do *redshift*.

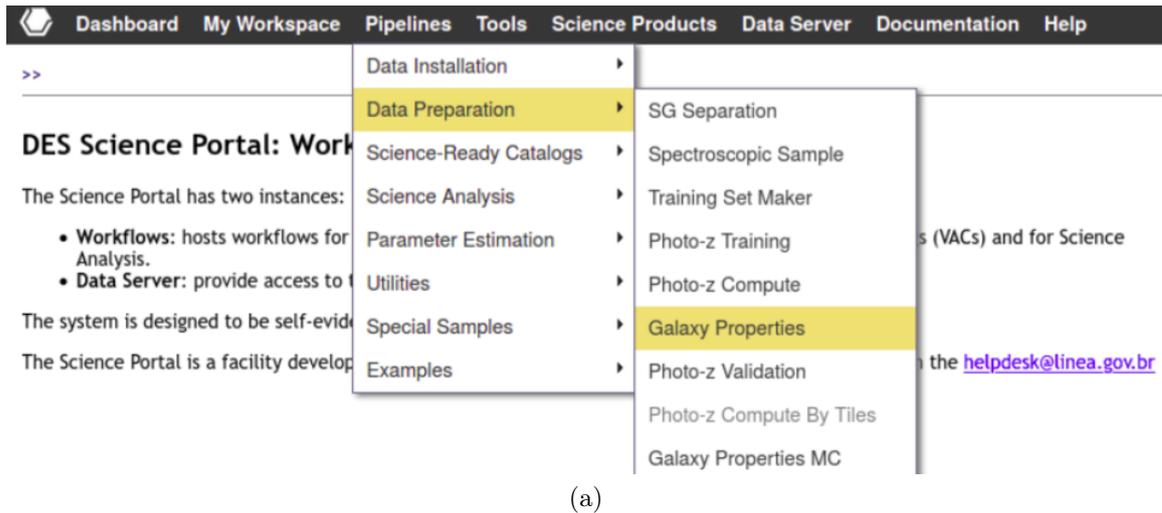
direção, onde utilizaremos dados do DR2.

B.2.3 Estimativa de massa no *pipeline galaxy properties*

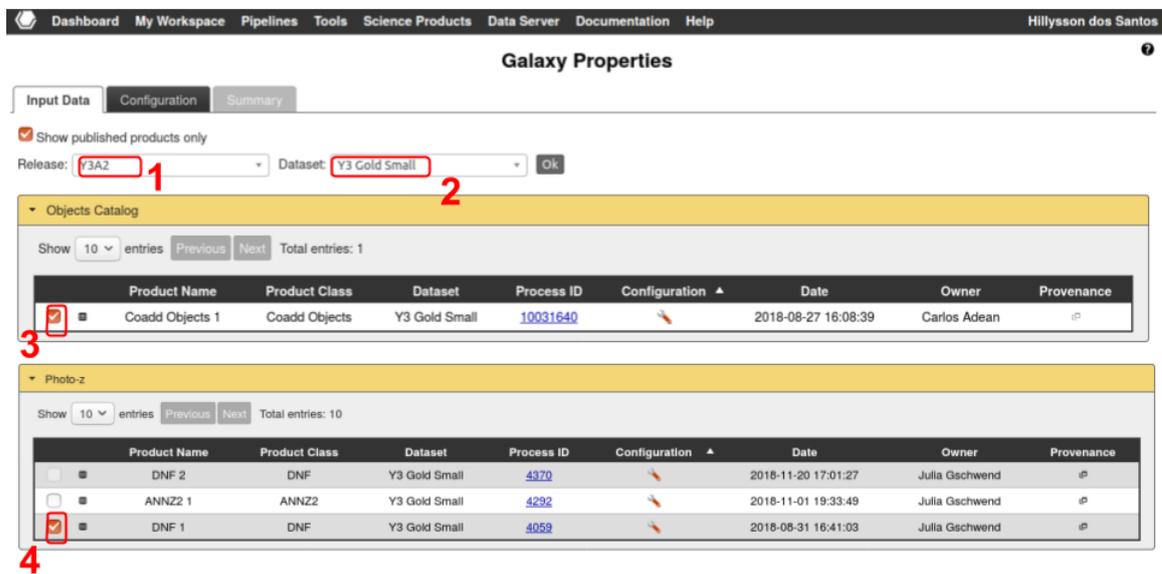
O *pipeline galaxy properties* foi disponibilizado no Portal Científico, criado principalmente para auxílio de análises em evolução de galáxias e atua sobre o catálogo de objetos co-adicionados calculando importantes parâmetros de cada galáxia. Esse *pipeline* utiliza o algoritmo LePhare (Arnouts et al., 1999; Ilbert et al., 2006), que é um código que faz estimativas de *redshifts* fotométricos para galáxias a partir de ajustes de modelos de SEDs, além de ser capaz de derivar outros parâmetros como: tipo espectral, correção K, magnitude absoluta, massa estelar, extinção, etc. No processo de ajuste dos modelos de SEDs, é levado em conta: a evolução por *redshift*, as curvas de transmissão de cada filtro e também a opacidade do meio interestelar. O LePhare oferece a possibilidade de realizar uma calibração das magnitudes teóricas através da comparação com as magnitudes observadas de uma amostra com *redshifts* conhecidos de forma iterativa.

Do modo como está implementado no Portal Científico, o *pipeline galaxy properties* também permite a opção de inserir como dado de entrada, um catálogo com *redshifts* fotométricos previamente calculado por um outro *pipeline*. Sanchez et al. 2014 mostraram que o LePhare é menos acurado que a maioria dos códigos empíricos na estimativa dos *redshifts* fotométricos, por isso, é preferível a utilização de um *redshift* fotométrico estimado por um outro algoritmo, por exemplo, pelo algoritmo *Directional Neighbourhood Fitting* - DNF (De Vicente et al., 2016). Além do DNF ser um estimador mais acurado que o LePhare, quanto mais precisos forem os *redshifts* fotométricos usados como entrada, mais preciso é a estimativa dos outros parâmetros gerados pelo LePhare. E como benefício extra da utilização de um outro estimador de *redshifts* fotométricos, temos a diminuição do tempo da rodada do tempo de rodada do *pipeline galaxy properties*.

Tendo isso em mente, implementamos um modo alternativo para calcular as massas no Portal Científico, onde esse cálculo se dá através da (i) estimativa de *redshifts* fotométricos estimados pelo algoritmo DNF e da utilização destes, como entrada para o LePhare, (ii)



(a)



(b)

Figura B.11: Layout do *pipeline galaxy properties*. (a) Mostra como selecionar o *pipeline*. (b) Mostra um exemplo de como selecionar o *release*, o *dataset*, o catálogo de objetos co-adicionados e uma amostra de *redshifts*, respectivamente.

os parâmetros de saída do LePhare, como a magnitude absoluta e a cor, são utilizados para estimar a massa estelar das galáxias usando a prescrição de Taylor et al. (2011) e que é expressa como,

$$\log M_{\star}/[M_{\odot}] = 1.15 + 0.70(g - i) - 0.4M_i, \quad (\text{B.1})$$

onde M_i corresponde a magnitude absoluta da galáxia na banda i . Como foi dito anteriormente, apenas utilizando o LePhare já seria possível obter as massas, porém precisaríamos usar SEDs sintéticas, como por exemplo, as do pacote Bruzual & Charlot (2003). No entanto, Bell et al. (2003) demonstraram que a estimativa empírica baseada apenas nas cores e magnitudes absolutas produz uma estimativa mais acurada.

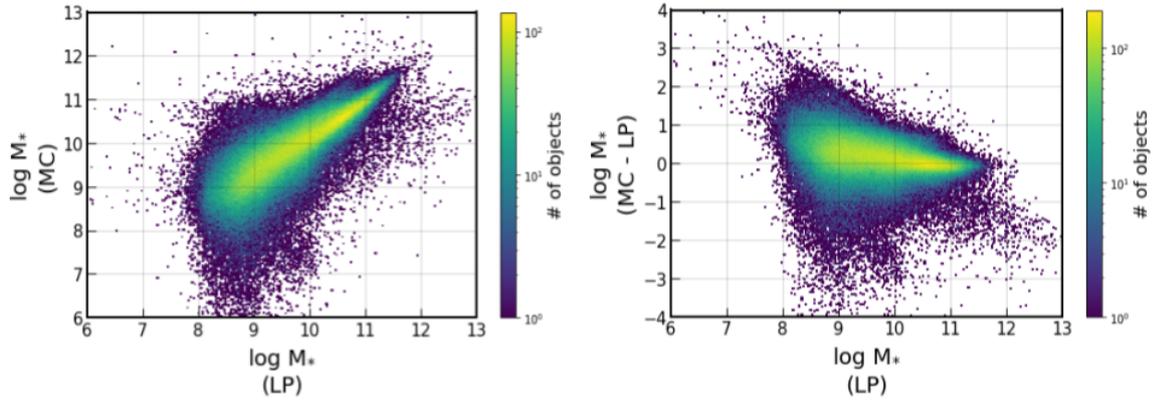


Figura B.12: **À esquerda:** Comparação entre as estimativas de massa estelar utilizando o método LePhare - LP e o método das cores - MC. **À direita:** Diferença entre a massa estelar estimada usando o MC e LP em função da massa estelar estimada pelo LP.

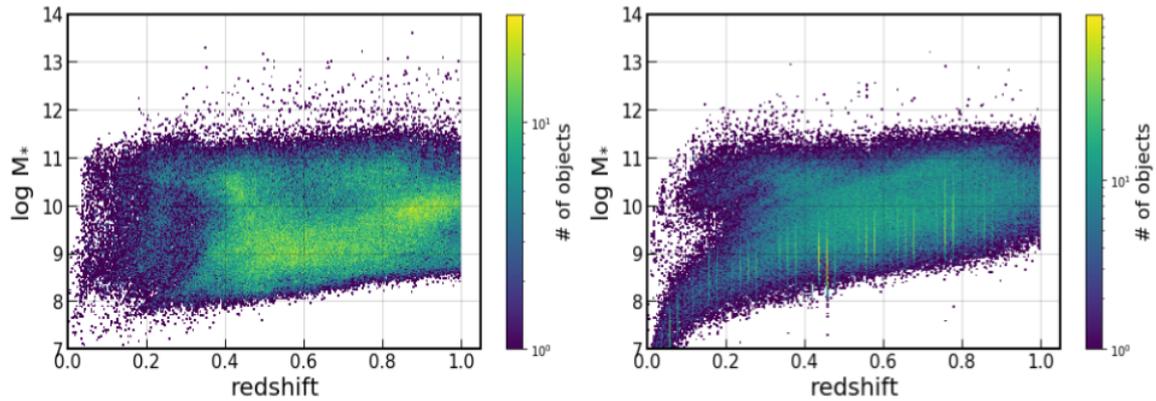


Figura B.13: Estimativas de massa estelar em função do *redshift* para os dados do DR1. **À esquerda:** Estimativas usando somente o LePhare. **À direita:** Estimativas usando a cor ($g - i$) e magnitude absoluta M_i .

No Portal Científico, o *pipeline* pode ser utilizado selecionando “Pipelines \rightarrow Data Preparation \rightarrow Galaxy Properties”, como mostra a figura B.11-(a). Durante o processo de criação de uma *pipeline*, às vezes, leva bastante tempo para o *pipeline* atuar na amostra completa selecionada. Por isso, utilizamos uma amostra com tamanho reduzido para testagem, no intuito de reduzir tempo de uma rodada. Neste sentido, primeiro, escolhemos o *release*, a amostra de uma pequena região do DR1² (que contém 21 *tiles*, próximos à faixa *Stripe* 82), o catálogo de objetos co-adicionados e os *redshifts* fotométricos estimados pelo DNF, nos locais onde estão destacados os números 1, 2, 3 e 4, respectivamente, na figura B.11-(b).

Na figura B.12, mostramos uma comparação entre as estimativas de massas estelares de galáxias feitas pelo método LePhare - LP³, que utilizou as SEDs sintéticas fornecidas

²O nome apresentado para essa região no Portal Científico é Y3A2 *Gold Small*.

³Este resultado foi obtido pela Dr. Antonella Palmese (pesquisadora da FNAL) e disponibilizado internamente para a colaboração.

em Bruzual & Charlot (2003), e pelo método das cores - MC. Estes resultados mostram que ambas estimativas de massa possuem uma boa correlação, principalmente na região de objetos mais alta massa. Na figura B.13, mostramos o comportamento das massas estelares de galáxias estimadas em função do *redshift*, onde as massas foram estimadas pelos método LP (à esquerda) e MC (à direita). Embora algumas diferenças possam ser notadas entre os dois painéis, os dois métodos apresentam estimativas de massa que seguem um comportamento global semelhante. Mas seria necessário um estudo mais detalhado para entender o motivo das diferenças entre estimativas de massa destes dois métodos.