

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

Felipe Nascimento de Souza

Grupos Fósseis sob a Óptica de Lentes Gravitacionais

Versão corrigida. O original encontra-se disponível na unidade

São Paulo

2013

Felipe Nascimento de Souza

Grupos Fósseis sob a Óptica de Lentes Gravitacionais

Versão corrigida. O original encontra-se disponível na unidade

Tese/Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador(a): Prof. Eduardo Serra Cypriano

São Paulo

2013

Dedico a toda minha familia e amigos.

Agradecimentos

Aos meus pais Nelson e Valda, meu irmão Rafael e a toda minha família pelo apoio e carinho por toda minha vida.

A minha noiva Bruna, por estar sempre presente, por ser mais do que uma namorada, por ser minha amiga e uma pessoa muito especial.

A Tati e Sara por serem minhas queridas irmãs e companheiras de todas as horas.

A meu mestre da vida Dr. Daisaku Ikeda, por seu exemplo de vida, incentivos, direcionamentos e treinamento. Estendo os agradecimentos também a todos os membros da BSGI pela presença constante e companheirismo.

Agradeço meu orientador, Eduardo Serra Cypriano, por acreditar em mim, por sua paciência, disposição e dedicação durante todo esse trabalho. Agradeço também por seu bom humor e amizade que tornaram os encontros e discussões científicas mais agradáveis.

A todos os funcionários do departamento de astronomia, secretárias, técnicos e professores, pela disposição em contribuir com os alunos.

Ao centro de redução de dados astronômicos *Terapix* pela contribuição no processo de redução dos dados.

Aos pesquisadores Robert Proctor e Patricia Spinelli pelas contribuições e sugestões.

Aos meus colegas de sala Felipe Andrade Santos, Rogério Monteiro e Josué Trejo, pelas piadas e boas risadas proporcionadas.

Aos meus colegas de IAG: Juan, Punk, Juliana, Nathália, George, Kadu e muitos outros, pela amizade durante os últimos anos.

À FAPESP, pelo apoio financeiro, sob o projeto nº: 2010/04009 – 4, sem o qual esse projeto não seria possível.

Esta tese/dissertação foi escrita em \LaTeX com a classe IAGTESE, para teses e dissertações do IAG.

“O verdadeiro mérito como ser humano surge a partir do que decidimos tornar o propósito de nossa vida e como alcançá-lo.”

Daisaku Ikeda

Resumo

O objetivo deste projeto de Mestrado é estudar grupos fósseis como halos de matéria escura através da técnica de Lentes Gravitacionais Fracas, utilizando-se imagens da câmera *MegaCam* do CFHT (*Canadian France Hawaii Telescope*). Determinamos as razões Massa-luminosidade (M/L) e na sequência deste projeto analisamos se os grupos fósseis possuem uma distribuição de massa mais concentrada do que grupos normais, conforme indicam expectativas teóricas e alguns resultados observacionais e se os resultados suportam, ou não, o atual cenário para a formação desses interessantes objetos. Em particular comparamos as funções de luminosidade e massas obtidas com as apresentadas em Mendes de Oliveira et al. (2006), Cypriano et al. (2006), Mendes de Oliveira et al. (2009) e Proctor et al. (2011) e verificamos se esses grupos são de fato dinamicamente relaxados, dado que nossas imagens são pelo menos 2.5 magnitudes mais profundas que as utilizadas em trabalhos anteriores e cobrem um campo mais de 100 vezes maior.

Abstract

The objective of this master project is study fossil groups how dark matter halos with weak gravitational lens, using images of *Megacam* camera of CFHT (*Canadian France Hawaii Telescope*). We determined the mass-luminosity ratios (M/L) and we analysed if these groups have a more concentration distribution than normal groups as indicated by many authors and some observational results and if the results suport, or not, the current cenario for the formation these interesting objects. In particular we compare our luminosity functions and the masses with those presented in Mendes de Oliveira et al. (2006), Cypriano et al. (2006), Mendes de Oliveira et al. (2009) and Proctor et al. (2011) and try to confirm whether these groups are dynamically relaxed, since our images are 2.5 magnitudes deeper than those used in previous work and they have a field more than 100 times larger.

Lista de Figuras

- 1.1 Classificação morfológica de aglomerados de galáxias proposto por Rood et al. (1971). *cD* são aglomerados dominados por uma galáxia elíptica gigante central. *B* contém um par de galáxias dominantes centrais. *L* são aglomerados com um alinhamento aproximadamente linear das galáxias dominantes. *C* apresentam uma concentração única de galáxias. *F* são aglomerados com uma distribuição de galáxias de forma oblata. *I* são aglomerados que apresentam uma distribuição irregular. Imagem obtida em Schneider (2006) . . . 32
- 1.2 Desvio gravitacional da luz devido a presença de um corpo maciço (lente). O astro é observado em uma posição aparente θ , distante $\Delta\theta$ da posição verdadeira β . A distância é medida no plano da lente entre o eixo ótico e a trajetória não perturbada do raio de luz e o parâmetro de impacto. (Lima Neto, 2010) 39
- 1.3 Esq: Caso onde enxergamos 4 imagens (cruz de Einstein) (NASA and ESA, 1990), Dir: Caso com infinitas imagens (anel de Einstein) (NASA, ESA and Bolton, 2005) 39
- 1.4 Mapa tri-dimensional de matéria escura feito através de dados coletados pelo Telescópio espacial Hubble usando a técnica de lentes gravitacionais fracas. (Massey et al., 2007) 40
- 1.5 Ilustração do efeito de convergência e cisalhamento na imagem de uma fonte com distorção descrita pela matriz A , onde φ descreve a direção da distorção. (Schneider, 2005) 43

1.6	Ilustração dos valores das 2 componentes do cisalhamento em 3 direções diferentes (esquerda) (Schneider, 2005). Definição dos ângulos: ϕ sendo o ângulo com relação à galáxia central e θ o ângulo entre a direção do semi-eixo maior da elipse com relação ao eixo horizontal (direita).	45
2.1	Imagens na banda r dos 5 grupos fósseis analisados nesse trabalho.	53
2.2	Função de luminosidade apresentada em Mendes de Oliveira et al. (2006) para o grupo $RXJ1552.2 + 2013$	54
2.3	Imagem extraída do site do CFHT em que se visualiza o efeito de halos reflexivos causados por estrelas muito brilhantes no campo de observação (http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/Megacam/specsinformation.html). 55	
2.4	Simulação realizada no site do CFHT, que verifica a existência de estrelas muito brilhantes no campo de observação de nossas imagens.	56
2.5	Mapas produzidos pelo <i>Terapix</i> , que indicam a posição e forma das máscaras inseridas em cada grupo.	61
2.6	Mapas produzidos pelo <i>Terapix</i> , que indicam a posição e forma das máscaras inseridas em cada grupo, onde o círculo vermelho contínuo indica o perímetro do grupo, definido pelo seu raio óptico (ver Tabela 3.3).	62
3.1	Histogramas da quantidade de galáxias por faixa de magnitude (em cima) construídos com intervalos de 0.25 magnitudes para os dados no filtro r (pontos vermelhos) e no filtro g (pontos azuis). Em baixo temos gráfico de correspondência entre os dados medidos e a reta ajustada aos dados do histograma. As retas foram ajustadas aos pontos levando em consideração os pontos dentro do intervalo de magnitude de 21.0 a 23.0.	69
3.2	Separação de estrelas e galáxias dos grupos fósseis. Os pontos em azul identificam as galáxias, verdes estrelas saturadas e vermelhos estrelas não saturadas.	70

3.3	Perfil radial de densidade superficial de galáxias para os 5 grupos estudados. A linha horizontal tracejada indica a densidade média de galáxias local, a linha tracejada vertical indica o raio óptico determinado e R corresponde à distância ao centro (posição da galáxia brilhante central) em minutos de arco (eixo inferior) e em Mpc (eixo superior).	71
3.4	Diagramas cor-magnitude para cada grupo fóssil nos cinco minutos de arco centrais, onde a linha contínua vermelha indica a sequência vermelha e as linhas vermelhas tracejadas indicam os limites adotados da sequência vermelha (± 0.15 em g-r).	73
3.5	Simulação realizada pelo SDSS sobre erros introduzidos na estimativa da magnitude de objetos brilhantes (acima) e sobre os erros relativos na estimativa do raio efetivo (r_e) por subtração excessiva do céu (abaixo). Os pontos azuis correspondem a simulações de galáxias realizadas com um perfil exponencial, os pontos vermelhos às simulações com perfil de Vancoulers, enquanto os pontos pretos, roxos e verdes se referem a resultados de outros autores.	75
3.6	Função de luminosidade de cada grupo fóssil ajustada por uma função de Schechter (linha azul). As flechas vermelhas indicam intervalos de magnitude cujos valores da equação 3.6 são zero ou negativos.	78
3.7	Mapas de densidade e de luminosidade dos grupos $J10$, $J12$ e $J13$. A área da região utilizada para contagem da luminosidade ou da quantidade de galáxias é de aproximadamente 1.0 arcmin^2	83
3.8	Mapas de densidade e de luminosidade dos grupos $J14$ e $J15$. A área da região utilizada para contagem da luminosidade ou da quantidade de galáxias é de aproximadamente 1.0 arcmin^2	84
4.1	Simulação do efeito da PSF em um objeto astronômico, onde em (a) temos o objeto real, em (b) a PSF, em (c) a alteração do objeto pela PSF e em (d) o efeito do objeto e PSF adicionados de um nível de fundo e de ruído (Bridle et al., 2002).	88
4.2	Histogramas com a distribuição dos valores dos parâmetros ϵ e ab (em píxeis) das estrelas do grupo $J12$ depois do processo de seleção.	89

4.3	Distribuição das estrelas no campo da imagem.	91
4.4	Comparação dos métodos de correção da PSF, com base nos valores de resíduo de e_1 e e_2 da equação 4.4 para o grupo $J12$. O diagrama demonstra os valores de ϵ_1 e ϵ_2 sem correção (diagrama superior esquerdo) e os valores corrigidos pelos métodos 1, 2 e 3.	94
4.5	Perfis de densidade radial de galáxias, antes e depois da exclusão da sequência vermelha.	96
4.6	Diagramas cor-magnitude com as galáxias de cada grupo, onde os pontos vermelhos correspondem às galáxias selecionadas e os pontos azuis as galáxias excluídas dessa seleção.	98
4.7	Perfil radial de elipticidade tangencial (pontos vermelhos), ajustado pelos perfis SIS (linha tracejada roxa) e NFW(linha continua azul). No ajuste dos perfis SIS e NFW para o grupo $J15$ desconsideramos as galáxias dentro de 2 arcmin de raio devido ao grande percentual de galáxias cobertas por uma máscara nessa região (ver seção 2.4).	101
4.8	Curvas com 68%(vermelho) e 95%(azul) de confiança para os parâmetros R_{200} e c obtidos através do ajuste de um perfil NFW.	102
4.9	Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa <i>LensEnt2</i> para o grupo $J10$	104
4.10	Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa <i>LensEnt2</i> para o grupo $J12$	105
4.11	Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa <i>LensEnt2</i> para o grupo $J13$	106
4.12	Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa <i>LensEnt2</i> para o grupo $J14$	107
4.13	Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa <i>LensEnt2</i> para o grupo $J15$	108
4.14	Simulação de mapas de massa utilizando-se os parâmetros do grupo $J15$ sem a utilização de máscaras (a esquerda) e com a presença de máscaras (a direita).	110

4.15	Diagrama produzido por Hamana et al. (2004), onde pode-se relacionar a massa e o redshift do grupo com o S/R esperado.	111
5.1	Comparação dos valores de massa obtidos por lentes gravitacionais com os valores obtidos através de espectroscopia (esquerda) e raios-X (direita) por Proctor et al. (2011).	116
5.2	Valores de Massa-luminosidade calculado por nossa análise (pontos vermelhos). Os pontos pretos correspondem aos valores obtidos de Girardi et al. (2002).	118

Lista de Tabelas

2.1	Grupos fósseis estudados neste projeto.	50
2.2	Valores de R_{200} , σ , M_{200} , L_t e $\frac{M_{dyn}}{L_t}$ obtidos em análise espectroscópica realizada por Proctor et al. (2011).	50
2.3	Valores de R_{500} , σ , M_{vir} e L_X obtidos em análise por raio-X realizada por Khosroshahi et al. (2007).	51
2.4	Valores de R_{200} e M_{200} obtidos utilizando relações de escala por Zibetti et al. (2008).	51
2.5	Resultados apresentados por Cypriano et al. (2006) e Khosroshahi et al. (2006).	52
2.6	Informações do tempo de exposição (t_{exp}), <i>seeing</i> e quantidade de imagens de cada grupo em cada banda fotométrica.	57
2.7	Fração da área de cada grupo que foi coberta por máscaras.	63
2.8	Dispersão dos erros astrométricos ao longo dos eixos X (centro) e Y (direita) para cada grupo.	64
3.1	Limite de completeza determinado para cada grupo fóssil.	66
3.2	Distâncias para os grupos fósseis estudados. D_A é a distância de diâmetro angular (equação 1.47) e D_l é a distância de luminosidade (equação 1.48).	68
3.3	Raio óptico (R_{Opt}) dos grupos fósseis definido pela análise do excesso de densidade superficial.	68
3.4	Valores calculados para a absorção galáctica e correção K.	74
3.5	Valores de luminosidade das BCGs obtidos pelo programa <i>SExtractor</i> e os valores obtidos no catalogo do <i>SDSS</i>	75

3.6	Parâmetros utilizados no ajuste de Schechter. Os valores de α_{lit} e M_{lit}^* foram obtidos os grupos $J13$, $J14$ e $J15$ respectivamente de Mendes de Oliveira et al. (2009), (Cypriano et al. (2006)) e Mendes de Oliveira et al. (2006).	77
3.7	Valores de luminosidade total na banda r em unidades de $10^{11}L_{\odot}$ calculados pelos métodos 1, 2, 3 e 4.	82
3.8	Comparação dos métodos de cálculo valores de luminosidade calculados com o raio de Proctor et al. (2011) pelo nosso método com o método do próprio autor, onde as luminosidades são apresentadas em $10^{11}L_{\odot}$. L_{200} corresponde à luminosidade calculada com R_{200} estimado no capítulo 04 (Tabela 4.6) e $\%_{Lum}$ à porcentagem de luminosidade perdida quando realizamos a análise somente até -18.0	85
4.1	Quantidade de estrelas de cada grupo, antes ($Quant_{star}$) e depois da filtragem de objetos problemáticos ($Quant_{star\,sel}$).	90
4.2	Valores de média (M_{e_i}) e desvio padrão (σ_{e_i}) para cada uma das componentes da elipticidade calculados com diferentes valores de σ_{gau} na equação 4.10.	93
4.3	Quantidade de galáxias de fundo selecionadas ($Quant_{sel}$), a quantidade depois do processo de exclusão devido á posição no quadrante de deconvolução do $Im2shape$ ($Quant_{exc}$) e a densidade de galáxias de fundo utilizada.	97
4.4	Contaminação de galáxias de frente e do aglomerado estimada utilizando-se os catálogos do <i>CFHT Legacy Survey</i> reproduzindo a seleção das galáxias de fundo utilizada nesse trabalho.	97
4.5	Análise dos valores de γ_X : média ($\langle \gamma_X \rangle$), desvio e desvio padrão da média (σ_{γ_X}).	99
4.6	Valores de σ_v , R_{200} e c obtidos através dos ajustes SIS e NFW, utilizando-se as equações 1.36 e 1.38.	100
4.7	Valores de Δ_{X^2} correspondentes a 68.3% e 95.4% de confiança para ajustes com diferentes números de parâmetros (Press et al., 2007).	100
4.8	Valores calculados de M_{SIS} e M_{NFW} com os parâmetros da Tabela 4.6.	103
4.9	Comparação dos valores calculados por Proctor et al. (2011) (R_{200X} , R_{200dyn} , M_{200X} e M_{200dyn}) e os valores calculados em nosso trabalho (R_{200} e M_{NFW}). Todos os valores de R são dados em Mpc e os valores de massa em $10^{14}M_{\odot}$	112

5.1	Valores da razão massa-luminosidade obtidos por Proctor et al. (2011) (centro) e os valores calculados utilizando-se os valores de massa e luminosidade desse trabalho (direita).	117
5.2	Diferença entre os valores de luminosidade e massa obtidos por lentes gravitacionais e espectroscopia, demonstrando o quão maiores ou menores são nossos resultados em comparação com os resultados de Proctor et al. (2011).	118

Sumário

1. <i>Introdução</i>	27
1.1 Formação de estruturas	27
1.1.1 Instabilidades de Jeans	28
1.1.2 Modelo Top-Down	29
1.1.3 Modelo Bottom-Up	30
1.2 Aglomerados e grupos de galáxias	30
1.2.1 Galáxias	31
1.2.2 Meio Intra-Aglomerado	33
1.2.3 Matéria Escura	33
1.3 Grupos Fósseis	36
1.4 Lentes Gravitacionais	38
1.4.1 Lentes gravitacionais fracas	41
1.4.1.1 Extração da Massa	44
1.5 Cosmologia	46
1.6 Estrutura da Dissertação	47
2. <i>Amostra e observações</i>	49
2.1 Amostra	49
2.1.1 Seleção da amostra	49
2.1.2 Revisão da literatura	50
2.2 Telescópio	55
2.3 Características das observações	57

2.4	Tratamento dos dados	58
3.	<i>Análise Fotométrica</i>	65
3.1	Caracterização dos grupos	65
3.2	Luminosidade Total	72
3.2.1	Conversão para Magnitude Absoluta	72
3.2.2	Função de Luminosidade	75
3.3	Mapas de Densidade e Luminosidade	81
3.4	Discussão	82
4.	<i>Análise por Lentes Gravitacionais Fracas</i>	87
4.1	O programa <i>Im2shape</i>	87
4.2	Tratamento da PSF	88
4.2.1	Seleção das estrelas	89
4.2.2	Metódos de Correção	90
4.2.2.1	Método 1 - Polinômio de 4 ^o grau	92
4.2.2.2	Método 2 - Hoekstra et al. (2006)	92
4.2.2.3	Método 3 - Filtro Gaussiano	93
4.3	Reconstrução da Massa	94
4.3.1	Seleção das Galáxias de Fundo	94
4.3.2	Perfis de elipticidades e ajuste dos perfis SIS e NFW	99
4.3.3	Mapas de distribuição de massa	103
4.4	Discussão	109
4.4.1	Problemas Observacionais	109
4.4.1.1	Estrelas brilhantes na região da amostra	109
4.4.1.2	Razão Sinal-ruído (S/R) esperado	110
4.4.2	Parâmetros dos modelos	111
4.4.3	Massa	112
5.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	115
5.1	Luminosidade	115
5.2	Massas	116
5.3	Razão Massa-luminosidade	117

5.4	Perspectivas	119
	<i>Referências</i>	121

Introdução

Este capítulo se destina à introdução e discussão de conceitos pertinentes a este trabalho. A seguir descrevemos alguns conceitos gerais como formação de estruturas e características de grupos e aglomerados de galáxias e também assuntos mais específicos como as características apresentadas por grupos fósseis e conceitos práticos como é o caso de lentes gravitacionais fracas.

1.1 Formação de estruturas

No universo atual ($z = 0$), observamos uma grande variedade de estruturas com diferentes tamanhos, que variam desde as menores, como é o caso de planetas e estrelas, passando-se por estruturas medianas como as galáxias e grupos de galáxias, até os aglomerados e super-aglomerados de galáxias que são as maiores estruturas existentes no universo. Entender como essas diversas estruturas de diferentes tamanhos se formam continua sendo um grande desafio da cosmologia contemporânea.

Segundo a teoria de formação mais aceita (Primack, 1997) todas essas estruturas foram formadas em diferentes épocas e teriam sua origem em flutuações quânticas, oriundas da época do *Big Bang*, que teriam sido ampliadas no campo escalar responsável pela inflação (Liddle et al., 2000). A teoria da inflação afirma que essas flutuações quânticas, que são 10^{20} vezes menores que um próton, são amplificadas em um curto período de tempo por uma expansão exponencial de $t = 10^{-35}$ s a $t = 10^{-32}$ s para uma esfera de 10cm de diâmetro (Howarth, 2006).

Logo depois do Big Bang o universo era fortemente dominado pela radiação, em uma época conhecida como *era da radiação*, onde toda a matéria estava completamente ioniza-

da e a interação entre radiação e matéria era muito forte gerando um acoplamento entre esses meios. Nesta fase do universo a matéria bariônica, devido às essas fortes interações com os fótons, permanece em equilíbrio na forma de um plasma quente (Peebles, 2001). Com o passar do tempo e com a expansão o universo vai se esfriando até que em determinado momento os elétrons são capazes de se combinar com os núcleos formando átomos de hidrogênio e hélio. Esse momento, aproximadamente 300000 anos após o *Big Bang* é conhecido como *recombinação*, no qual os fótons são desacoplados da matéria e podem evoluir independentemente. Esses fótons podem ser detectados hoje na forma de radiação cósmica de fundo.

Nesse contexto a matéria escura, que será descrita com mais detalhes na secção 1.2.3, possui papel fundamental, pois pelo fato de não ser espalhada pela radiação eletromagnética, imediatamente após o *Big Bang* começa a se agrupar e a formar halos. Após a recombinação a matéria bariônica se torna livre para evoluir e cair nos poços de potencial da matéria escura, onde eventualmente, se houver densidade alta o suficiente, serão formadas as primeiras estruturas.

A seguir descrevemos a teoria de Jeans sobre a formação de estruturas e dois dos cenários de formação de estruturas mais conhecidos.

1.1.1 Instabilidades de Jeans

A questão da instabilidade gravitacional foi abordada rigorosamente por James Jeans (Longair, 1998), que formulou sobre quais condições uma nuvem de gás vai colapsar devido a sua gravidade. Segundo essa formulação oscilações estáveis só são possíveis se o comprimento de onda (λ) é menor do que o comprimento de onda de Jeans (λ_J) definido por:

$$\lambda_J = c_s \sqrt{\frac{\pi}{G\rho_0}} \quad (1.1)$$

onde c_s é a velocidade do som, G a constante gravitacional e ρ_0 a densidade de equilíbrio.

Na era da radiação para λ menores do que λ_J a força gravitacional é antagonizada pela pressão exercida pelo fluido de fótons, porém em grandes escalas a pressão não será suficiente e teremos um colapso gravitacional. Define-se também a condição de colapso em

termos da massa de Jeans (M_J):

$$M > \left(\frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{\frac{3}{2}} \left(\frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{\frac{1}{2}} \equiv M_J \quad (1.2)$$

onde k corresponde à constante de Boltzmann, μ o potencial químico e m_H a massa do átomo de hidrogênio.

Com o passar do tempo e o resfriamento do universo a densidade de matéria passa a prevalecer sobre a densidade de radiação, iniciando-se a fase do universo conhecida como *era da matéria*. Nesta fase ocorre a recombinação e gradativamente o desacoplamento entre a matéria e a radiação, não tendo-se mais a pressão exercida pelo fluido de fótons e consequentemente teremos $M_J = 0$, excluindo-se qualquer condição de não colapso.

Press et al. (1974) propuseram um formalismo que descreve o número de objetos de uma certa massa em determinado volume que serão gerados por um colapso. A função de massa desse formalismo é compatível com a função de massa obtida em simulações cosmológicas (Jenkins et al., 2001), porém não perfeitamente porque tende a superestimar a abundância de halos de baixa massa e subestimar a abundância nos casos de halos maciços.

1.1.2 Modelo Top-Down

Nesse modelo as primeiras estruturas a ser formar seriam as grandes estruturas, que possuem ordem de grandeza dos super-aglomerados e posteriormente, por meio de algum tipo de fragmentação, seriam formadas as estruturas menores (galáxias). Neste caso a predominância de flutuações de grande escala, requer algum mecanismo que suprima as pequenas flutuações, o que sugere a existência de uma componente de matéria escura, leve e capaz de realizar uma uniformização nessas escalas, semelhantemente ao realizado pelos fótons antes do seu desacoplamento da matéria (*free-streaming*). A matéria escura desse tipo é conhecida como *matéria escura quente*, pois suas partículas possuem velocidades relativísticas, que fazem com que essas partículas consigam escapar das regiões de alta densidade, tornando esse modelo conhecido como *modelo de matéria escura quente*.

Como exemplo desse tipo de matéria escura podemos citar os neutrinos. Nos modelos dominados por neutrinos, as primeiras estruturas que se formam são planas e esticadas, com a forma de panquecas (Shandarin et al., 1989).

Simulações que mostram que os aglomerados de galáxias observados atualmente só

poderiam ter se formado a partir de $z \sim 1$ e observações que mostram a existência de galáxias maduras em *redshifts* bem maiores do que 1 foram algumas das evidências que levaram ao abandono desse modelo.

1.1.3 Modelo Bottom-Up

Esse modelo possui esse nome porque a formação de estruturas segue um processo hierárquico, formando-se primeiro as pequenas estruturas e posteriormente, por agregação ou fusões, as grandes estruturas, tendo-se que as grandes estruturas, como por exemplo aglomerados de galáxias, nesse modelo são estruturas relativamente jovens. Esse modelo assume uma componente de matéria escura massiva, que tende a ser aglomerar nas regiões de pequenas flutuações. Essas partículas não contribuem para a pressão por não serem relativísticas e por isso são conhecidas como partículas de *matéria escura fria*. Este modelo é considerado hoje como o modelo padrão de formação de estruturas (Kauffmann et al., 1993).

1.2 Aglomerados e grupos de galáxias

Aglomerados e grupos são as maiores estruturas gravitacionalmente ligadas existentes em todo o universo e caracterizam-se por apresentarem um excesso de densidade de galáxias e massa em relação a outras regiões do espaço. alguns valores típicos de massa dessas estruturas são para aglomerados $M > 3 \times 10^{14} M_{\odot}$ e grupos $M \sim 3 \times 10^{12} M_{\odot}$ com a faixa de massa dessas estruturas variando de $10^{12} M_{\odot}$ a $10^{15} M_{\odot}$ (Schneider, 2006).

No cenário de formação *bottom-up* ou hierárquico, comentado anteriormente, aglomerados de galáxias seriam estruturas relativamente jovens que teriam colapsado em baixos redshifts ($z \leq 1$), ou seja, numa era mais próxima da atual. São as estruturas mais massivas relaxadas (em equilíbrio) do universo.

Aglomerados e grupos são basicamente formados por três componentes: matéria escura (80-85%), meio intra-aglomerado (17-18%) e galáxias (2-3%), os quais descreveremos brevemente a seguir.

1.2.1 Galáxias

Galáxias são estruturas compostas de estrelas, poeira e gás, que se mantêm unidas devido à interação gravitacional e tem sua origem nas regiões de maior concentração de matéria escura.

Embora as galáxias sejam a componente minoritária são elas que caracterizam a aparência óptica dos aglomerados e grupos e foi com base nas galáxias que foram definidos os primeiros catálogos de aglomerados. Um dos catálogos mais conhecidos de aglomerados é o catálogo de Abell (Abell, 1958), que identificou regiões do céu com excesso de densidade de galáxias. O critério de identificação desse catálogo corresponde a termos mais do que 50 galáxias com magnitude entre m_3 e $m_3 + 2$ dentro de um círculo de aproximadamente $1.5h^{-1}Mpc$, onde m_3 corresponde à magnitude da terceira galáxia mais brilhante. Esse catálogo contém 1682 aglomerados que estavam dentro desses critérios.

Galáxias também são utilizadas, através da sua distribuição, para classificar aglomerados morfológicamente. Existem várias tipos de classificações, na Figura 1.1 apresentamos a classificação morfológica proposta por Rood et al. (1971). Ressaltamos o fato que a classificação morfológica pode nos fornecer importantes informações sobre o estado dinâmico do aglomerado, se essa estrutura se encontra em equilíbrio ou não, o que pode ser evidência de um processo de fusão sofrido recentemente.

Nessa descrição vamos nos concentrar nas diferenças entre aglomerados regulares e irregulares e considerar que todos os outros tipos são estados intermediários. Observa-se que aglomerados regulares possuem muitas galáxias do tipo *early-type*, são dominados por uma galáxia elíptica gigante central (BCG - *Brightest Cluster Galaxy*) e apresentam alta densidade central de galáxias. Aglomerados irregulares possuem grande número de galáxias espirais, menor densidade central de galáxias e frequentemente apresentam subestrutura. Em resumo aglomerados regulares são considerados em estado relaxado, enquanto aglomerados irregulares são considerados ainda em processo de evolução.

No que diz respeito a aglomerados regulares uma questão que ainda não apresenta consenso na comunidade científica é sobre o processo de formação da BCG. Inicialmente foi proposto que as BCGs seriam formadas pela acumulação de detritos extraídos por meio de forças de marés de aglomerados de galáxias (Ostriker et al. (1975) McGlynn et al. (1980) e Merritt (1985)). Ostriker et al. (1977) propuseram que canibalismo galáctico

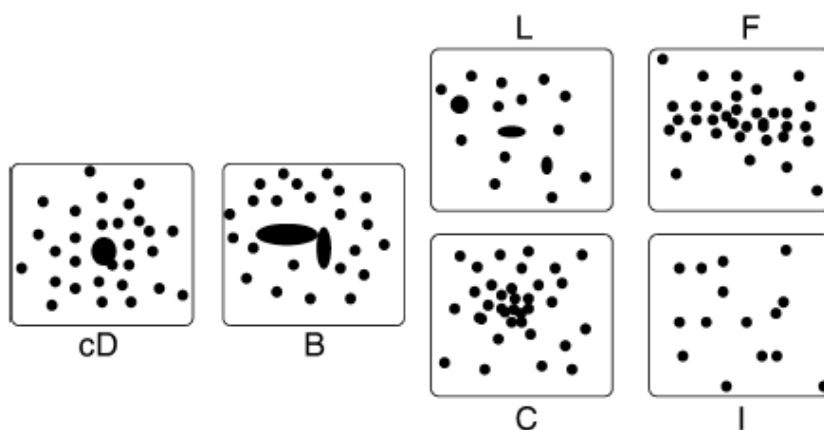


Figura 1.1: Classificação morfológica de aglomerados de galáxias proposto por Rood et al. (1971). *cD* são aglomerados dominados por uma galáxia elíptica gigante central. *B* contém um par de galáxias dominantes centrais. *L* são aglomerados com um alinhamento aproximadamente linear das galáxias dominantes. *C* apresentam uma concentração única de galáxias. *F* são aglomerados com uma distribuição de galáxias de forma oblata. *I* são aglomerados que apresentam uma distribuição irregular. Imagem obtida em Schneider (2006)

na região central também poderia gerar esses sistemas. Fabian et al. (1982) indicam que o fluxo de resfriamento do gás existente no centro do aglomerado também poderia ser a causa da formação da BCG. Dubinski (1998) mostrou que o processo natural de fusão de halos de matéria escura no modelo hierárquico poderia produzir galáxias centrais com luminosidade superficial e dispersão de velocidades semelhantes ao que observamos. Um outro mecanismo apontado como candidato à formação da BCG são fusões livres de gás (De Lucia et al., 2007). Mais recentemente Ascaso et al. (2011) realizaram uma análise de diferentes amostras de BCGs levando em consideração possíveis mecanismos causadores da evolução dessas estruturas nos últimos 6 bilhões de anos e concluíram que os principais candidatos à responsável pela formação da BCG nesse período são processos de *feedback* (retro-alimentação).

Uma outra característica importante de aglomerados corresponde à sequência vermelha, que é definida pelas galáxias elípticas e lenticulares que sofreram extinção de formação estelar. Essas galáxias serão as galáxias mais vermelhas do aglomerado, apresentando um padrão de cor entre si aproximadamente constante que é conhecido como sequência vermelha (Bower et al., 1992).

As galáxias existentes em aglomerados também são utilizadas para estimativa da massa dessas estruturas. O método consiste na hipótese de que a distribuição de velocidades de

partículas massivas são termalizadas, isto é são localmente descritas por uma distribuição de Maxwell. Partindo-se da equação do equilíbrio hidrostático, supondo o sistema como sendo uma esfera singular isotérmica e utilizando-se o teorema do virial estima-se a massa como:

$$M = \frac{r \langle v^2 \rangle}{G} \quad (1.3)$$

onde r é o raio da esfera e $\langle v^2 \rangle$ corresponde à velocidade quadrática média das partículas.

1.2.2 Meio Intra-Aglomerado

A maior parte dos bárions em um aglomerado se encontra na forma de gás com temperaturas da ordem de 10^7 - 10^8 K e pode ser observado através de pelo menos três formas diferentes: *Efeito Ram-pressure*, *Bremsstrahlung* e *Espalhamento dos Fótons da Radiação Cósmica de Fundo (RCF)*, porém nesse estudo vamos discutir apenas sobre *Bremsstrahlung*, que corresponde a forma de raio-X que nos permite estimar a massa do aglomerado.

A radiação *Bremsstrahlung* é produzida pela aceleração de elétrons em um campo coulombiano produzido por uma outra carga. Nesse caso sua emissão é dada por:

$$\epsilon_\nu = \frac{32^2 e^6 n_e n_i}{3 m_e c^3} \sqrt{\frac{2\pi}{3 k_B T m_e}} e^{-\frac{h\nu}{k_B T}} g(T, \nu) \quad (1.4)$$

com ν sendo a frequência, e a carga do elétron, n_e a densidade de elétrons, n_i a densidade de íons, m_e a massa do elétron, k_B a constante de Boltzmann e g o fator de gaunt. A emissão *Bremsstrahlung* integrada em todas as faixas de frequência é descrita pela seguinte equação, onde Z corresponde à carga dos íons:

$$\epsilon = \frac{dE}{dV dt} = 1.426 \times 10^{-27} Z^2 n_e n_i T^{\frac{1}{2}} g(T) \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3} \quad (1.5)$$

Considerando-se o gás em equilíbrio hidrostático e simetria esférica pode-se calcular a massa do aglomerado por:

$$M(r) = \frac{-k_B T r^2}{G \mu m_p} \left(\frac{d \ln(\rho_g)}{dr} + \frac{d \ln(T)}{dr} \right) \quad (1.6)$$

onde μ corresponde ao potencial químico, m_p a massa do próton e ρ_g a densidade do gás.

1.2.3 Matéria Escura

Atualmente acredita-se que cerca de 90% da matéria existente no universo seja formada por matéria escura. Somente consegue-se medir a existência dessa componente por meio da

força gravitacional que ela exerce e é chamada de escura porque não interage com os fótons e conseqüentemente não emite nenhuma luz. Sabe-se que ela é a componente majoritária do aglomerado e prevalecem as teorias que dizem que ela é fria (não relativística), não bariônica e estável.

As principais evidências da sua existência são demonstradas em estudos de grande escala como: *o movimento orbital de galáxias dentro de um aglomerado* (Zwicky, 1937), *Análise por raios-X* (Para uma revisão Sarazin et al., 1988), *as curvas de rotação de galáxias* (Rubin et al., 1970) e o *estudo de lentes gravitacionais* (Para uma revisão Fort et al., 1994).

O estudo do movimento orbital de galáxias dentro de um aglomerado (ver seção 1.2.1) mostra que as velocidades medidas eram da ordem de 10 a 100 vezes maiores do que se esperava levando em consideração apenas a matéria visível através da relação fornecida pelo teorema do virial. Posteriormente análises por raio-X (ver seção 1.2.2) reforçam as evidências desse problema que ficou conhecido como problema da massa faltante.

A partir desse tipo de observação surgiu a necessidade da existência de uma grande quantidade de matéria adicional não visível.

O fato de a matéria escura só interagir gravitacionalmente, torna o método de *lentes gravitacionais* o mais apropriado para fazer sua medição. Por ser um dos temas centrais desse trabalho, apresentamos uma revisão mais completa sobre *lentes gravitacionais* na seção 1.4.

Perfil Esfera Isotérmica Singular

Um dos perfis de densidade mais conhecidos é o perfil esfera isotérmica singular (SIS - Singular Isothermal Sphere). Esse perfil descreve halos de matéria escura como uma esfera e recebe o nome de isotérmica porque a distribuição de velocidades é considerada uniforme e isotrópica ao longo de toda a esfera.

O perfil de densidade pode ser deduzido a partir da equação do equilíbrio hidrostático, onde o colapso de uma esfera de gás será impedido pela pressão exercida por esse mesmo

gás. A densidade superficial de massa será fornecida pela equação abaixo:

$$\Sigma(r) = \frac{\sigma_v^2}{2Gr} \quad (1.7)$$

onde σ_v corresponde à dispersão de velocidades. A massa projetada dentro de um raio r é dada por:

$$M(< r) = 2\pi \int_0^r r' \Sigma(r') dr' \quad (1.8)$$

Esse perfil de densidade é conhecido por possuir grande divergência na região central e pelo fato de sua integral até um raio infinito não convergir para um valor finito. Essas características atribuem algumas limitações na utilização desse modelo, embora seja muito utilizado.

Perfil NFW

Esse perfil de densidade é utilizado para o ajuste de halos de matéria escura em equilíbrio em simulações numéricas com matéria escura fria e foi proposto por Navarro et al. (1997). Este perfil pode ser parametrizado em função de r_{200} e c , onde r_{200} corresponde ao raio cuja densidade de massa interior é 200 vezes a densidade crítica do universo (ρ_{crit}) e c um parâmetro de concentração adimensional. A densidade crítica do universo ρ_{crit} é dada por:

$$\rho_{crit} = \frac{3H(z)^2}{8\pi G} \quad (1.9)$$

onde $H(z)$ depende do redshift(z) e dos parâmetros cosmológicos (Ω_M , Ω_λ e Ω_k). Considerando $\Omega_k = 0$:

$$H(z) = H_0 \sqrt{\Omega_M(1+z)^3 + \Omega_\lambda} \quad (1.10)$$

O perfil de densidade NFW é descrito por:

$$\rho(r) = \frac{\rho_{crit} \delta_c}{\frac{r}{r_s} \left(1 + \frac{r}{r_s}\right)^2} \quad (1.11)$$

onde δ_c é um parâmetro de densidade e r_s um parâmetro de escala:

$$\delta_c = \frac{200}{3} \frac{c^3}{[\ln(1+c) - \frac{c}{1+c}]} \quad (1.12)$$

$$r_s = \frac{r_{200}}{c} \quad (1.13)$$

Em comparação ao perfil SIS, o perfil NFW é mais plano próximo ao centro e mais íngreme em $r \gg r_s$.

1.3 Grupos Fósseis

Grupo fóssil é a denominação dada a determinada classe de grupos de galáxias que foram primeiramente citados por Ponman et al. (1994) através de um estudo com base em observações em raio-X do grupo *RX J1340.6+4018*. Neste estudo o autor chama atenção para a presença de uma galáxia gigante elíptica dominante central.

Posteriormente Jones et al. (2003) estabeleceram 2 critérios de definição de um grupo como fóssil:

- Possuir uma alta luminosidade em raios-X ($L_X \geq 10^{42} h_{50}^{-2} \text{ erg/s}$);
- A presença de um intervalo (*gap*) de ao menos duas magnitudes entre seu membro mais brilhante (a galáxia elíptica gigante) e a segunda galáxia mais luminosa dentro de metade do raio do virial do sistema ($\Delta_{m12} \geq 2.0$).

Tendo sido estabelecidos critérios para a identificação de grupos fósseis, surge a questão sobre a origem dessas estruturas. Yoshioka et al. (2004) investigaram a possibilidade que grupos fósseis poderiam ser o produto final da evolução de grupos compactos de galáxias, mas essa possibilidade acabou sendo descartada pelo autor, devido aos altos valores de M/L apresentados, que são incompatíveis com os valores apresentados por grupos compactos de galáxias. Mais recentemente Mendes de Oliveira et al. (2007) realizaram uma análise do grupo compacto CG6, que apresenta características muito semelhantes às encontradas em grupos fósseis.

A teoria de formação mais famosa e mais aceita atualmente sugere que grupos fósseis teriam se formado a altos redshifts através da fusão de galáxias em uma galáxia gigante central, por meio de um canibalismo galáctico, devido à ação da fricção dinâmica, que teria tempo suficiente para frear as galáxias até o fundo do poço de potencial, onde se fundiriam para formar a galáxia elíptica gigante central. Esse cenário foi reforçado em Khosroshahi et al. (2004) através de análises em raios-X, apresentando um pico de massa fortemente centrado, reforçando a teoria que grupos fósseis são sistemas velhos, e em D'onghia et al. (2005) por simulações da evolução de grupos fósseis, concluindo que mais de 50% da matéria escura de um aglomerado é reunida antes de $z = 1$, fornecendo tempo suficiente para que as galáxias mais massivas sofressem fusões.

Quanto ao mecanismo de formação das gigantes elípticas, Khosroshahi et al. (2006) sugerem que em grupos fósseis elas são formadas através de fusões ricas em gás, enquanto que em grupos não fósseis seriam formadas por fusões livres de gás. Diaz-Gimenez et al. (2008) demonstram através de simulações que as BCG's seriam formadas por fusões livres de gás, indicando uma formação da BCG, ao contrário do restante da massa do grupo, a baixos redshifts.

Na contramão dessas teorias Proctor et al. (2011) indicam que as BCG's de grupos fósseis apresentam massas semelhantes as massas de BCG's de aglomerados comuns, onde se a teoria do canibalismo galáctico fosse correta esperaríamos que a massa da BCG's de grupos fósseis fossem maiores que em aglomerados comuns, o que sugere, talvez, a necessidade de uma nova teoria de formação. Indica também que grupos fósseis apresentam riqueza e luminosidade óptica similares a grupos pobres, sendo o intervalo de 2 magnitudes e as altas razões M/L presentes nessas estruturas devidos somente à baixa riqueza do grupo e conseqüente baixa luminosidade.

Quanto à quantidade de grupos classificados como fósseis existentes, Santos et al. (2007) estimaram a densidade em $n = (1.0 \pm 0.6) \times 10^{-6} h_{50}^3 Mpc^{-3}$, onde $h_{50} = H_0/(100km/s/Mpc) = 0.5$. O método utilizado consiste em identificar galáxias vermelhas luminosas na banda r com o *Sloan Digital Sky Survey*, cruzar esses dados com observações de galáxias com emissão estendida em raio-X obtidas com o *Rosat All Sky Survey* e realizar uma busca por vizinhos próximos em um raio de $0.5 h_{70}^{-1}$ ($h_{70} = 0.7$) levando em consideração a magnitude na banda r e os redshifts fotométricos e espectroscópicos. Em outro trabalho Diaz-Gimenez et al. (2008) utilizando a simulação do Milênio estimaram que grupos fósseis compreendem 5.5% da população com massa maior que $5.0 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$.

Alguns autores indicam a fase fóssil como uma fase transitória ou final na vida de aglomerados, com a ausência de fusões por um período grande, sendo suficiente para que ocorra a relaxação do aglomerado. von-Benda-Beckmann et al. (2008) realizaram simulações da evolução de aglomerados identificados como fósseis em $z = 0.93$ e obtiveram que mais de 90% desses aglomerados deixavam de apresentar características de grupos fósseis em $z = 0$. Por fim, La Barbera et al. (2009) sugerem que grupos fósseis não são uma família distinta, mas o estágio final da formação de massa no universo.

1.4 Lentes Gravitacionais

A ferramenta que utilizamos para a medição da massa neste trabalho é a técnica de lentes gravitacionais fracas. Nesta seção discorreremos primeiramente sobre lentes gravitacionais de uma maneira geral e depois sobre aspectos e conceitos específicos de lentes gravitacionais fracas.

Lente gravitacional é o nome dado ao fenômeno previsto pela teoria da Relatividade Geral de Einstein, onde a trajetória de um raio de luz é alterada devido a uma deformação causada no espaço por um corpo de alta massa. Esse fenômeno ocorre quando a deformação no campo gravitacional devido ao corpo massivo se encontra no caminho percorrido pelo raio de luz emitido por uma fonte distante e seu observador, passando uma falsa informação sobre a forma, tamanho e posição da fonte emissora.

Em 1919, foram medidos pela primeira vez desvios gravitacionais na posição observada de estrelas durante um eclipse solar observado no estado do Ceará, Brasil e em São Tomé e Príncipe. Exemplos de corpos massivos que são capazes de influenciar a trajetória dos fótons de maneira perceptível são estrelas, galáxias, grupos, aglomerados de galáxias, buracos-negros e muitos outros.

A geometria do desvio gravitacional da luz é descrito pelas equações:

$$\beta = \theta - \Delta\theta \quad (1.14)$$

$$\Delta\theta = \frac{D_{LS}}{D_{OS}}\alpha(D_{OL}) \quad (1.15)$$

onde: β = posição real, θ = posição aparente, $\Delta\theta$ = ângulo de desvio, D_{LS} = distância lente-fonte, D_{OL} = distância observador-lente e D_{OS} = distância observador-fonte. O ângulo de deflexão ($\alpha(D_{OL})$) é descrito pela equação:

$$\alpha(r) = \frac{4GM(< r)}{rc^2} \quad (1.16)$$

Pela equação 1.15 percebe-se que a intensidade do desvio gravitacional depende das posições da fonte e lente com relação ao observador. As grandezas apresentadas nas equações 1.14 e 1.15 são ilustradas na Figura 1.2.

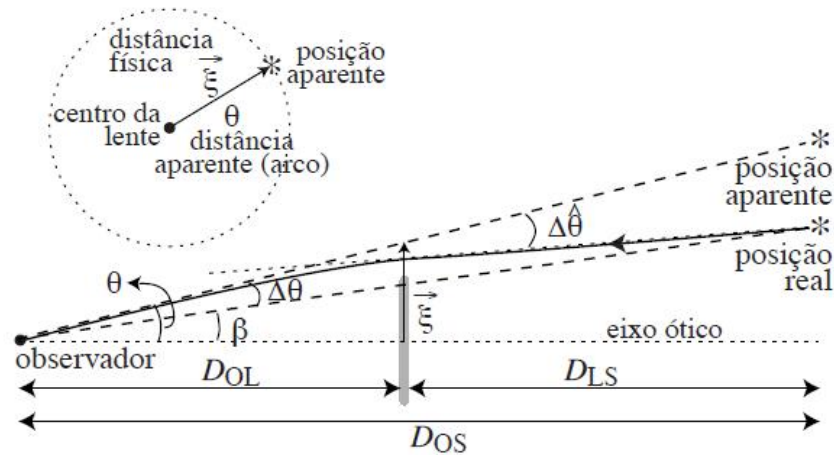


Figura 1.2: Desvio gravitacional da luz devido a presença de um corpo maciço (lente). O astro é observado em uma posição aparente θ , distante $\Delta\theta$ da posição verdadeira β . A distância é medida no plano da lente entre o eixo óptico e a trajetória não perturbada do raio de luz e o parâmetro de impacto. (Lima Neto, 2010)

Outro fator influenciador na forma da deformação observada é o alinhamento observador-fonte-lente. Dependendo desse alinhamento pode-se observar mais de uma imagem de uma mesma fonte, destacando-se os casos mais famosos com 4 imagens (cruz de Einstein) e com um número infinito de imagens, formando-se um anel (anel de Einstein) exemplificados na Figura 1.3.

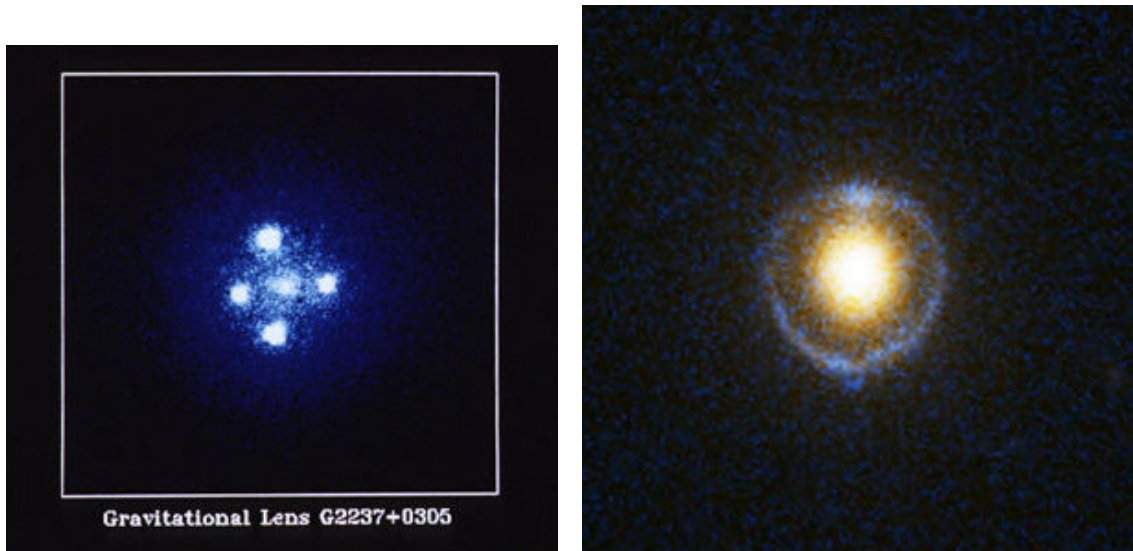


Figura 1.3: Esq: Caso onde enxergamos 4 imagens (cruz de Einstein) (NASA and ESA, 1990), Dir: Caso com infinitas imagens (anel de Einstein) (NASA, ESA and Bolton, 2005)

Podemos classificar lentes gravitacionais em dois regimes distintos: lentes fortes e lentes fracas. Essa divisão é feita pela posição e alinhamento entre fonte e o corpo massivo no

caminho até o observador e pelo valor da densidade superficial. O regime de lentes fortes é caracterizado por produzir múltiplas imagens da mesma fonte e ocorre quando a densidade superficial é maior que a densidade crítica Σ_{crit} , dentro do anel compreendido pelo raio de Einstein θ_E :

$$\Sigma_{crit} = \frac{c^2}{4\pi G} \frac{D_{OS}}{D_{OL}D_{LS}} \quad (1.17)$$

$$\theta_E = \alpha \frac{D_{LS}}{D_{OS}} \quad (1.18)$$

Já no regime de lentes fracas (ver seção 1.4.1) as distorções nas imagens são pequenas, sendo necessário uma análise de multiplas galáxias para que possamos extrair algum sinal. Para o caso do perfil de densidade SIS (equação 1.7), substituindo-se as equações 1.8 e 1.16 na equação 1.18:

$$\theta_E = \frac{4\pi\sigma_v^2 D_{LS}}{c^2 D_{OS}} \quad (1.19)$$

A técnica de lentes gravitacionais é hoje uma ferramenta poderosa para estudos de diversas áreas, entre as quais pode-se destacar lentes como telescópios cósmicos, que aumentam o fluxo dos objetos nos permitindo observá-los e estudá-los mesmo que estejam distantes ou sejam fracos, a detecção e o estudo de matéria escura (Figura 1.4), o estudo de parâmetros cosmológicos (Schechter, 2005) e detecção de exoplanetas (Gaudi, 2010).

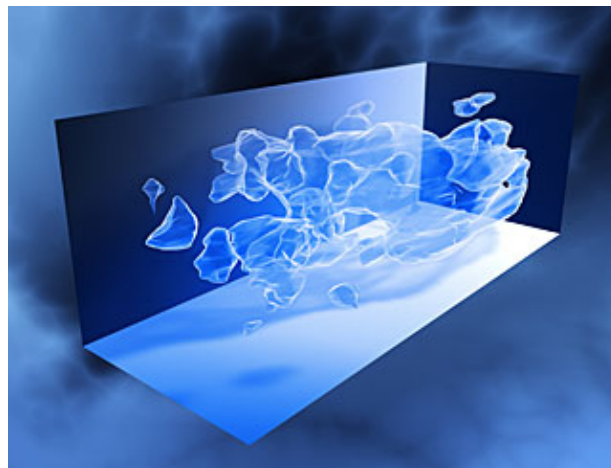


Figura 1.4: Mapa tri-dimensional de matéria escura feito através de dados coletados pelo Telescópio espacial Hubble usando a técnica de lentes gravitacionais fracas. (Massey et al., 2007)

1.4.1 Lentes gravitacionais fracas

Diferentemente de lentes gravitacionais fortes, que causam grandes distorções na imagem da fonte (Figura 1.3), o fenômeno de lentes gravitacionais fracas é caracterizado por ampliações pequenas e distorções fracas na imagem observada de determinada fonte, que não podem ser mensuradas analisando-se a imagem de uma única fonte, sendo necessário a observação de um número grande de objetos. O número de fontes pode ser aumentado observando-se locais de grande densidade de objetos (o que irá requerer imagens profundas) ou observando-se um grande ângulo sólido do céu.

O fato de distorções por lentes gravitacionais fracas ocorrerem quando a fonte se encontra fora do raio de Einstein (equação 1.18), implica que esse fenômeno seja muito mais comum do que lentes gravitacionais fortes e forneça uma poderosa ferramenta para a detecção e cálculo da massa nessas regiões do espaço.

Como as distorções detectadas são pequenas, a aplicação dessa técnica é dificultada por efeitos de *seeing* atmosférico e de telescópio, o que precisa ser entendido e corrigido antes de qualquer análise. Esse conjunto de fatores fizeram com que as detecções de lentes fracas fossem impossíveis nos primeiros estudos de placas fotográficas. O uso de lentes fracas em astronomia somente começou a ganhar força a partir dos anos 90 com o desenvolvimento dos telescópios e técnicas de correção dos efeitos atmosféricos. Ultimamente essa técnica tem ganhado muita credibilidade no meio científico, não somente por suas contribuições na estimativa de massa no universo, mas também porque apresenta resultados compatíveis com os apresentados por diversos profissionais com diferentes ferramentas.

Imagens de fontes distantes podem ser distorcidas em forma e tamanho devido ao campo gravitacional, onde a força de maré distorce a forma das galáxias e a ampliação associada com a deflexão gravitacional da luz altera a luminosidade aparente e o tamanho da fonte. Caso as galáxias fossem bem descritas por isofotas elípticas, suas formas e tamanhos poderiam ser descritas respectivamente pela razão dos eixos e a área interior à isofota mais externa, mas isso não ocorre pois a forma de galáxias fracas pode ser irregular.

Sabendo-se que a luminosidade total de uma galáxia que sofreu uma distorção não se altera e considerando-se $I(\theta)$ a luminosidade superficial da imagem da galáxia em uma posição angular θ , pode-se calcular o centro da imagem (θ') por:

$$\theta' = \frac{\int d\theta^2 q_I [I(\theta)] \theta}{\int d\theta^2 q_I [I(\theta)]} \quad (1.20)$$

onde q_I é uma função peso. Dessa forma definimos o tensor de segundo momento de luminosidade:

$$Q_{ij} = \frac{\int d\theta^2 I(\theta) q_I [I(\theta)] (\theta_i - \theta'_i) (\theta_j - \theta'_j)}{\int d\theta^2 I(\theta) q_I [I(\theta)]} \quad (1.21)$$

com i e j pertencentes ao intervalo 1,2. Podemos definir a área da imagem (w) em função das componentes da equação 1.21:

$$w = (Q_{11}Q_{22} - Q_{12}^2)^{1/2} \quad (1.22)$$

Utilizando-se raciocínio análogo ao feito para a imagem, pode-se definir o tensor de segundo momento de luminosidade para a fonte ($Q_{ij}^{(s)}$). Q_{ij} e $Q_{ij}^{(s)}$ serão relacionados por:

$$Q^{(s)} = AQA^T \quad (1.23)$$

onde $A = A(\theta')$ corresponde à matriz jacobiana da equação da lente em uma posição θ' e é descrita por:

$$A(\theta) = (1 - \kappa) \cdot \begin{bmatrix} 1 - g_1 & -g_2 \\ -g_2 & 1 + g_1 \end{bmatrix}$$

com g sendo o cisalhamento reduzido:

$$g(\theta) = \frac{\gamma(\theta)}{(1 - \kappa(\theta))} \quad (1.25)$$

$$\kappa = \frac{\Sigma}{\Sigma_{crit}} \quad (1.26)$$

onde κ é a convergência e γ o cisalhamento. Pela equação 1.26 percebe-se que no regime de lentes fracas teremos $\kappa(\theta) \ll 1$, o que implica que $g(\theta) \simeq \gamma(\theta)$, com $g(\theta)$ nesse caso

sempre menor do que 1. É interessante notar também que na equação da matriz jacobiana o fator $(1 - k)$ somente afeta o tamanho e não a forma das imagens.

Um exemplo da transformação causada pela matriz jacobiana na imagem de uma fonte, assim como o significado de κ e γ pode ser visualizado na Figura 1.5 (Schneider, 2005).

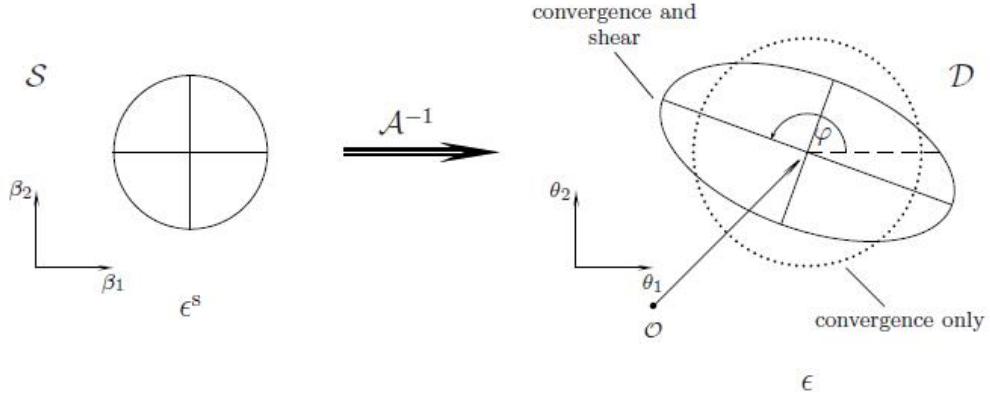


Figura 1.5: Ilustração do efeito de convergência e cisalhamento na imagem de uma fonte com distorção descrita pela matriz A , onde φ descreve a direção da distorção. (Schneider, 2005)

Com base nessas definições pode-se definir a elipticidade da imagem (ϵ) e elipticidade da fonte (ϵ^s):

$$\epsilon = \frac{Q_{11} - Q_{22} + 2iQ_{12}}{Q_{11} + Q_{22} + 2(Q_{11}Q_{22} - Q_{12}^2)^{\frac{1}{2}}} \quad (1.27)$$

$$\epsilon^s = \frac{\epsilon - g}{1 - g^*\epsilon} \quad (1.28)$$

O tamanho da imagem (w) e da fonte ($w^{(s)}$) são relacionados através do coeficiente de magnificação ($\mu(\theta)$):

$$w = \mu(\theta)w^{(s)} \quad (1.29)$$

Sabe-se que as fontes estudadas não são círculos perfeitos e que elas possuem uma elipticidade intrínseca. De fato a elipticidade observada na imagem é uma combinação da elipticidade intrínseca e o cisalhamento. A estratégia nestes casos é realizar uma análise local com uma amostra grande de galáxias assumindo que a elipticidade intrínseca é aleatória, enquanto que o cisalhamento, que desejamos determinar, possui direção determinada. Logo podemos definir a elipticidade induzida pela distorção como:

$$E(\epsilon) \sim \langle g \rangle \sim \langle \gamma \rangle \quad (1.30)$$

O ruído fundamental dessa medida será dado pela dispersão da elipticidade intrínseca:

$$\sigma_\epsilon = \sqrt{\langle (\epsilon^{(f)} \epsilon^{(f)*}) \rangle} \quad (1.31)$$

Pode-se escrever o cisalhamento (γ) (ver Figura 1.6) em função da posição do centro do grupo de galáxias através das componente tangencial (γ_t) e cruzada (γ_\times):

$$\gamma_t = \gamma \cos[2(\theta - \phi)] \quad (1.32)$$

$$\gamma_\times = \gamma \sen[2(\theta - \phi)] \quad (1.33)$$

onde ϕ é o ângulo formado pelas distâncias horizontal (Δ_X) e vertical (Δ_Y) da galáxia até a galáxia central (BCG), conforme descrito pela equação:

$$\phi = \frac{\arctan(\frac{\Delta_Y}{\Delta_X})}{2} \quad (1.34)$$

O cisalhamento tangencial será o valor do cisalhamento de cada galáxia na direção tangente ao círculo definido pelo grupo, enquanto que o cisalhamento cruzado corresponde ao cisalhamento na direção à 45° do cisalhamento tangencial. Espera-se que a lente deve afetar o cisalhamento nas direções tangentes ao círculo definido pelo grupo e na direção perpendicular a esta, mas não na direção do cisalhamento cruzado, que deve apresentar valores de distorção compatíveis com zero. Espera-se também que tenhamos um efeito maior de distorção na região central, onde teoricamente existe maior concentração de massa. As definições e diferenças entre ϕ e θ podem ser visualizadas na Figura 1.6.

1.4.1.1 Extração da Massa

Nesta subsecção apresentaremos as equações que serão utilizadas para o cálculo da massa. Para isso vamos utilizar os conceitos apresentados sobre lentes gravitacionais fracas pelos perfis SIS e NFW.

Para o perfil SIS a convergência (κ) e o cisalhamento (γ) são descritos em função do raio de Einstein θ_E (equação 1.19) e dados por:

$$\kappa = \frac{\theta_E}{2\theta} \quad (1.35)$$

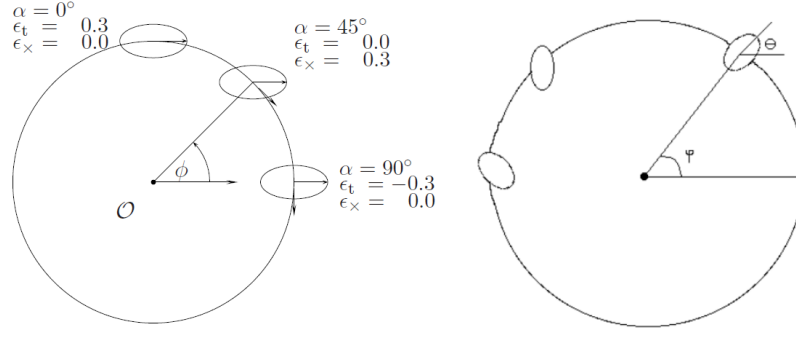


Figura 1.6: Ilustração dos valores das 2 componentes do cisalhamento em 3 direções diferentes (esquerda) (Schneider, 2005). Definição dos ângulos: ϕ sendo o ângulo com relação à galáxia central e θ o ângulo entre a direção do semi-eixo maior da elipse com relação ao eixo horizontal (direita).

$$\gamma = \frac{\theta_E}{2\theta} \quad (1.36)$$

onde $\theta = \frac{r}{D_{OL}}$ e D_{OL} é a distância observador-lente.

No caso do perfil de densidade NFW Bartelmann (1996) descrevem a convergência e o shear para o perfil NFW por:

$$\kappa(\theta) = \frac{2\theta_s \delta_c \rho_{crit}}{\Sigma_{crit}} f\left(\frac{\theta}{\theta_s}\right) \quad (1.37)$$

$$\gamma(\theta) = \frac{2\theta_s \delta_c \rho_{crit}}{\Sigma_{crit}} j\left(\frac{\theta}{\theta_s}\right) \quad (1.38)$$

$$\theta_s = \frac{r_s}{D_{OL}} \text{ e}$$

$$f(x) = \begin{cases} \frac{1}{x^2-1} \left[1 - \frac{2 \operatorname{arctanh} \sqrt{\frac{1-x}{1+x}}}{\sqrt{1-x^2}} \right] & \text{se } x > 1, \\ \frac{1}{3} & \text{se } x = 1, \\ \frac{1}{x^2-1} \left[1 - \frac{2 \operatorname{arctanh} \sqrt{\frac{x-1}{1+x}}}{\sqrt{x^2-1}} \right] & \text{se } x < 1. \end{cases} \quad (1.39)$$

$$j(x) = \begin{cases} \frac{4 \operatorname{atan} \sqrt{\frac{x-1}{1+x}}}{x^2 \sqrt{x^2-1}} + \frac{2 \ln(\frac{x}{2})}{x^2} - \frac{1}{x^2-1} + \frac{2 \operatorname{atan} \sqrt{\frac{x-1}{1+x}}}{(x^2-1)^{3/2}} & \text{se } x > 1, \\ 2 \ln(\frac{1}{2}) + \frac{5}{3} & \text{se } x = 1, \\ \frac{4 \operatorname{atanh} \sqrt{\frac{1-x}{1+x}}}{x^2 \sqrt{1-x^2}} + \frac{2 \ln(\frac{x}{2})}{x^2} - \frac{1}{x^2-1} + \frac{2 \operatorname{atanh} \sqrt{\frac{1-x}{1+x}}}{(x^2-1) \sqrt{1-x^2}} & \text{se } x < 1. \end{cases} \quad (1.40)$$

Construindo-se o perfil radial de γ_t pode ser ajustar os perfis SIS e NFW das equações 1.36 e 1.38 a este gráfico. No caso do perfil SIS, substituindo o valor de θ_E na equação 1.36 teremos:

$$\gamma(\theta) = \frac{4\pi}{r} \left(\frac{\sigma_v}{c}\right)^2 \frac{D_{OL}D_{LS}}{D_{OS}} \quad (1.41)$$

onde nesse caso o parâmetro de ajuste será σ_v . Logo pode-se substituir o valor ajustado na equação 1.7, obtendo-se o valor da densidade superficial $\Sigma(r)$, o que nos possibilita calcular a massa projetada através da equação 1.8:

$$M_{SIS} = \frac{\pi r \sigma_v^2}{G} \quad (1.42)$$

No caso do perfil NFW, substituindo-se os valores de θ , θ_s e δ_c na equação 1.38, teremos:

$$\gamma\left(\frac{r}{D_{OL}}\right) = \frac{2 \frac{r_{200}}{D_{OL}c} \frac{200c^3}{3[\ln(1+c) - \frac{c}{1+c}]} \rho_{crit}}{\Sigma_{crit}} j\left(\frac{cr}{r_{200}}\right) \quad (1.43)$$

onde os parâmetros de ajuste nesse caso serão r_{200} e c .

Com os valores de c e r_{200} pode-se calcular o valor de δ_c pela equação 1.12. A partir desse valor podemos calcular a densidade (ρ_{200}) dentro de r_{200} pela equação 1.11 e podemos obter a massa por:

$$M(R_{200}) = \int_0^{2\pi} \int_0^\pi \int_0^{r_{200}} \rho(r) r^2 \sin(\theta) d\theta d\phi dr \quad (1.44)$$

Substituindo a equação 1.11 na equação acima:

$$M(R_{200}) = 4\pi \rho_{crit} \delta_c r_s \int_0^{r_{200}} \frac{r dr}{(r + r_s)^2} \quad (1.45)$$

Chegando à definição de Massa da equação 1.46:

$$M_{NFW} = \frac{4}{3} 200\pi \rho_{crit} r_{200}^3 \quad (1.46)$$

1.5 Cosmologia

Neste trabalho utilizaremos os seguintes parâmetros cosmológicos: $\Omega_m = 0.27$, $\Omega_\lambda = 0.73$ e $H_0 = 73$ Km/s/Mpc (Komatsu et al., 2011).

Em todos os cálculos de distâncias utilizamos as equações abaixo (Hogg, 2011), que descrevem as distâncias de luminosidade (D_l) e de diâmetro angular (D_a):

$$D_a = \frac{R_0\sigma}{1+z} \quad (1.47)$$

$$D_l = R_0\sigma(1+z) \quad (1.48)$$

com $R_0\sigma$ sendo a distância comóvel:

$$R_0\sigma = \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{E(z')} \quad (1.49)$$

$$E(z') = [\Omega_{m_0}(1+z')^3 + \Omega_{\lambda_0}]^{\frac{1}{2}} \quad (1.50)$$

1.6 Estrutura da Dissertação

Esta dissertação está dividida em 5 capítulos, incluindo essa introdução. Nesse capítulo procuramos fornecer algumas informações básicas sobre a formação de estruturas no universo e aglomerados de galáxias, um resumo sobre as principais idéias existentes sobre grupos fósseis e por último uma revisão sobre lentes gravitacionais, em especial detalhes importantes sobre lentes gravitacionais fracas.

No capítulo 2 fornecemos detalhes sobre os grupos estudados, os instrumentos utilizados nas observações e as etapas de redução dos dados. A análise fotométrica é abordada no capítulo 3, enquanto no capítulo 4 é apresentada a análise por lentes gravitacionais. O capítulo 5 contém as conclusões e perspectivas de nosso trabalho.

Amostra e observações

Este capítulo se destina à descrição da amostra de grupos fósseis observados, assim como fornecer informações sobre os instrumentos, materiais utilizados e procedimentos observacionais. Descreveremos também as etapas de tratamento e calibração das imagens, nas quais a qualidade das imagens é otimizada, fornecendo como resultado final uma imagem de cada grupo em cada banda fotométrica.

2.1 Amostra

2.1.1 Seleção da amostra

No presente trabalho, analisamos cinco grupos previamente classificados como fósseis (Mendes de Oliveira et al. (2009) e Koester et al. (2007)). Os fatores que levaram à escolha desses cinco grupos foram em primeiro lugar suas posições no céu, viabilizando as observações na época do ano desejada, as elevadas massas estimadas anteriormente e redshifts maiores do que 0.1, que favorecem as observações e análise por lentes gravitacionais fracas. A Tabela 2.1 contém informações sobre o *redshift* e posição no céu desses grupos. Apresentamos também nomes curtos para cada um dos grupos, que por simplicidade de notação utilizaremos no restante do trabalho. Amostras de imagens utilizadas nesse trabalho desses cinco grupos fósseis podem ser visualizados na Figura 2.1.

Nome	Nome curto	<i>redshift</i>	Ascensão Reta	Declinação
<i>SDSS</i> J100742.53 + 380046.6	<i>J10</i>	0.17	10 : 07 : 42.00	+38 : 00 : 47.0
<i>RX</i> J1256.0 + 2556	<i>J12</i>	0.23	12 : 56 : 03.00	+25 : 56 : 50.0
<i>RX</i> J1340.6 + 4018	<i>J13</i>	0.17	13 : 40 : 33.00	+40 : 17 : 48.0
<i>RX</i> J1416.4 + 2315	<i>J14</i>	0.14	14 : 16 : 26.00	+23 : 15 : 35.0
<i>RX</i> J1552.2 + 2013	<i>J15</i>	0.14	15 : 52 : 12.00	+20 : 13 : 34.0

Tabela 2.1 - Grupos fósseis estudados neste projeto.

Grupo	R_{200} (Mpc)	σ ($km.s^{-1}$)	M_{200} (M_{\odot})	L_t (L_{\odot})	$\frac{M_{dyn}}{L_t}$ (M_{\odot}/L_{\odot})
<i>J12</i>	1.18	622(84)	3.16×10^{14}	6.17×10^{11}	512.86
<i>J13</i>	0.81	537(82)	1.62×10^{14}	6.46×10^{11}	251.19
<i>J14</i>	1.52	815(87)	7.08×10^{14}	1.58×10^{12}	446.68
<i>J15</i>	1.29	803(96)	5.75×10^{14}	1.26×10^{12}	457.09

Tabela 2.2 - Valores de R_{200} , σ , M_{200} , L_t e $\frac{M_{dyn}}{L_t}$ obtidos em análise espectroscópica realizada por Proctor et al. (2011).

2.1.2 Revisão da literatura

A seguir são destacados alguns estudos e resultados presentes na literatura sobre os grupos fósseis estudados neste trabalho. Os resultados mais recentes sobre esses grupos serão posteriormente utilizados para comparação com os nossos.

Recentemente Proctor et al. (2011) através de dados espectroscópicos realizaram uma análise de 10 grupos fósseis, dentre os quais haviam 4 de nossos grupos fósseis (*J12*, *J13*, *J14* e *J15*), onde utilizando-se a dinâmica das galáxias membros foram determinadas características como a dispersão de velocidade (σ), R_{200} , a massa dentro de R_{200} (M_{200}), luminosidade total (L_t) e razão Massa-luminosidade ($\frac{M_{dyn}}{L_t}$), que são apresentados na Tabela 2.2. Nesse trabalho, Proctor et al. (2011) utilizaram pelo menos 33 galáxias por grupo.

Os quatro grupos citados na Tabela 2.2 também estavam incluídos em uma análise em raio-X realizada por Khosroshahi et al. (2007), de onde destacamos na Tabela 2.3, os valores de σ , R_{500} , M_{vir} e L_X . É interessante notar o alto valor de luminosidade em raios-X, que corresponde a um dos critérios de classificação de um grupo como sendo fóssil.

Posteriormente Zibetti et al. (2008) utilizaram relações de escala para estimar R_{200} com

Grupo	R_{500} (Mpc)	$\sigma(kms^{-1})$	$M_{dyn}(10^{14}M_{\odot})$	$L_X(10^{42}ergs/s)$
<i>J12</i>	0.72	773(214)	7.10	50.0
<i>J13</i>	0.44	419(187)	1.30	5.2
<i>J14</i>	0.88	694(120)	6.56	170.0
<i>J15</i>	0.76	721(150)	6.40	60.0

Tabela 2.3 - Valores de R_{500} , σ , M_{vir} e L_X obtidos em análise por raio-X realizada por Khosroshahi et al. (2007).

Grupo	R_{200} (Mpc)	$M_{200}(10^{14}M_{\odot})$
<i>J12</i>	1.034(0.283)	1.58(0.97)
<i>J13</i>	0.670(0.026)	0.40(0.05)
<i>J14</i>	1.220(0.060)	3.10(0.99)
<i>J15</i>	1.139(0.222)	1.90(0.91)

Tabela 2.4 - Valores de R_{200} e M_{200} obtidos utilizando relações de escala por Zibetti et al. (2008).

base nos valores de R_{500} apresentados por Khosroshahi et al. (2007). Os valores de R_{200} são apresentados na Tabela 2.4 juntamente com os valores de M_{200} estimados.

O grupo *J10* foi pouco estudado, sendo que não existe na literatura estimativa de massa para ele. Koester et al. (2007) apresentam um catalogo fotométrico de aglomerados de onde estima-se uma riqueza (N_{200}) dentro de R_{200} de aproximadamente 24 e uma dispersão de velocidades (σ_{200}) correspondente a 792.03(56.75)km/s.

Um resumo das propriedades do grupo *J12* foi apresentado nas Tabelas 2.2, 2.3 e 2.4. Este grupo destaca-se por ser o mais distante da amostra analisada nesse trabalho (ver Tabela 2.1).

O grupo *J13* é um dos mais conhecidos dessa classe de estrutura, pois foi o primeiro grupo a ser chamado de fóssil (Ponman et al. (1994)). Além dos resultados já apresentados nas Tabelas anteriores, destacamos o estudo no óptico e em raios-X por Mendes de Oliveira et al. (2009), onde foi encontrado que esse grupo apresenta muitas características semelhantes às de aglomerados como massa dinâmica ($M_{dyn} = 3.4 \times 10^{14}M_{\odot}$) e razão massa-luminosidade ($M/L = 347 \frac{M_{\odot}}{L_{\odot}}$).

Cypriano et al. (2006) e Khosroshahi et al. (2006) também apresentaram análises respectivamente espectroscópica e em raio-X para o grupo *J14*, onde foram obtidos os resultados

apresentados na Tabela 2.5:

	$Raio(Mpc)$	$M_T(10^{14}M_\odot)$	$\frac{M}{L}(M_\odot/L_\odot)$
Cypriano et al. (2006)	1.20	1.94	445
Khosroshahi et al. (2006)	1.22	3.10	440

Tabela 2.5 - Resultados apresentados por Cypriano et al. (2006) e Khosroshahi et al. (2006).

Mendes de Oliveira et al. (2006) apresentaram a primeira análise da função de luminosidade de um grupo fóssil baseada em espectroscopia das galáxias membros ao analisar o grupo *J15*, onde neste trabalho obteve-se os valores dos seguintes parâmetros:

$$\sigma = 623 \text{ Km/s em } 1/3 \text{ do raio do virial}$$

$$M = 3 \times 10^{14} M_\odot$$

$$\frac{M}{L} = 507 \frac{M_\odot}{L_\odot}$$

$$L_X = 6.3 \times 10^{43} h_{50}^{-2}$$

Na curva da função de luminosidade foi encontrada um deficit de galáxias na região de baixa luminosidade, mais especificamente em $M = -18$, que pode ser visualizada na Figura 2.2. Os autores sugerem que além do efeito de fricção dinâmica e posterior fusão, deve existir algum outro efeito responsável por esse déficit na região de baixa luminosidade.

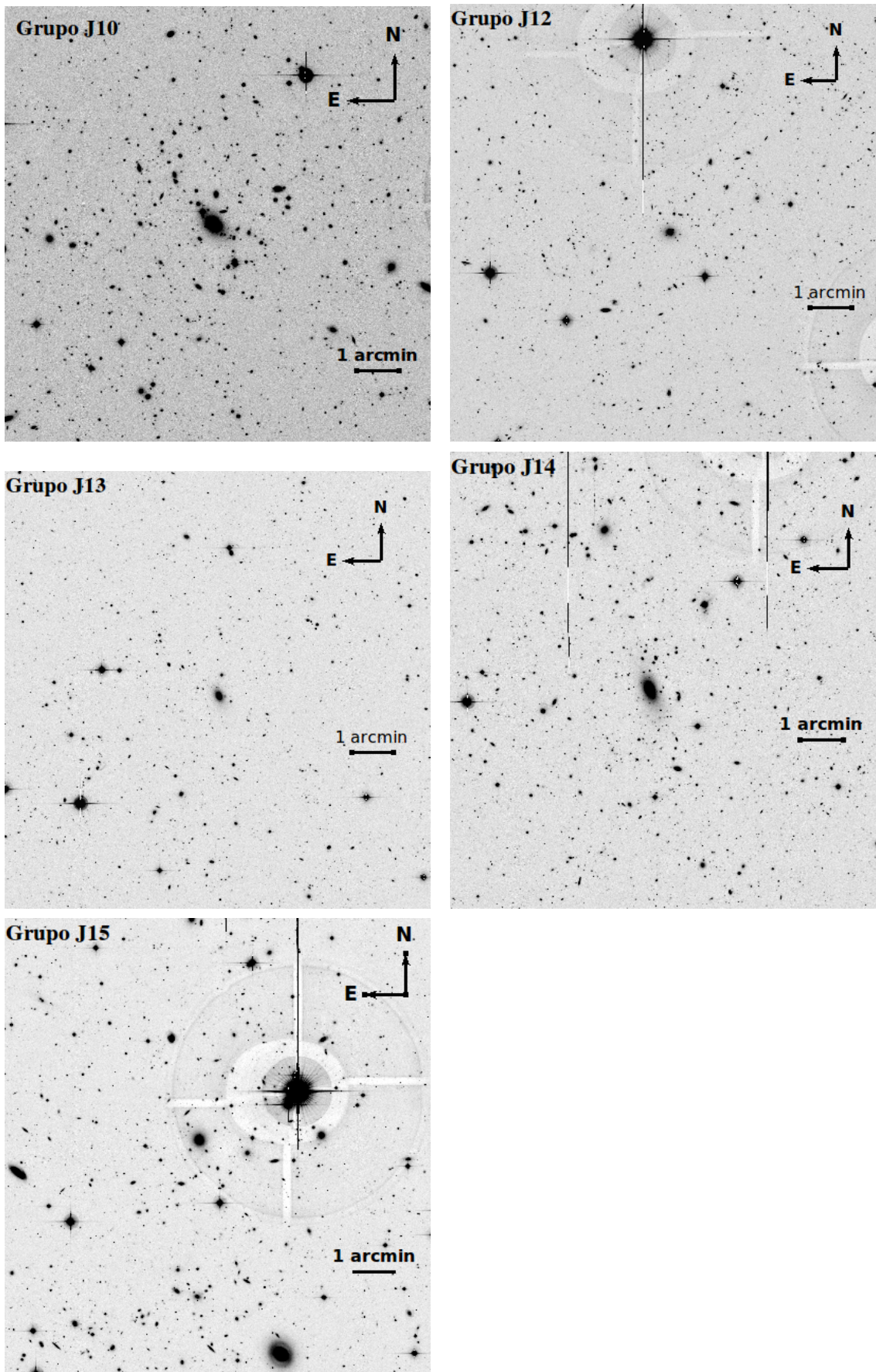


Figura 2.1: Imagens na banda r dos 5 grupos fósseis analisados nesse trabalho.

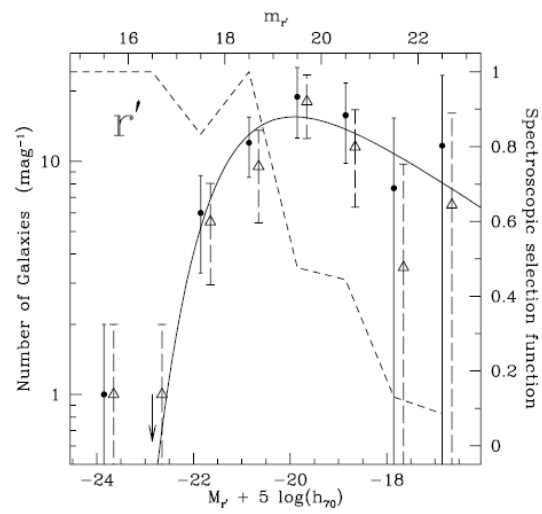


Figura 2.2: Função de luminosidade apresentada em Mendes de Oliveira et al. (2006) para o grupo $RXJ1552.2 + 2013$.

2.2 Telescópio

O *CFHT* (Canada-France-Hawaii Telescope) está localizado na montanha Mauna Kea, a 4200 metros, localizada no arquipélago do Havaí. É equipado com um espelho de 3.58 metros de diâmetro e é capaz de produzir imagens de uma grande área do céu (1.07 deg^2). A câmera *Megacam* do *CFHT*, usada nesse trabalho, é composta de 36 detectores (CCDs), distribuídos em 4 linhas de 9 CCD's cada (ver Figura 2.4).

Esse telescópio foi escolhido pelo fato de estar localizado em um sitio astronômico privilegiado, contribuindo para o fornecimento de ótimos valores de *seeing*, o que torna as imagens fornecidas por esse instrumento ideais para uma análise através de lentes gravitacionais fracas.

Caso estrelas muito brilhantes, com magnitudes menores do que 6.0 estejam presentes no campo de observação, as observações com a MegaCam do *CFHT* podem ficar comprometidas, pois em observações desse tipo são observados halos de reflexão nas regiões onde estas estrelas estão localizadas causados por um problema de reflexão entre a superfície do CCD e a lente do telescópio. Um exemplo desse efeito é a Figura 2.3 extraída do site do *CFHT* (<http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/Megacam/specsinformation.html>).

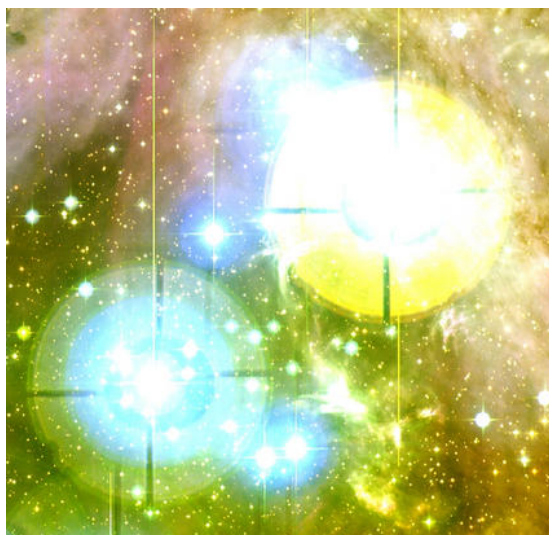


Figura 2.3: Imagem extraída do site do *CFHT* em que se visualiza o efeito de halos reflexivos causados por estrelas muito brilhantes no campo de observação (<http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/Megacam/specsinformation.html>).

Os halos causados por esse efeito possuem diâmetros típicos de 7 arcmin. Imagens que identificam a presença de estrelas brilhantes no campo de observação de nossos grupos

foram obtidas também no site do CFHT (Figura 2.4).

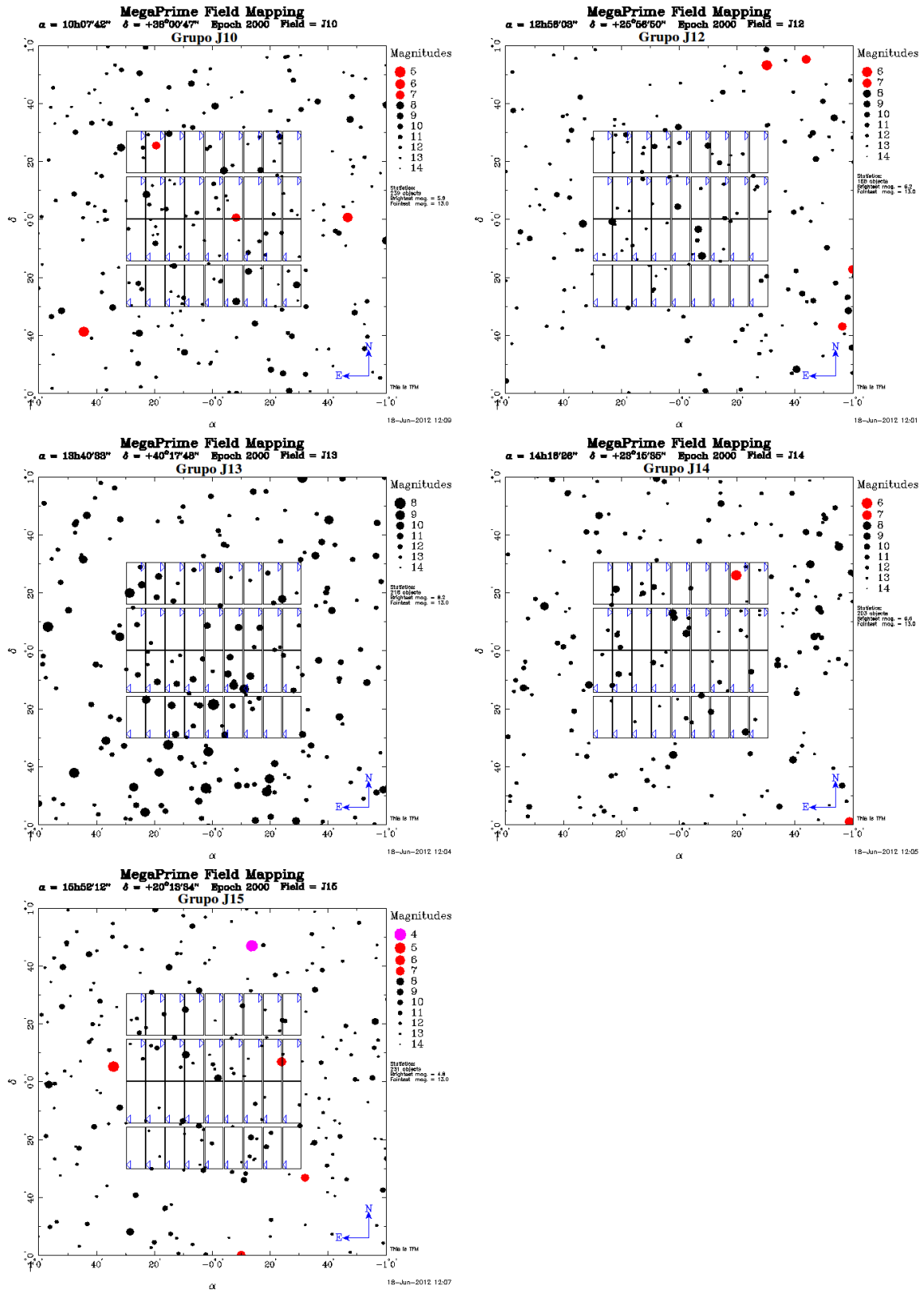


Figura 2.4: Simulação realizada no site do CFHT, que verifica a existência de estrelas muito brilhantes no campo de observação de nossas imagens.

Grupo	Filtro	t_{exp} (horas)	$seeing$ (arcsec)	N° de imagens
<i>J10</i>	g	1.175	0.991	5
<i>J10</i>	r	1.181	1.008	5
<i>J12</i>	g	2.921	0.784	13
<i>J12</i>	r	3.375	0.677	15
<i>J13</i>	g	2.247	0.678	10
<i>J13</i>	r	3.375	0.655	15
<i>J14</i>	g	2.472	0.845	11
<i>J14</i>	r	3.150	0.624	14
<i>J15</i>	g	2.247	0.686	10
<i>J15</i>	r	3.375	0.651	15

Tabela 2.6 - Informações do tempo de exposição (t_{exp}), $seeing$ e quantidade de imagens de cada grupo em cada banda fotométrica.

Ressaltamos as imagens dos grupos *J10* e *J15*, que apresentam respectivamente estrelas de magnitude 7.0 e 9.0 localizadas próximo ao centro da imagem. Uma tentativa de remediar esse efeito é realizada através da inserção de máscaras, que será melhor discutida adiante (seção 2.4).

2.3 Características das observações

As imagens foram realizadas com a câmera *MegaCam* do *CFHT* e foram disponibilizadas a partir de Setembro/2010, sendo feitas observações nos filtros *g* e *r* (Fukugita et al., 1996). A banda *r* foi escolhida pelo fato de ser a banda fotométrica que propicia a melhor combinação de profundidade e qualidade da imagem e a banda *g* foi escolhida para que pudessemos ter informações sobre a cor ($g - r$) dos objetos analisados. A Tabela 2.6 fornece informações como o $seeing$ (largura a meia altura de objetos estelares), o tempo de exposição (t_{exp}) e a quantidade de imagens realizadas para cada um dos grupos fósseis dessa análise.

As piores condições do grupo *J10* (ver Tabela 2.6) se devem ao fato que esse grupo foi observado na banda de prioridade *C*, que corresponde à banda de pior qualidade de observação, enquanto os demais grupos foram observados na banda de prioridade *B*. Devido a essas piores condições sabemos que os resultados para o grupo *J10* podem ser prejudicados.

2.4 Tratamento dos dados

O tratamento e a redução de imagens astronômicas é uma etapa indispensável para o correto entendimento e análise dos dados experimentais, pois nessa fase corrigimos uma série de fatores que vão desde problemas relacionados com a natureza (atmosfera, raios cósmicos e outros) até problemas instrumentais. Todo o processo de tratamento e redução dos dados foi realizado com o auxílio do Terapix (*Traitement Élémentaire, Réduction et Analyse des Pixels*¹), que é um centro dedicado à redução de dados astronômicos de telescópios de grande porte. A seguir detalhamos os passos realizados pelo Terapix e explicamos as principais etapas no processo de redução e calibração dos dados.

Remoção dos sinais instrumentais

Esta etapa do processo de tratamento das imagens visa corrigir possíveis efeitos incluídos pelo telescópio. No nosso caso pode-se dividir os problemas que devem ser corrigidos em 3 calibrações: *bias*, *overscan* e *flatfielding*.

A correção de *bias* se deve ao ruído eletrônico, que é produzido pelos próprios circuitos do equipamento. Esse ruído é perceptível em uma exposição sem nenhum feixe de luz incidente, onde esperamos um resultado igual a zero, porém nota-se que alguns detectores retornam um valor diferente disso. As imagens de correção são obtidas através de exposições com o equipamento fechado. A partir dessas imagens a correção do efeito é realizada subtraindo-se a imagem de *bias* das imagens obtidas com a observação.

A *subtração de overscan* é uma importante correção, onde se subtrai o excesso de contagens ocorrido devido ao pedestal eletrônico. Para isso utiliza-se algumas colunas nas margens da imagem (região de *overscan*), que não foram expostas à luz.

Os CCD's são compostos de uma grande quantidade de elementos (pixeis), que podem ter uma pequena diferença na resposta para uma mesma intensidade luminosa incidente. O *Flatfielding* é uma técnica destinada a remover essas variações da sensibilidade e defeitos que podem ocorrer na superfície da matriz de um CCD. Como se trata de um problema intrínseco do instrumento, pode ser resolvido através de imagens de calibração. Essas imagens podem ser realizadas no início ou no final de uma seção de observação e são feitas

¹ <http://terapix.iap.fr>

apontando-se a cúpula do telescópio para uma tela branca iluminada uniformemente e realizando a exposição. É aconselhável realizar várias imagens de *flatfielding* e obter uma imagem média. A correção é realizada dividindo a imagem corrigida apenas pelo *bias* pela imagem de *flatfielding*, onde qualquer célula (píxel) com uma sensibilidade menor terá seu nível de resposta elevado, enquanto que as células com uma maior sensibilidade terão seu nível de resposta diminuídos, corrigindo assim as diferenças de sensibilidade.

Subtração do céu

A imagem que enxergamos não contém informações somente do objeto de interesse, mas contém informações adicionais devido à atmosfera e fontes não resolvidas. O efeito provocado na imagem devido ao efeito da atmosfera é conhecido como PSF (Point Spread Function). As componentes principais que compoem essa luz proveniente da atmosfera são a luz emitida pelos átomos e moléculas na alta atmosfera ao se chocarem com o vento solar, a luz zodiacal que corresponde à luz do sol que é espalhada pela poeira inter-planetária que está concentrada no plano da eclíptica, a luz do sol que é espalhada pela lua e a luz estelar espalhada pela poeira interestelar. Ao conjunto dessas contribuições chamamos de céu. As nossas observações foram realizadas em noites sem a lua acima do horizonte, minimizando o brilho do céu.

O processo de correção desse efeito, mais conhecido como *subtração do céu* consiste em analisar uma região do céu próxima do objeto em estudo, mas livre da contaminação de objetos, atribuir um valor pixel a pixel de intensidade para o céu e posteriormente subtrair este valor de toda a imagem com o intuito de enxergamos apenas o sinal originado pelas galáxias e estrelas.

No processo de tratamento de dados realizado pelo *Terapix* utilizou-se uma parte da imagem de 64 pixels x 64 pixels para estimativa das contribuições do céu. Este tamanho foi selecionado levando em conta o tamanho das maiores galáxias dos aglomerados, evitando-se assim uma subtração em excesso no entorno desses objetos.

Combinação

Como o CCD da *Megacam* do CFHT é composto de diversos detectores, se utilizássemos apenas 1 observação a imagem resultante ficaria prejudicada devido às lacunas existentes entre esses detectores. Por isso o processo de observação é realizado através de múltiplas imagens em diferentes posições de maneira que a análise não seja prejudicada por essas lacunas.

Esta etapa consiste em alinhar e combinar todas as imagens de cada CCD de um mesmo objeto em uma única imagem, onde para isso são fixados objetos de referência previamente selecionados.

O processo de combinação para os nossos grupos fósseis resultou em 1 imagem em cada filtro para cada grupo fóssil. As imagens possuem o tamanho de 20000 pixels x 20000 pixels (1.07 deg^2), com cada pixel correspondendo a 0.186 segundo de arco.

Inserção de Máscaras

Esta fase consiste em selecionar e excluir determinadas seções da imagem que possam prejudicar a nossa análise. Essas regiões podem conter efeitos de estrelas muito brilhantes que causem a saturação do CCD entre outros efeitos. O processo é feito simplesmente incluindo máscaras sobre esses pixels ruins de maneira a desconsiderá-los.

No nosso caso foram mascaradas estrelas brilhantes, as bordas da imagem e as lacunas entre 2 linhas de CCD's. Todas as estrelas excessivamente brilhantes foram automaticamente identificadas e cobertas por máscaras que incluem as cruces de difração, enquanto que esse processo nas bordas da imagem e nas lacunas foi realizado manualmente com a forma das máscaras sendo retangulares. Posteriormente cada uma das imagens foi checada visualmente e foram mascaradas eventuais regiões remanescentes com alto espalhamento de luz. A posição e a forma de cada máscara nas imagens pode ser visualizadas na Figura 2.5. Com base nos tamanhos ópticos estimados para cada grupo fóssil (ver Tabela 3.3) apresentamos na Figura 2.6 as mesmas imagens da Figura 2.5 agora na escala do tamanho do grupo, onde podemos observar que fração da imagem do grupo foi mascarada (ver Tabela 2.7).

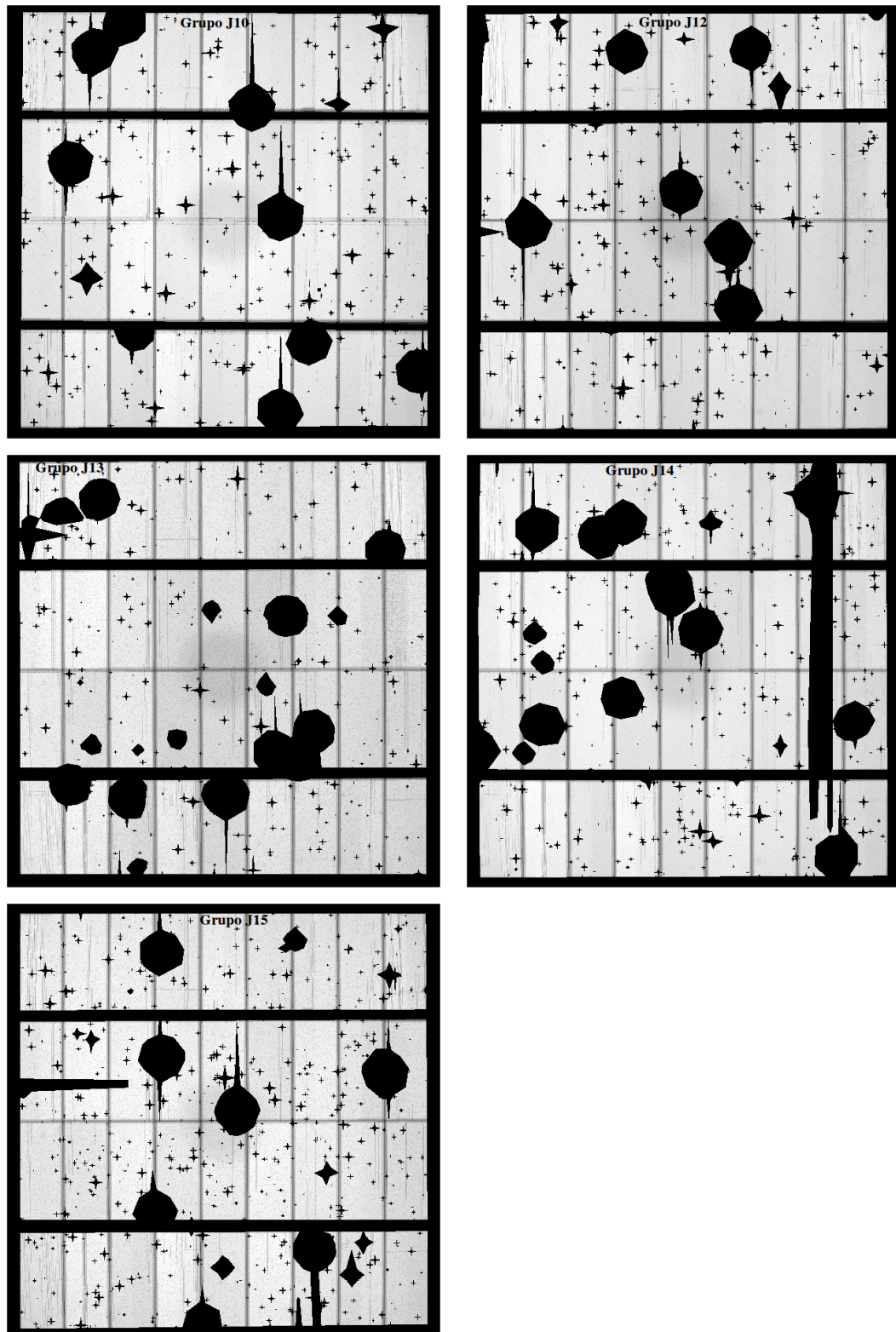


Figura 2.5: Mapas produzidos pelo *Terapix*, que indicam a posição e forma das máscaras inseridas em cada grupo.

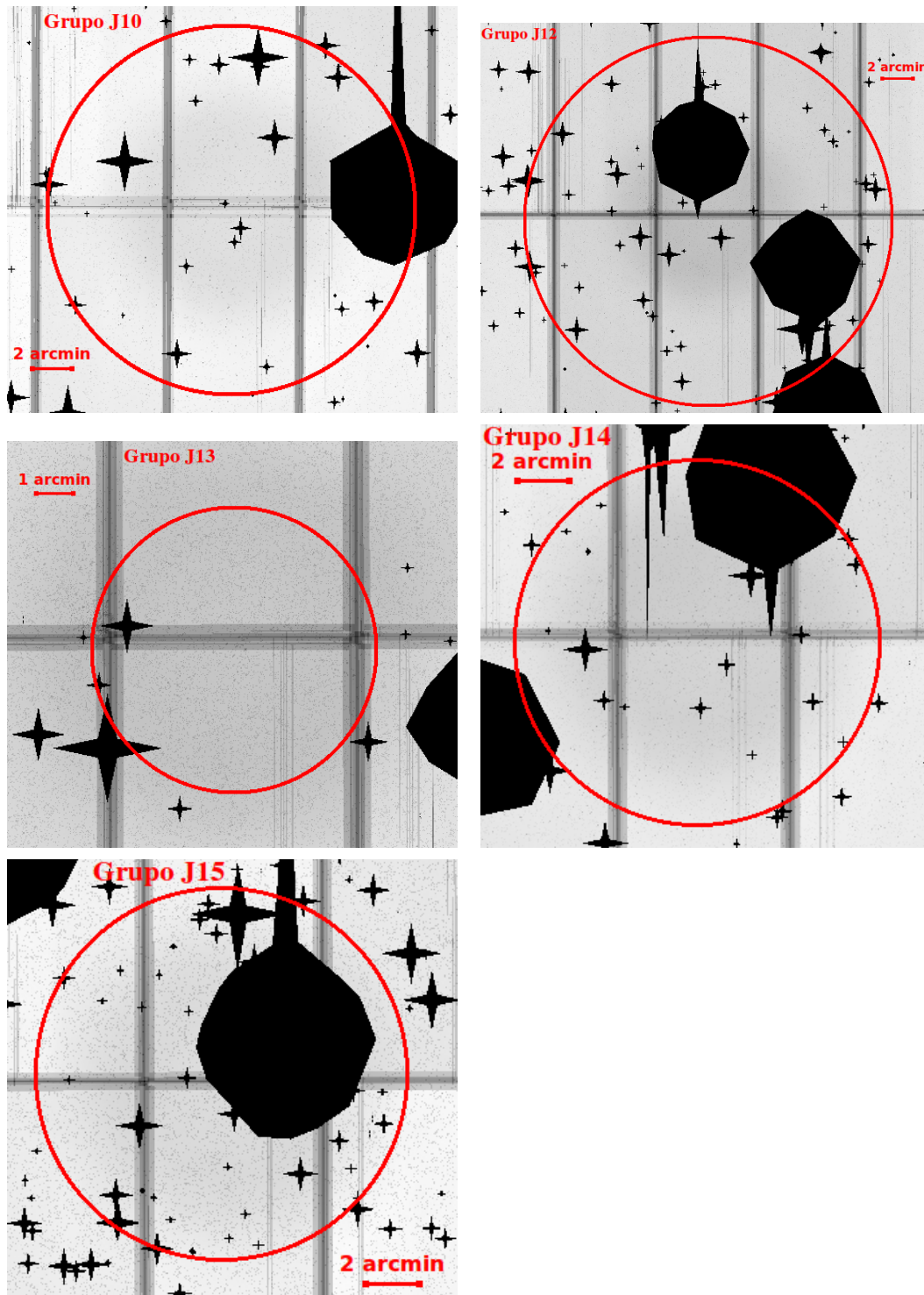


Figura 2.6: Mapas produzidos pelo *Terapix*, que indicam a posição e forma das máscaras inseridas em cada grupo, onde o círculo vermelho contínuo indica o perímetro do grupo, definido pelo seu raio óptico (ver Tabela 3.3).

Dentre os resultados da Tabela 2.7 destacamos os grupos $J12$, $J14$ e $J15$, que possuem uma grande fração do aglomerado mascarada, enquanto que o grupo $J13$ possui uma fração

Grupo Fóssil	Fração mascarada (%)
<i>J10</i>	10.89
<i>J12</i>	18.28
<i>J13</i>	1.46
<i>J14</i>	14.70
<i>J15</i>	27.56

Tabela 2.7 - Fração da área de cada grupo que foi coberta por máscaras.

bem menor da área do grupo mascarada, o que atribuímos principalmente ao pequeno tamanho deste grupo (ver Tabela 3.3).

Destacamos em especial o grupo *J15*, no qual a região central do grupo (onde se localiza a galáxia central) foi mascarada. Para contornar parcialmente esse problema na análise fotométrica substituímos a magnitude da galáxia mais brilhante pela magnitude do *SDSS*² (maiores detalhes na seção 3.2.1).

Produção dos catálogos fotométricos

O processo de produção dos catálogos fotométricos também foi realizado pelo *Terapix*. Para isso foi utilizado o programa *SExtractor*³ (Bertin et al., 1996), destinado à construção de catálogos de objetos com base em imagens astronômicas.

Nesse processo cada objeto é identificado utilizando-se um limite de 0.7σ acima das contagens estimadas para o céu (ver seção *Subtração do céu*), onde é necessário o mínimo de 5 pixels consecutivos acima desse limite para que seja caracterizada a existência de um objeto.

Os catálogos gerados possuem diversas informações sobre cada objeto como por exemplo posição do objeto na imagem, magnitude nas bandas *g* e *r* e FWHM, dados fundamentais para toda nossa análise. As imagens também foram calibradas astrometricamente e os erros são apresentados na Tabela 2.8. Percebe-se que todos os erros são bem menores que 0.186 segundos de arco, que corresponde a 1 pixel, demonstrando assim a boa qualidade da calibração.

² <http://www.sdss.org/>

³ <http://www.astromatic.net/software/sextractor>

Grupo Fóssil	Erro no eixo X (arcsec)	Erro no eixo Y (arcsec)
<i>J10</i>	0.0232	0.0250
<i>J12</i>	0.0293	0.0229
<i>J13</i>	0.0218	0.0194
<i>J14</i>	0.0297	0.0295
<i>J15</i>	0.0291	0.0255

Tabela 2.8 - Dispersão dos erros astrométricos ao longo dos eixos X (centro) e Y (direita) para cada grupo.

Análise Fotométrica

No presente capítulo apresentamos a análise fotométrica, detalhando os procedimentos realizados na identificação dos limites de completeza de nossas imagens, na separação dos diferentes tipos de objetos pertencentes à amostra, na identificação do raio óptico, na construção da função de luminosidade e no cálculo da luminosidade total de cada um dos grupos estudados.

3.1 Caracterização dos grupos

Análise da Completeza

A análise de objetos astronômicos é limitada pela qualidade e profundidade das imagens utilizadas, pois podemos ter contaminação por componentes da atmosfera ou por efeitos intrínsecos do telescópio. Devido a existência dessa dependência com as condições climáticas e instrumentais devemos determinar um valor de magnitude limite (que chamamos de magnitude de completeza), para o qual somente devemos trabalhar com magnitudes mais brilhantes que esse valor, pois na faixa de magnitudes menos brilhantes se torna muito difícil a distinção entre os objetos e o ruído, onde em alguns casos pode-se deixar de detectar objetos e em outros pode-se detectar falsos objetos por influência da contaminação. O processo de determinação desse valor de magnitude limite, ou seja, o quão profundo podemos ir em nossa análise, chama-se análise de completeza.

Para determinar o valor da magnitude de completeza construímos histogramas do logaritmo da quantidade de objetos detectados em diferentes valores de magnitude e ajustamos

um modelo linear usando uma região brilhante não afetada por estatísticas de poucos números ou por incompletude (no caso desse trabalho, magnitudes entre 21.0 e 23.0, ver Figura 3.1). O valor da magnitude de completude (Tabela 3.1) foi determinado como sendo o valor de magnitude no qual o número de contagens deixa de apresentar um crescimento linear. Para efeito de precisão definiu-se a saída desse crescimento linear quando temos uma completude menor que 95% (ver linhas tracejadas no segundo painel da Figura 3.1). O intervalo utilizado nos histogramas foi de 0.25 magnitudes.

Grupo Fóssil	Filtro g	Filtro r
<i>J10</i>	24.25	24.50
<i>J12</i>	24.50	25.00
<i>J13</i>	24.75	24.80
<i>J14</i>	24.40	25.00
<i>J15</i>	24.75	25.00

Tabela 3.1 - Limite de completude determinado para cada grupo fóssil.

Separação de estrelas e galáxias

Nas imagens finais de cada grupo fóssil e nas tabelas fornecidas pelo *SExtractor* temos informações sobre as galáxias e estrelas presentes e identificadas no campo da imagem. Para que possamos efetuar uma análise precisa é fundamental separar corretamente essas classes de objetos. A partir desta etapa utilizamos somente as imagens na banda *r*, pois como pode-se observar na Tabela 2.6, estas imagens apresentam maior tempo de exposição, melhor *seeing* e conseqüentemente maior profundidade do que as imagens na banda *g*.

Para a separação dos objetos construímos gráficos da largura a meia altura (*FWHM* - *Full Width at Half Maximum*) pela magnitude aparente (ver Figura 3.2). A idéia da construção desses gráficos é utilizar do fato da *FWHM* refletir o espalhamento induzido pelo telescópio e pela atmosfera, que é conhecida como PSF (ver seção 2.4), que irá atingir todos os objetos. Sabemos que as estrelas se encontram a grande distância em comparação com suas próprias dimensões e que por isso são enxergadas como fontes pontuais, então espera-se que sejam os objetos com o menor valor de *FWHM* (pontos vermelhos na Figura 3.2) a menos de efeitos de saturação. Na região de alta luminosidade não podemos utilizar o valor de *FWHM* para separação de estrelas e galáxias, pois nessa região temos estrelas

saturadas (pontos verdes). Nessa região utilizou-se um parâmetro do *SExtractor* chamado *Class Star*, que atribui uma probabilidade do objeto ser uma estrela com valor entre 0 e 1 para cada objeto, utilizando um algoritmo de análise de perfil luminoso que é menos sensível à saturação. Consideramos como estrelas objetos com *Class Star* maior que 0.7. Os pontos pretos correspondem aos objetos que não foram identificados, seja devido ao limite de completeza (ver Tabela 3.1) ou por estarem no limite de confusão entre a sequência de estrelas e galáxias. Os demais pontos (azuis) foram identificados como galáxias.

Definição do limite óptico dos aglomerados

Neste trabalho estamos analisando imagens com um campo grande de observação e por isso espera-se que as imagens sejam maiores que os grupos estudados e que consequentemente abranjam também regiões não pertencentes aos grupos. Grupos e aglomerados de galáxias são estruturas que podem ser caracterizadas como um excesso de densidade de galáxias em relação à densidade média do universo local.

Para determinar o limite óptico desses sistemas construímos gráficos com o perfil radial de densidade superficial de galáxias para cada grupo fóssil (ver Figura 3.3), tomando-se como centro do aglomerado a galáxia mais brilhante central (BCG). Nestes gráficos utilizamos galáxias com valores de magnitude dentro de um intervalo de 6 magnitudes acima da magnitude da BCG ($m_{BCG} \leq m \leq m_{BCG} + 6$), maximizando dessa forma o contraste com as galáxias do campo, que correspondem à região mais externa, onde a densidade é considerada como sendo a densidade média do universo local (linha tracejada). Determinamos como sendo o raio óptico do grupo o valor do raio em que a linha de densidade superficial cruza a linha tracejada horizontal de densidade média local (ver Tabela 3.3). Os pontos e as incertezas na Figura 3.3 são dados respectivamente por:

$$\Sigma = \frac{N_g}{Area} \quad (3.1)$$

$$\sigma_\Sigma = \frac{\sqrt{N_g}}{Area} \quad (3.2)$$

Em nossa análise a equação utilizada para a conversão de minutos de arco para Mpc é dada por:

$$R(\text{Mpc}) = R(\text{arcmin})D_A(\text{Mpc})\frac{2\pi}{21600} \quad (3.3)$$

onde D_A corresponde a distância de diâmetro angular (ver definição na equação 1.47), que foi calculada com ajuda do site: <http://www.astro.ucla.edu/~wright/CosmoCalc.html> (ver os parâmetros cosmológicos na seção 1.5) e seus valores são apresentados na Tabela 3.2.

Grupo	$D_A(\text{Mpc})$	$D_l(\text{Mpc})$
<i>J10</i>	575.4	787.6
<i>J12</i>	730.4	1105.1
<i>J13</i>	575.4	787.6
<i>J14</i>	489.6	636.3
<i>J15</i>	489.6	636.3

Tabela 3.2 - Distâncias para os grupos fósseis estudados. D_A é a distância de diâmetro angular (equação 1.47) e D_l é a distância de luminosidade (equação 1.48).

Grupo	$R_{Opt}(\text{arcmin})$	$R_{Opt}(\text{Mpc})$
<i>J10</i>	9.20	1.54
<i>J12</i>	11.87	2.52
<i>J13</i>	3.80	0.64
<i>J14</i>	6.97	0.99
<i>J15</i>	6.89	0.98

Tabela 3.3 - Raio óptico (R_{Opt}) dos grupos fósseis definido pela análise do excesso de densidade superficial.

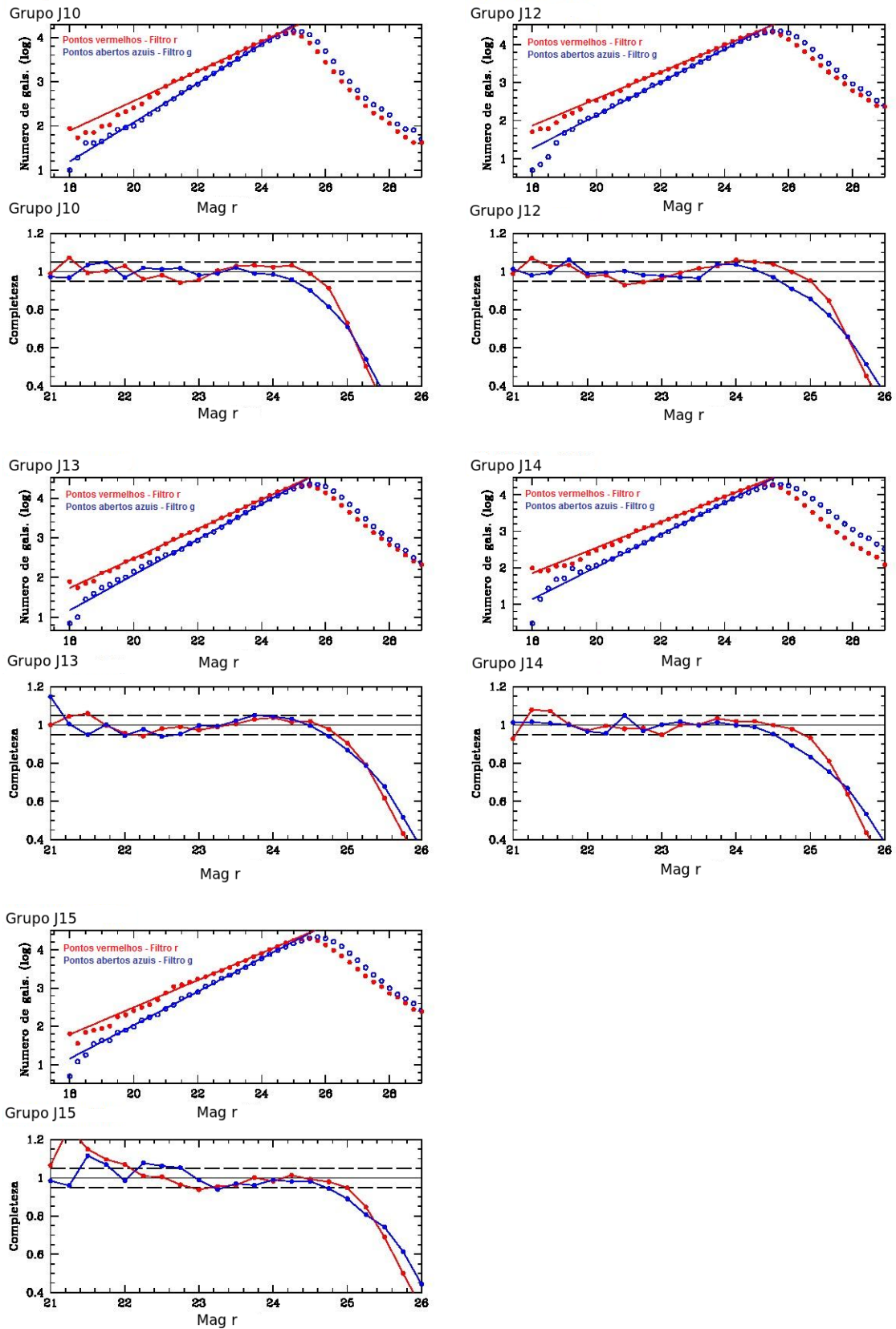


Figura 3.1: Histogramas da quantidade de galáxias por faixa de magnitude (em cima) construídos com intervalos de 0.25 magnitudes para os dados no filtro r (pontos vermelhos) e no filtro g (pontos azuis). Em baixo temos gráfico de correspondência entre os dados medidos e a reta ajustada aos dados do histograma. As retas foram ajustadas aos pontos levando em consideração os pontos dentro do intervalo de magnitude de 21.0 a 23.0.

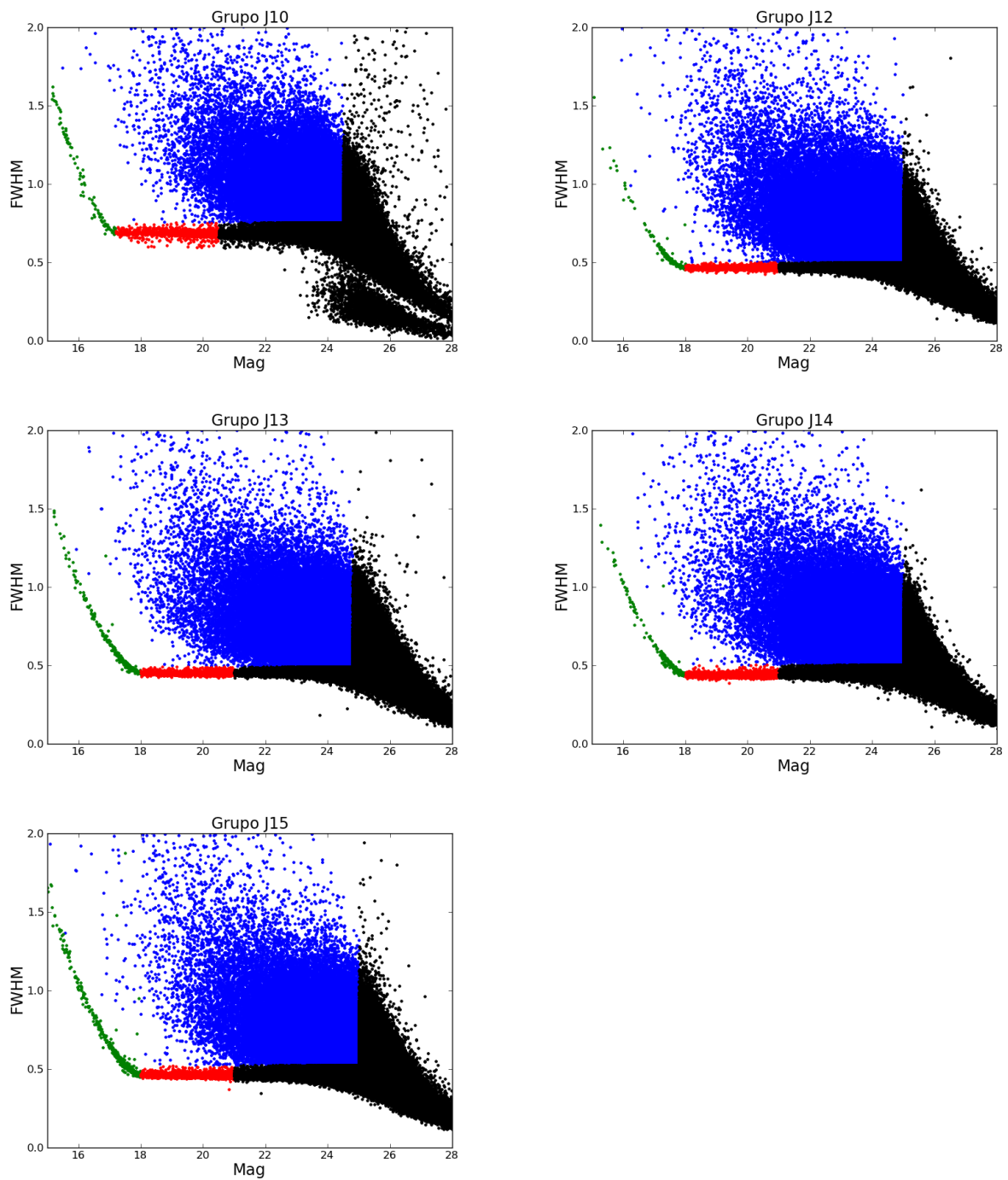


Figura 3.2: Separação de estrelas e galáxias dos grupos fósseis. Os pontos em azul identificam as galáxias, verdes estrelas saturadas e vermelhos estrelas não saturadas.

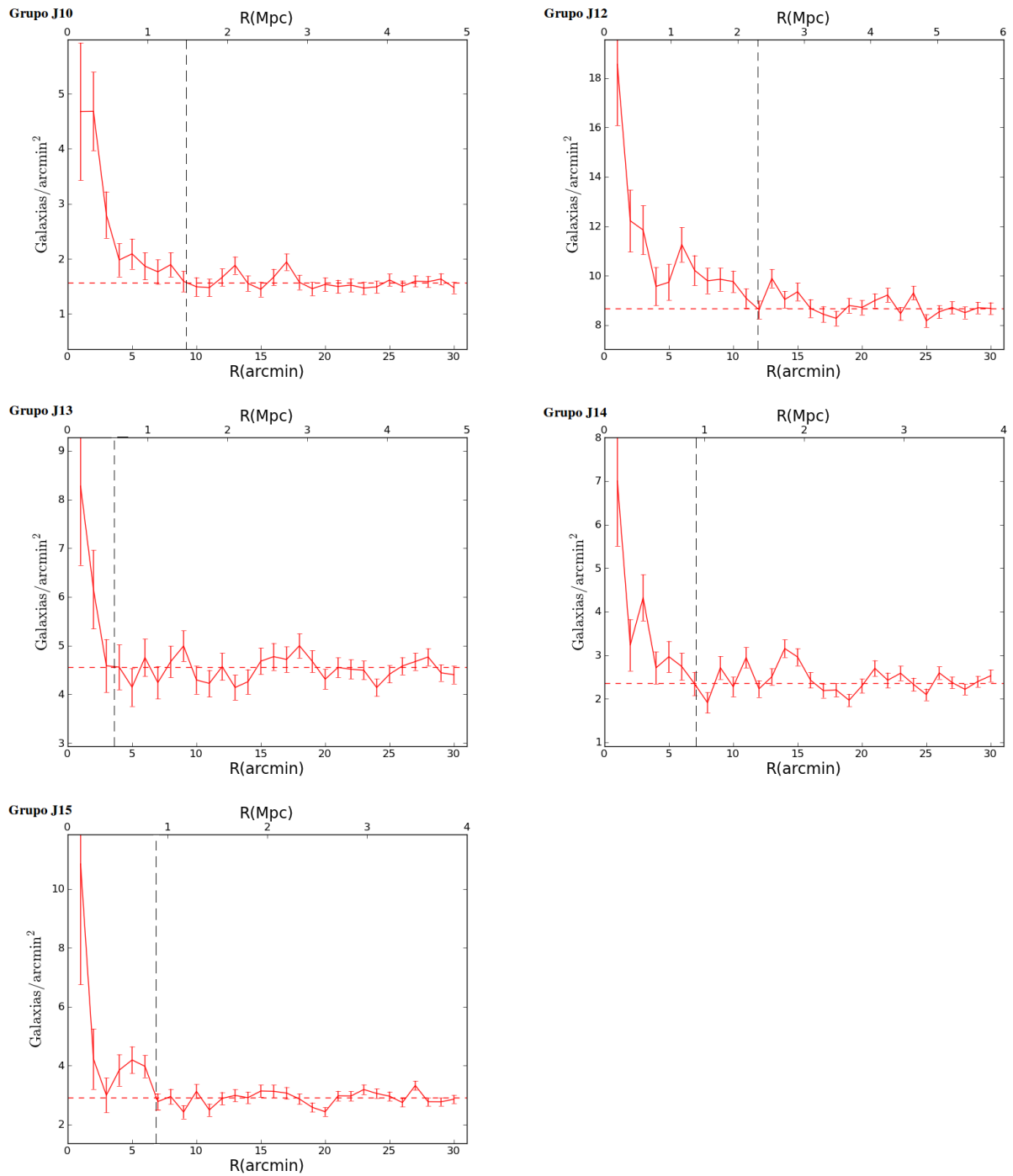


Figura 3.3: Perfil radial de densidade superficial de galáxias para os 5 grupos estudados. A linha horizontal tracejada indica a densidade média de galáxias local, a linha tracejada vertical indica o raio óptico determinado e R corresponde à distância ao centro (posição da galáxia brilhante central) em minutos de arco (eixo inferior) e em Mpc (eixo superior).

Diagrama cor-magnitude

Nessas imagens, naturalmente existem objetos detectados que não fazem parte do grupo de galáxias estudado, pois estes objetos podem estar na frente ou atrás dos grupos fósseis, o que aumenta a dificuldade de nossa análise. Esta dificuldade vem do fato de estarmos analisando algo tridimensional através de uma imagem que é bidimensional. Uma das maneiras de realizarmos a seleção das galáxias pertencentes ao grupo é utilizar-se da informação fornecida pelo diagrama cor-magnitude, onde pode-se identificar a sequência vermelha de cada grupo (ver Figura 3.4), que é composta pelas galáxias elípticas e lenticulares que sofreram extinção de formação estelar e são as galáxias mais vermelhas do grupo (e.g. Bower et al., 1992). Consequentemente as galáxias mais vermelhas do que a sequência vermelha são provavelmente galáxias de fundo. Uma das desvantagens dessa técnica se deve a sua relativa imprecisão, pois podemos ter contaminação por galáxias da frente do grupo e de fundo. Este método de seleção foi usado posteriormente na seleção de galáxias de fundo para a análise de lentes gravitacionais e seleção das galáxias do grupo para construção dos mapas de densidade e luminosidade (seção 3.3).

3.2 Luminosidade Total

3.2.1 Conversão para Magnitude Absoluta

A magnitude aparente (m) corresponde à uma medida do fluxo de determinado objeto, estando diretamente relacionada com a distância em que este objeto se encontra. Se quisermos ter uma medida da luminosidade intrínseca do objeto é necessário utilizar a magnitude absoluta (M). As magnitudes aparentes foram convertidas para magnitude absoluta através da seguinte relação:

$$M = m - 5\log(D_l) - 25 - A_g - K(z) \quad (3.4)$$

onde D_l é a distância de luminosidade (ver Tabela 3.2), A_g é a absorção galáctica que depende das coordenadas galácticas do objeto e $K(z)$ a correção K .

A absorção galáctica corresponde a um fator de correção referente a absorção da luminosidade do objeto pela poeira e gás de nossa galáxia e depende basicamente das coordena-

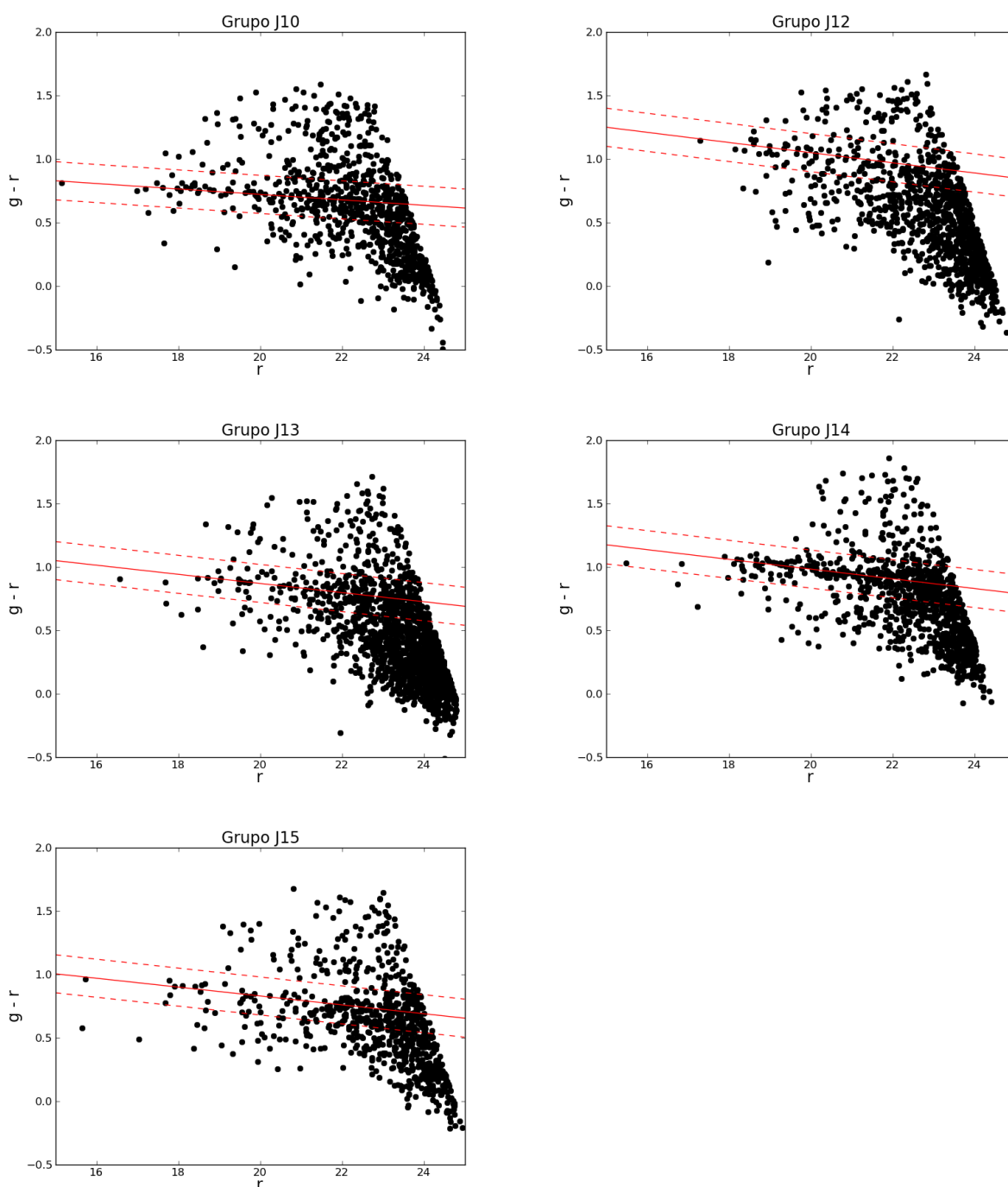


Figura 3.4: Diagramas cor-magnitude para cada grupo fóssil nos cinco minutos de arco centrais, onde a linha contínua vermelha indica a sequência vermelha e as linhas vermelhas tracejadas indicam os limites adotados da sequência vermelha (± 0.15 em $g-r$).

nadas do objeto no céu. A correção K é uma correção devido ao desvio para o vermelho, onde, devido ao desvio espectral, a luz que observamos em determinado comprimento de onda foi emitida na verdade em outro comprimento de onda menor.

Os valores de A_g foram obtidos de Schlegel et al. (1998) utilizando-se o site <http://ned.ipac.caltech.edu>, enquanto os valores de $K(z)$ foram calculados pela seguinte expressão de O'Mill et al. (2011):

$$K(z) = [1.771(g - r) - 0.529]z + [-0.179(g - r) - 0.048] \quad (3.5)$$

Os valores de todas essas correções são apresentados na Tabela 3.4.

Grupo	A_g	$K(z)$
<i>J10</i>	0.04677	-0.04027
<i>J12</i>	0.02751	0.10433
<i>J13</i>	0.01651	-0.02196
<i>J14</i>	0.06602	-0.04967
<i>J15</i>	0.15131	-0.05657

Tabela 3.4 - Valores calculados para a absorção galáctica e correção K.

Na estimativa da magnitude do objeto identificado estabelece-se uma área em torno do objeto, onde realiza-se a subtração do céu (ver secção 2.4). Na presença de um objeto muito extenso, como o caso das galáxias BCG's, o valor do céu pode ser superestimado, o que pode gerar um valor de magnitude estimado para estes objetos mais fraco do que o correto. Visando corrigir este fato, substituímos os valores de magnitudes de nossas galáxias BCG's por valores obtidos no catalogo do *SDSS*, cujas magnitudes já haviam sido corrigidas desse efeito: <http://casjobs.sdss.org/CasJobs/default.aspx>. Os valores substituídos, convertidos para luminosidade estão na Tabela 3.5. A Figura 3.5, que foi extraída do site: <http://www.sdss.org/dr6/products/catalogs/index.html> do *SDSS*, apresenta problemas semelhantes, mostra o resultado de uma investigação através de simulações sobre a faixa de magnitude dos objetos prejudicados por esse método, onde notamos que somente as magnitudes mais brilhantes do que magnitude 16 são afetadas, justificando o fato de substituímos apenas as magnitudes das BCG's pelas magnitudes do catalogo do *SDSS*.

Grupo	$L_{CFHT}(10^{11}L_{\odot})$	$L_{SDSS}(10^{11}L_{\odot})$
<i>J10</i>	4.079	5.690
<i>J12</i>	1.248	1.965
<i>J13</i>	1.083	1.305
<i>J14</i>	1.998	2.530
<i>J15</i>	1.759	2.260

Tabela 3.5 - Valores de luminosidade das BCGs obtidos pelo programa *SExtractor* e os valores obtidos no catalogo do *SDSS*.

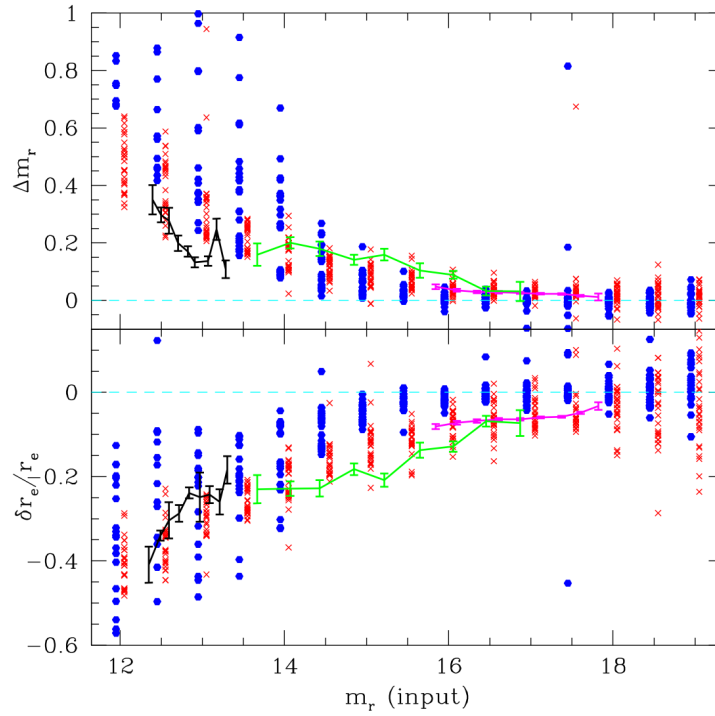


Figura 3.5: Simulação realizada pelo SDSS sobre erros introduzidos na estimativa da magnitude de objetos brilhantes (acima) e sobre os erros relativos na estimativa do raio efetivo (r_e) por subtração excessiva do céu (abaixo). Os pontos azuis correspondem a simulações de galáxias realizadas com um perfil exponencial, os pontos vermelhos às simulações com perfil de Vaucoulers, enquanto os pontos pretos, roxos e verdes se referem a resultados de outros autores.

3.2.2 Função de Luminosidade

A função de luminosidade nos fornece informações sobre a distribuição de luminosidades das galáxias dentro do aglomerado ou grupo, ou seja, a quantidade de galáxias em cada intervalo de luminosidade.

O método utilizado para determinação da função de luminosidade foi o método conhecido como *subtração estatística* (ver equação 3.6). Esse método corresponde a compensar

o excesso de galáxias que enxergamos na região do grupo pela subtração da quantidade de galáxias na região externa ao grupo. Para isso contabilizamos a quantidade de galáxias dentro do grupo (N_{gr}), delimitado pelo raio óptico (ver Tabela 3.3) e fora do grupo (N_{campo}), levando em consideração a área dessas duas regiões (A_{gr} e A_{campo}). Utilizamos como região externa ao grupo o anel compreendido entre 20 e 30 arcmin, pois essa região está localizada a mais de 5 arcmin do fim do raio óptico em todos os casos, assegurando que qualquer eventual flutuação na determinação do raio não prejudique a construção da função de luminosidade (ver pontos pretos na Figura 3.6).

$$N(M) = N_{gr}(M) - N_{campo}(M) \frac{A_{gr}}{A_{campo}} \quad (3.6)$$

Schechter (2005) propôs uma forma analítica para a função de luminosidade, que ficou conhecida como *Função de Luminosidade de Schechter*:

$$\Phi(L)dL = \Phi^* \left(\frac{L}{L^*} \right)^\alpha \exp \left(-\frac{L}{L^*} \right) \frac{dL}{L^*} \quad (3.7)$$

onde Φ^* corresponde à normalização, α à inclinação da função de luminosidade na região de baixa luminosidade e L^* à luminosidade do ponto da mudança de comportamento da curva. Podemos realizar a conversão da magnitude absoluta para luminosidade em unidades de luminosidade solar através da seguinte relação:

$$L = 10^{-0.4(M-M_\odot)} L_\odot \quad (3.8)$$

onde L_\odot = luminosidade solar = 1 e M_\odot a magnitude solar na banda $r = 4.67(09)$ (valor obtido em <http://www.ucolick.org/~cnaw/sun.html>). Reescrevendo a função de luminosidade de Schechter em função da magnitude absoluta temos:

$$\Phi(M) = 0.4 \ln(10) \Phi^* \frac{(10^{0.4(M^*-M)})^{\alpha+1}}{\exp(10^{0.4(M^*-M)})} \quad (3.9)$$

A função de Schechter da expressão 3.9 foi ajustada aos dados utilizando-se a rotina *leastsq* do programa *python*, que se baseia no método dos mínimos quadrados. Os erros dos parâmetros ajustados foram obtidos utilizando-se a matriz de covariância (M_{Cov}) fornecida por essa mesma rotina.

$$M_{Res} = M_{Cov} Var \quad (3.10)$$

onde Var é a variância, que é dada por:

$$\text{Var} = \sum_1^n \frac{\text{Residuos}^2}{n}$$

$$\text{Residuos} = (N(M) - f(\alpha, \Phi^*, M^*)) / \sigma_{N(M)}^2$$

sendo $N(m)$ os dados (equação 3.6) e $f(\alpha, \Phi, M^*)$ a função de Schechter com os parâmetros α , Φ^* e M^* . Por fim, os erros dos parâmetros do ajuste são dados pela raiz quadrada dos valores presentes na diagonal da matriz resultante M_{Res} . Os valores ajustados desses parâmetros para a banda r estão na Tabela 3.6, juntamente com alguns resultados obtidos da literatura para os grupos $J13$ (Mendes de Oliveira et al., 2009), $J14$ (Cypriano et al., 2006) e $J15$ (Mendes de Oliveira et al., 2006).

Grupo	Este trabalho			Literatura	
	Φ^*	α	M^*	α_{lit}	M_{lit}^*
$J10$	38.01(10.46)	-1.11(0.07)	-22.07(0.33)	—	—
$J12$	639.98(203.75)	-0.70(0.18)	-18.59(0.38)	—	—
$J13$	2.19(3.32)	-1.51(0.14)	-22.18(1.92)	-1.60(0.20)	-21.30(1.80)
$J14$	12.72(6.21)	-1.45(0.05)	-21.42(0.62)	-1.29(0.27)	-21.86(1.01)
$J15$	43.90(18.58)	-0.89(0.14)	-20.49(0.55)	-0.64(0.30)	-21.27(0.62)

Tabela 3.6 - Parâmetros utilizados no ajuste de Schechter. Os valores de α_{lit} e M_{lit}^* foram obtidos os grupos $J13$, $J14$ e $J15$ respectivamente de Mendes de Oliveira et al. (2009), (Cypriano et al. (2006)) e Mendes de Oliveira et al. (2006).

Através da função de luminosidade pode-se estimar a luminosidade total (L_T) do aglomerado. A seguir vamos descrever alguns métodos utilizados para essa determinação. Por simplicidade vamos chamá-los de método 1, 2, 3 e 4. Os três primeiros casos foram extraídos de Popesso et al. (2004) e o quarto, que foi adotado por nós, foi proposto com o intuito de aumentarmos a precisão das estimativas.

Método 1

Este método baseia-se na integração da função de Schechter, onde a luminosidade total é dada por:

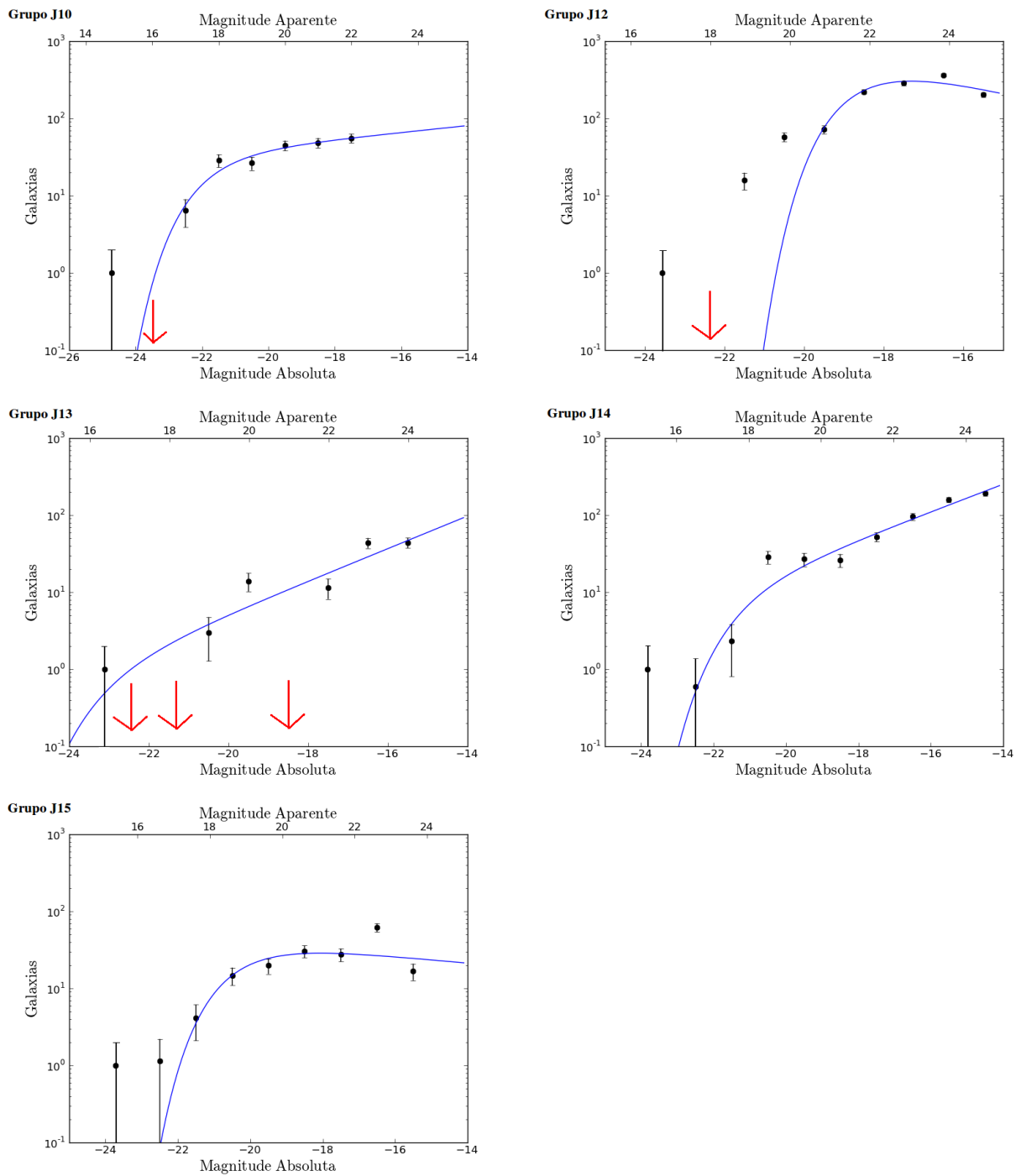


Figura 3.6: Função de luminosidade de cada grupo fóssil ajustada por uma função de Schechter (linha azul). As flechas vermelhas indicam intervalos de magnitude cujos valores da equação 3.6 são zero ou negativos.

$$L_{T1} = \int_0^{\infty} L\Phi(L)dL \quad (3.11)$$

Utilizando-se a equação 3.6 temos:

$$L_{T1} = \int_0^{\infty} L \Phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^{\alpha} \exp\left(-\frac{L}{L^*}\right) \frac{dL}{L^*} \quad (3.12)$$

Utilizando-se $x = \frac{L}{L^*}$

$$L_{T1} = L^* \int_0^{\infty} \Phi^* x^{\alpha+1} \exp(-x) dx \quad (3.13)$$

Sabendo-se que a definição da função gamma é:

$$\Gamma(t) = \int_0^{\infty} x^{t-1} \exp(-x) dx \quad (3.14)$$

Chegando-se à expressão da luminosidade total em função dos parâmetros de Schechter:

$$L_{T1} = L^* \Phi^* \Gamma(\alpha + 2) \quad (3.15)$$

Como os parâmetros ajustados não são independentes entre si, os erros nesse método não podem ser calculados simplesmente por propagação de incertezas e foram calculados variando-se os três parâmetros ajustados simultaneamente pelo valor de 1σ (68%), verificando-se o menor (L_{TMenor}) e maior (L_{TMaior}) valor de luminosidade fornecido por essa variação. Calculamos o valor da diferença (Δ_L) entre a luminosidade e os valores de L_{TMaior} e L_{TMenor} , sendo considerado o valor do erro o maior valor de Δ_L :

$$\Delta_L = |L_{TMaior/Menor} - L_T| \quad (3.16)$$

Método 2

Nesse método somamos os 3 primeiros *bins* de maiores luminosidades incluindo o *bin* contendo a BCG, pois nessa região o ajuste de Schechter não se ajusta bem devido aos erros relativos (Erro/Número de contagens) serem maiores que na região de baixa luminosidade e integramos a função de Schechter na região de baixa luminosidade excluindo-se a região que já foi somada:

$$L_{T2} = \sum_i^N N_i(L) l_i + \int_0^{L_{BCG+2mag}} L \Phi(L) dL \quad (3.17)$$

onde l_i corresponde à luminosidade média e N_i o número de galáxias do i -ésimo bin de luminosidade.

Integrando-se esta expressão de maneira análoga ao feito no método 1, teremos:

$$L_{T2} = \sum_i^N N_i(L)l_i + L^*\Phi^*\Gamma(\alpha + 2, L_{BCG+2mag}) \quad (3.18)$$

Percebe-se que a luminosidade nesse caso depende de uma soma nos três primeiros bins e dos parâmetros da função de Schechter nas regiões menos brilhantes, sendo necessário um tratamento diferente no cálculo de σ_{Lum} para cada uma dessas regiões. Na região dependente do ajuste de Schechter, conforme método anterior, utilizamos σ_{Var} descrito na equação 3.16, enquanto na região mais brilhante utilizamos σ_{Sum} descrito pela equação abaixo:

$$\sigma_{Sum} = \sqrt{(\sum l_i \sigma_{N_i})^2 + (\sum N_i \sigma_{l_i})^2} \quad (3.19)$$

onde N_i é dado pela equação 3.6, $\sigma_{N_i} = \sqrt{N_i}$ e σ_{l_i} é calculado pela expressão:

$$\sigma_{l_i} = \sigma_{mag} L_{\odot} 10^{0.4(M_{\odot} - M_i)} \ln(10) 0.4 \quad (3.20)$$

levando em consideração que a incerteza gerada pelo *bin* de magnitude ($\sigma_{mag} = 0.16666$). Nesse caso M_i corresponde à magnitude absoluta média do *i*-ésimo *bin* de magnitude. Logo o erro total é calculado por:

$$\sigma_{Lum}^2 = \sigma_{Sum}^2 + \sigma_{Var}^2 \quad (3.21)$$

Método 3

Este método é semelhante aos métodos 1 e 2, porém utilizaremos os parâmetros de Schechter somente para magnitudes além do limite de completeza, enquanto na região de altas luminosidades somaremos a luminosidade de cada galáxia:

$$L_{T3} = \sum_i^N N_i(L)l_i + \int_0^{L_{comp}} L\Phi(L)dL \quad (3.22)$$

Integrando-se:

$$L_{T3} = \sum_i^N N_i(L)l_i + L^*\Phi^*\Gamma(\alpha + 2, L_{comp}) \quad (3.23)$$

Nesse caso o erro na luminosidade total foi calculado de maneira análoga ao método 2, utilizando-se a equação 3.21, aplicando-se a equação 3.19 até a magnitude de completeza e a equação 3.16 na região mais menos brilhante que a magnitude de completeza.

Método 4

Devido aos valores altos de incerteza apresentados pelos métodos anteriores, que são decorrentes do fato de que no método 1 o ajuste de Schechter não se ajusta bem aos dados da região de luminosidade alta e de que nos métodos 2 e 3 temos uma incerteza adicional devido à largura do bin de luminosidade, propomos o método 4. Esse método é muito semelhante ao método 3, mas ao invés de somarmos os valores dos bins de luminosidade, somamos a luminosidade de cada galáxia na região pertencente ao grupo sem dividir em bins de luminosidade e subtraímos a luminosidade das galáxias da região de fora do grupo levando em consideração a área dessas regiões de maneira semelhante ao feito na equação 3.6:

$$N(M) = \sum_i^N L_{gr_i}(M) - \sum_i^N L_{campo_i}(M) \frac{A_{gr}}{A_{campo}} \quad (3.24)$$

$$L_{T4} = \sum_i^N L_i + \int_0^{L_{comp}} L\Phi(L)dL \quad (3.25)$$

analogamente aos métodos anteriores:

$$L_{T4} = \sum_i^N L_i + L^*\Phi^*\Gamma(\alpha + 2, L_{comp}) \quad (3.26)$$

onde nesse caso N = número de galáxias e L_i = luminosidade de cada galáxia.

Os erros relativos ao método 4 foram calculados levando em consideração apenas a equação 3.16 nas regiões menos brilhantes que a magnitude de completeza.

O método 4 apresentou os menores valores de incerteza, além de ser um método mais realístico pelo fato de utilizar diretamente a luminosidade de cada galáxia. Por esses motivos utilizaremos os valores de luminosidade do método 4 em toda nossa análise. Todos os valores dos 4 métodos na banda r são apresentados na Tabela 3.7 em unidades de $10^{11}L_{\odot}$.

3.3 Mapas de Densidade e Luminosidade

Após determinada a luminosidade total dos grupos fósseis, é interessante analisar a distribuição de galáxias e luminosidade no campo da imagem. Para isso utilizamos somente as galáxias definidas como pertencentes a sequência vermelha (ver seção 3.1 e Figura 3.4), dividimos a região central da imagem em 625 quadrados de lado correspondente a 320

Grupo	L_{T1}	L_{T2}	L_{T3}	L_{T4}
<i>J10</i>	20.30(17.10)	18.80(11.30)	23.30(5.01)	22.90(0.53)
<i>J12</i>	13.50(11.30)	22.50(9.34)	23.80(2.06)	22.40(1.79)
<i>J13</i>	3.48(43.30)	2.64(11.60)	2.58(2.89)	2.46(1.68)
<i>J14</i>	8.15(10.70)	9.25(4.29)	9.88(1.39)	9.73(0.54)
<i>J15</i>	7.08(7.16)	7.41(2.46)	7.92(1.14)	7.61(0.33)

Tabela 3.7 - Valores de luminosidade total na banda r em unidades de $10^{11}L_{\odot}$ calculados pelos métodos 1, 2, 3 e 4.

pixeis (0.99 arcmin) e calculamos a quantidade de galáxias e a luminosidade total dentro de cada um desses quadrados. Os valores de luminosidade total utilizados foram definidos com base nas equações 3.4 e 3.8. Os mapas de densidade e luminosidade são apresentados nas Figuras 3.7 e 3.8.

Percebe-se nos mapas de densidade de todos os grupos uma grande concentração central. Nos mapas dos grupos *J10* e *J12* essa concentração central pode ser bem visualizada tanto nos mapas de densidade de galáxias quanto nos mapas de densidade de luminosidade, enquanto nos demais grupos (*J13*, *J14* e *J15*) a concentração é mais facilmente visualizada somente nos mapas de densidade de galáxias.

3.4 Discussão

Observando-se as incertezas dos valores de luminosidade calculados pelos métodos 1, 2, 3 e 4 nota-se que o método 4 é o mais realista dos métodos, sendo esse o método escolhido para determinação da luminosidade dos nossos grupos, assim como para comparações com resultados da literatura. Esse método é mais vantajoso do que os demais pois utiliza-se a luminosidade de cada galáxia diretamente, sem a necessidade de separá-las em intervalos de luminosidade evitando assim inserção de incertezas devido ao tamanho do intervalo escolhido.

Na Tabela 3.8 comparamos nosso método com o método utilizado em Proctor et al. (2011) que utiliza dados espectroscópicos (ver seção 2.1). $R_{200,X}$ é o raio calculado pelo

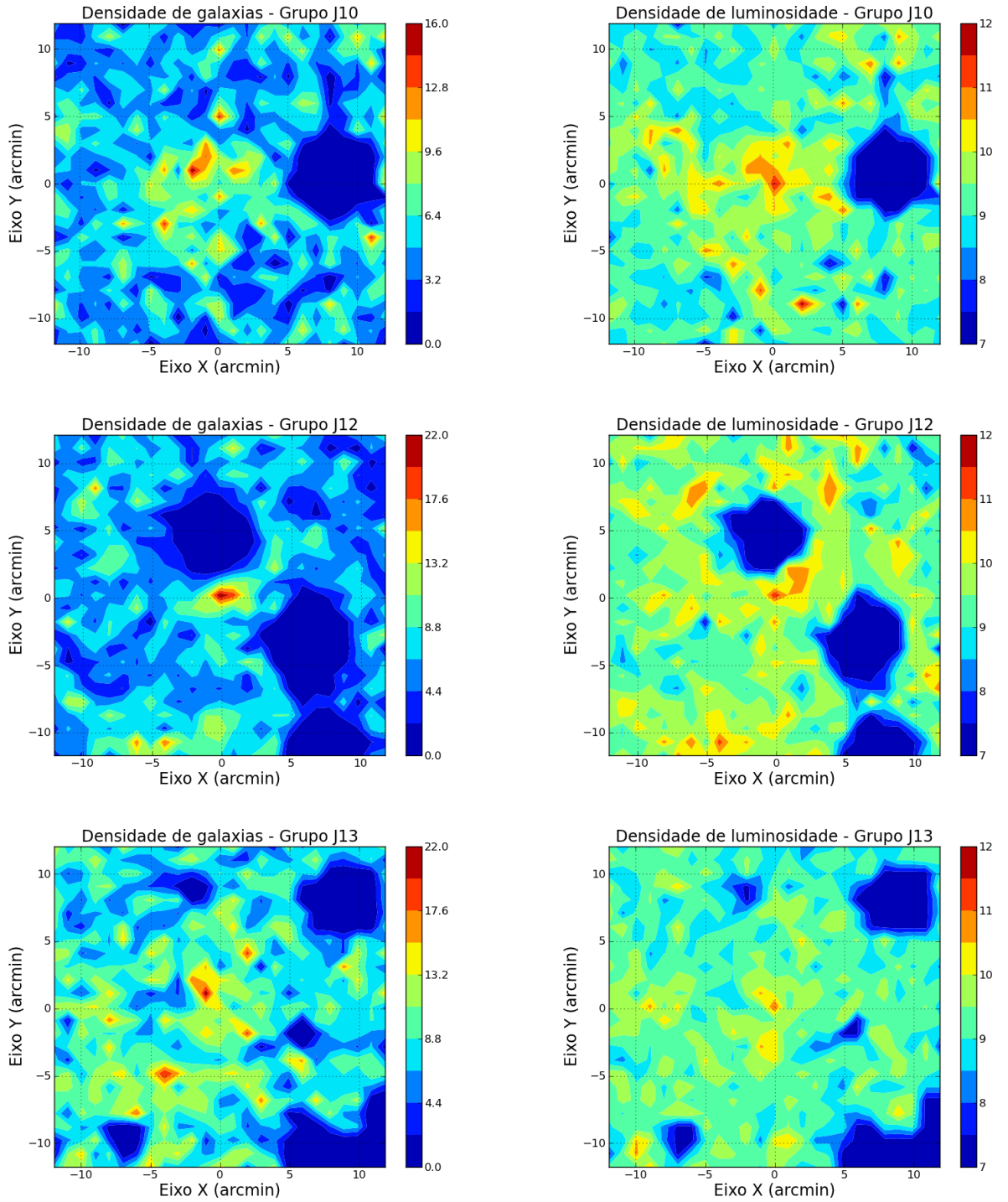


Figura 3.7: Mapas de densidade e de luminosidade dos grupos $J10$, $J12$ e $J13$. A área da região utilizada para contagem da luminosidade ou da quantidade de galáxias é de aproximadamente 1.0 arcmin^2 .

autor utilizando-se dados de raios-X:

$$R_{200,X} = 1.14 \sqrt{T_X} h_{50}^{-1}(z) Mpc \quad (3.27)$$

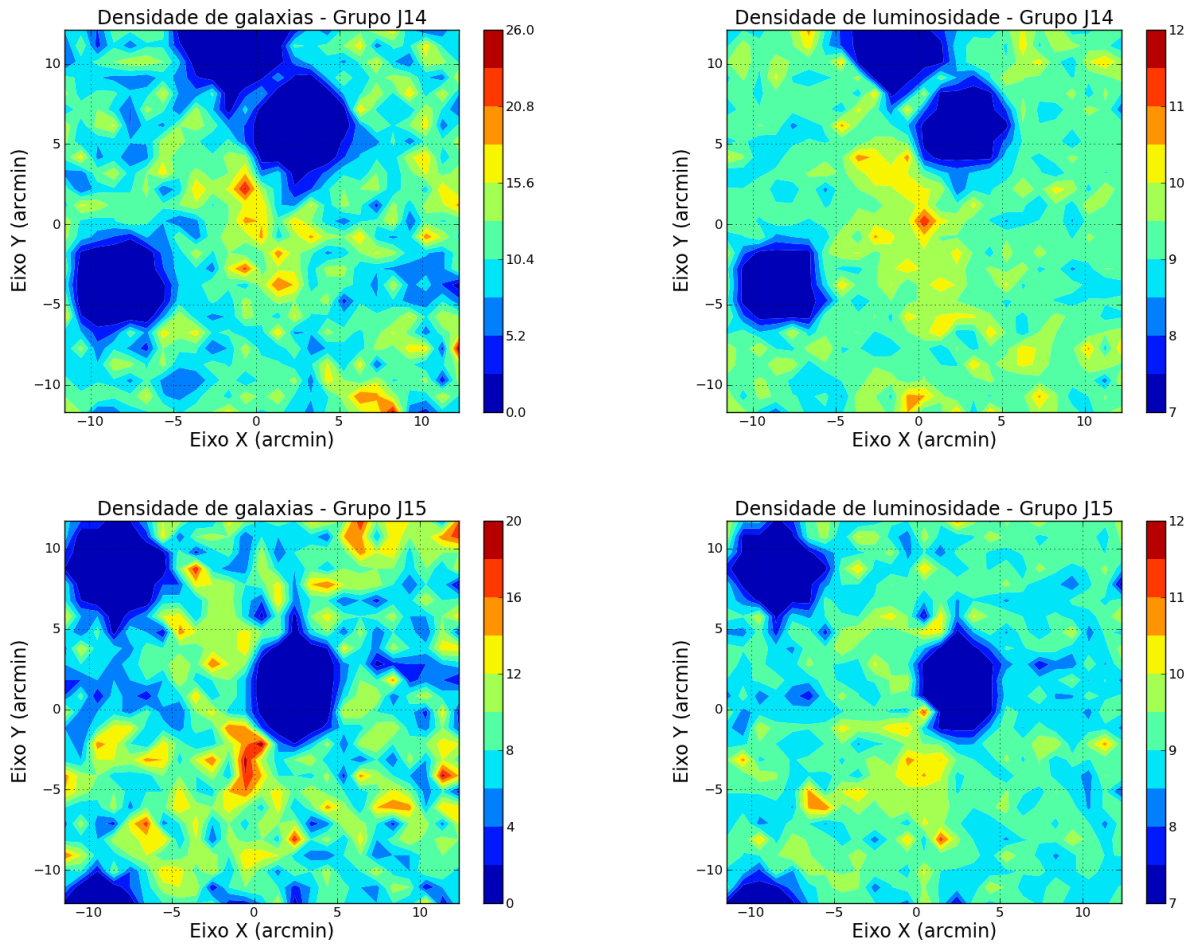


Figura 3.8: Mapas de densidade e de luminosidade dos grupos *J14* e *J15*. A área da região utilizada para contagem da luminosidade ou da quantidade de galáxias é de aproximadamente 1.0 arcmin^2 .

L_P é a luminosidade calculada pelo autor utilizando-se $R_{200,X}$. Para a comparação do método diretamente calculamos a luminosidade (L_F) por nosso método até o raio $R_{200,X}$, levando em consideração somente as galáxias com magnitude absoluta menor que -18.0 , valor este também utilizado em Proctor et al. (2011). Apresentamos também os valores de luminosidade (L_{200}) calculados utilizando-se os valores de R_{200} estimados no capítulo 04 por análise de lentes (ver Tabela 4.6) e a porcentagem de luminosidade perdida ($\%_{Lum}$) quando consideramos somente as galáxias com magnitude menor que -18.0 .

Nota-se alguma divergência entre os valores de L_P e L_F calculados respectivamente por Proctor et al. (2011) e por nosso método dentro do mesmo raio. Atribuímos essa incompatibilidade aos diferentes métodos utilizados: fotometria no nosso caso e espectroscopia em Proctor et al. (2011). Outro motivo que pode ter gerado essa divergência seria uma

Grupo	$R_{200,X}$ (Mpc)	L_P	L_F	L_{200}	$\%_{Lum}$
<i>J10</i>	–	–	–	19.10(0.56)	4.07
<i>J12</i>	1.18	6.17	9.31	10.50(0.47)	12.06
<i>J13</i>	0.81	6.46	1.89	2.63(0.30)	11.75
<i>J14</i>	1.52	15.8	8.67	9.41(0.57)	11.67
<i>J15</i>	1.29	12.6	8.70	9.34(0.85)	4.41

Tabela 3.8 - Comparação dos métodos de cálculo valores de luminosidade calculados com o raio de Proctor et al. (2011) pelo nosso método com o método do próprio autor, onde as luminosidades são apresentadas em $10^{11}L_{\odot}$. L_{200} corresponde à luminosidade calculada com R_{200} estimado no capítulo 04 (Tabela 4.6) e $\%_{Lum}$ à porcentagem de luminosidade perdida quando realizamos a análise somente até -18.0 .

imprecisão na correção aplicada por Proctor et al. (2011), motivada pelo fato de não possuírem dados de todo o grupo, mas somente da região central.

Na curvas das funções de luminosidade da Figura 3.6 nota-se nos pontos pretos uma ausência de galáxias (ver flechas vermelhas) no intervalo seguinte ao intervalo da galáxia mais brilhante nas figuras dos grupos *J10*, *J12* e *J13*, o que está de acordo com a definição de grupos fósseis da existência do intervalo de 2 magnitudes entre a galáxia mais brilhante e a segunda mais brilhante do grupo dentro de metade do raio do virial.

Comparando-se os parâmetros obtidos da Tabela 3.6 dos grupos *J13*, *J14* e *J15* com os valores obtidos respectivamente por Mendes de Oliveira et al. (2009), Cypriano et al. (2006) e Mendes de Oliveira et al. (2006) nota-se que em todos os casos os parâmetros são compatíveis.

Em todos os mapas de densidade de galáxias e densidade de luminosidade (Figuras 3.7 e 3.8) destaca-se a região central dos mapas, onde estão localizados nossos grupos. Nos mapas de densidade do grupo *J15* percebe-se que o campo é muito rico em galáxias com diversas regiões com alta densidade e também que a região do grupo (região central) não apresenta luminosidade tão elevada, fator este que atribuímos à grande máscara existente na região central deste grupo.

Análise por Lentes Gravitacionais Fracas

Nesta seção realizamos a análise por meio de lentes gravitacionais fracas com o objetivo de obtermos a massa total de cada um dos grupos e construir os mapas de distribuição de massa. Para isso iniciamos discutindo aspectos técnicos como métodos de correção da PSF e a seleção das galáxias de fundo e por fim, procedimentos práticos para a extração da massa.

4.1 O programa *Im2shape*

O programa *Im2shape* (Bridle et al., 2002) é um dos pilares de nossa análise, por isso se faz necessário e fundamental entender o seu funcionamento. Este programa estima a elipticidade de objetos astronômicos modelando as imagens observadas como uma soma de gaussianas de base elíptica e realizando a deconvolução pela PSF a fim de recuperar a imagem original dos objetos.

Tendo-se as coordenadas de posição do objeto desejado o programa constrói um quadrado de largura pré-determinada ao redor do objeto e utiliza o método de *Markov Chain Monte Carlo* (Geyer, 1992) para a realização do ajuste, onde os parâmetros de ajuste do modelo são:

$$g = (\sigma, b, x_1, y_1, e_1, \theta_1, ab_1, A_1, \dots, x_n, y_n, e_{n,n}, ab_n, A_n) \quad (4.1)$$

onde n é o número de gaussianas utilizadas no ajuste, b é o nível de fundo, σ é o ruído de fundo, e é a elipticidade da gaussiana, θ é o angulo de posição da elipse, ab é o produto

dos semi-eixos a e b da elipse utilizada, A é a amplitude da gaussiana e x e y são as coordenadas horizontais e verticais da imagem.

4.2 Tratamento da PSF

Como já mencionado (seção 2.4) a PSF introduz distorções na imagem devido aos efeitos da atmosfera terrestre e do telescópio. Sabemos que a análise por lentes gravitacionais fracas se baseia em sinais muito pequenos, sendo portanto, fundamental corrigir ou minimizar ao máximo a distorção causada pela PSF. A modificação causada pela PSF, juntamente com a inclusão do ruído e do fundo pode ser visualizada na Figura 4.1.

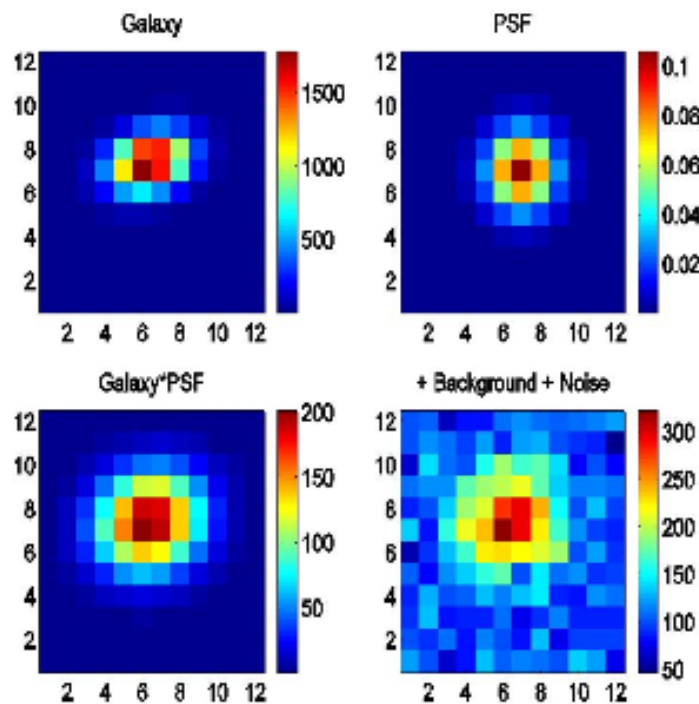


Figura 4.1: Simulação do efeito da PSF em um objeto astronômico, onde em (a) temos o objeto real, em (b) a PSF, em (c) a alteração do objeto pela PSF e em (d) o efeito do objeto e PSF adicionados de um nível de fundo e de ruído (Bridle et al., 2002).

4.2.1 Seleção das estrelas

Para realizarmos a correção precisamos primeiro quantificar a mudança causada pela PSF. As galáxias não são bons estimadores desse efeito por serem fontes extensas, enquanto que as estrelas são ótimas estimadoras da PSF porque são fontes pontuais e consequentemente podemos atribuir todos os valores medidos (θ , ϵ e ab) aos efeitos da PSF apenas.

Para a seleção dessas estrelas, utilizamos a Figura 3.2 conforme descrito na seção 3.1, onde as estrelas não saturadas são identificadas em vermelho e possuem um valor aproximadamente constante de $FWHM$.

A etapa seguinte consistiu em utilizar o programa *Im2shape* para a análise de cada estrela individualmente (ver seção 4.1). Utilizamos como área de análise um quadrado com lado de comprimento igual à 30 pixels (5.58 arcsec), obtendo-se diversas informações de cada estrela, sendo ϵ , θ e ab as principais para a análise. Visando excluir da amostra objetos problemáticos (estrelas duplas, galáxias pequenas e não resolvidas, entre outros) que pudessem contaminar nossa análise, realizou-se uma filtragem das estrelas que íamos utilizar, onde excluiu-se todas as estrelas com $\epsilon > 0.1$ e ab fora da faixa do valor médio estimado para $ab \pm 1\sigma_{ab}$. Outro motivo que poderia levar o *Im2shape* a fornecer informações muito divergentes do esperado é a presença de mais de um objeto dentro da área utilizada pelo programa para caracterização das estrelas. Os histogramas de ϵ e ab das estrelas do grupo *J12* pós-seleção são apresentados na Figura 4.2, assim como a quantidade de estrelas restantes para cada grupo na Tabela 4.1.

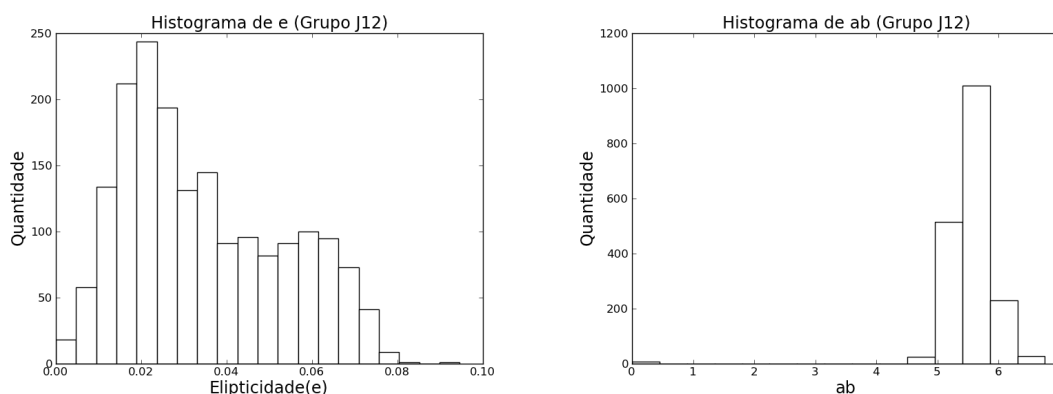


Figura 4.2: Histogramas com a distribuição dos valores dos parâmetros ϵ e ab (em píxeis) das estrelas do grupo *J12* depois do processo de seleção.

Um detalhe importante da seleção de estrelas para a caracterização da PSF no nosso

Grupo Fóssil	$Quant_{star}$	$Quant_{star\,sel}$
$J10$	1661	1565
$J12$	1966	1816
$J13$	1920	1777
$J14$	2489	2325
$J15$	4475	4158

Tabela 4.1 - Quantidade de estrelas de cada grupo, antes ($Quant_{star}$) e depois da filtragem de objetos problemáticos ($Quant_{star\,sel}$).

caso corresponde a selecionar estrelas de todo o campo da imagem, podendo assim definir uma correção para cada ponto da imagem. Isto se faz necessário, pois estamos utilizando imagens com grande campo, nas quais o efeito da PSF pode variar com a posição. Pode-se verificar na Figura 4.3 a distribuição de estrelas no campo de cada imagem.

4.2.2 Métodos de Correção

Os métodos de correção da PSF correspondem a quantificar esses efeitos em determinada posição e subtraí-los do objeto analisado. Como já mencionado utilizamos os valores ϵ e θ das estrelas estimados pelo programa *Im2shape*. Neste processo não usaremos os valores desses parâmetros diretamente e sim os valores de ϵ_1 e ϵ_2 , que podem ser obtidos de ϵ e θ pelas seguintes equações:

$$\epsilon_1 = \epsilon \cos(2\theta) \quad (4.2)$$

$$\epsilon_2 = \epsilon \sin(2\theta) \quad (4.3)$$

Geramos valores de $\epsilon_{1sim}(x,y)$ e $\epsilon_{2sim}(x,y)$ por três diferentes métodos que detalhamos nas próximas subsecções, sendo x e y as coordenadas de posição das estrelas que utilizamos como amostra. Nesta parte da análise queremos descobrir qual dos métodos testados corrige melhor o efeito da PSF. Para isso aplicamos a correção na própria amostra de estrelas e verificamos em que caso o conjunto de valores de ϵ_{icorr} (equação 4.4) se aproxima mais de zero:

$$\epsilon_{icorr} = \epsilon_i - \epsilon_{isim}(x, y) \quad (4.4)$$

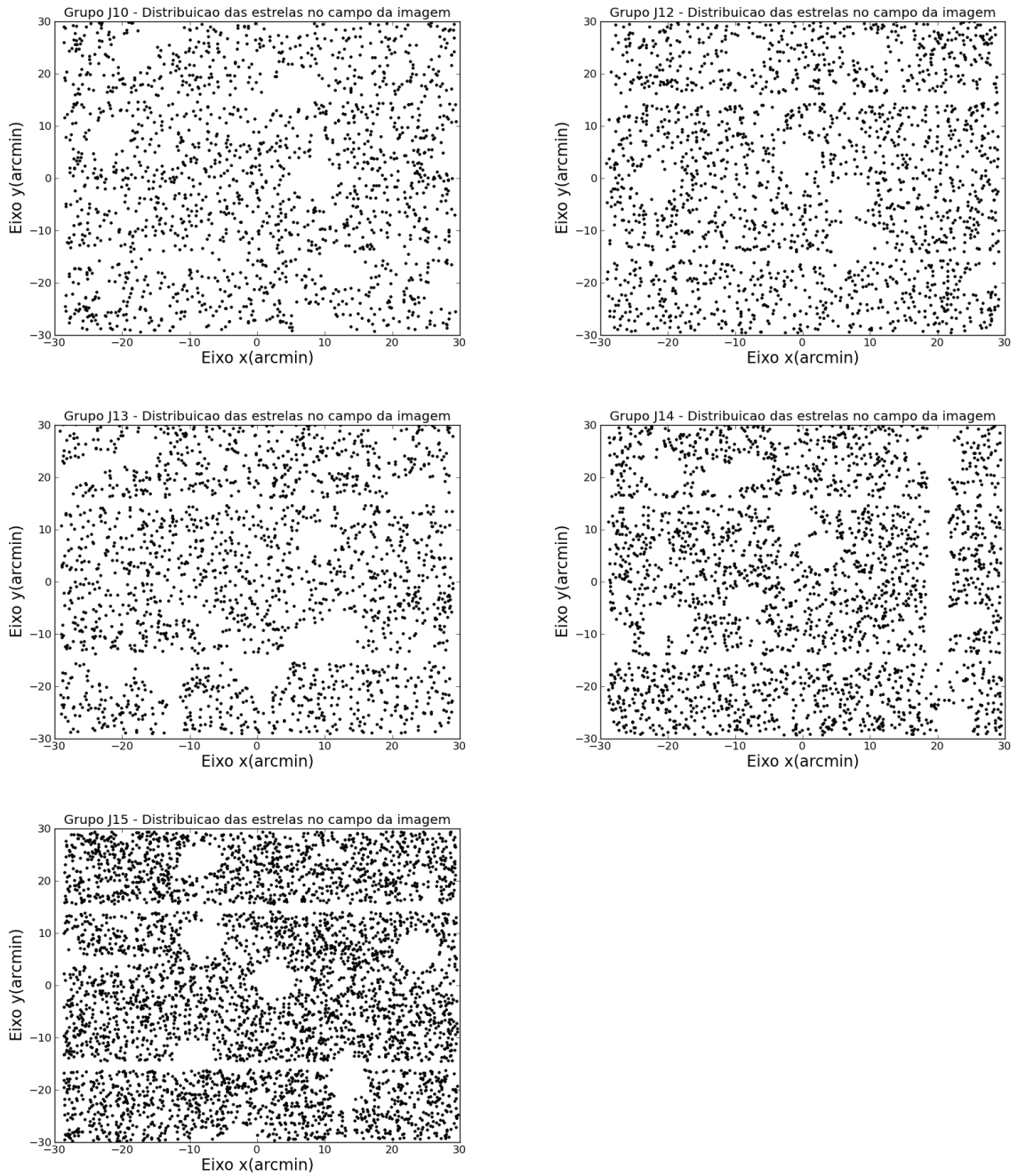


Figura 4.3: Distribuição das estrelas no campo da imagem.

4.2.2.1 Método 1 - Polinômio de 4º grau

O método 1 de quantificação da variação espacial da PSF consiste no ajuste de um polinômio de 4º grau da forma da equação abaixo aos valores de ϵ_1 e ϵ_2 fornecidos pelas estrelas.

$$Y_1(x, y) = \sum_{i=0}^4 a_i x^i + \sum_{i=0}^4 b_i y^i \quad (4.5)$$

onde os valores de $a_0, a_1, a_2, a_3, a_4, b_0, b_1, b_2, b_3$ e b_4 para o melhor ajuste são obtido através do método da minimização do resíduos:

$$Resíduos = \frac{(f(x, y) - Y_i(x, y))}{\sigma_f^2} \quad (4.6)$$

onde $f(x, y)$ é utilizado como sendo $\epsilon_1(x, y)$ ou $\epsilon_2(x, y)$. Na Figura 4.4 apresentamos os mapas de distribuição de ϵ_1 e ϵ_2 para o grupo *J12* antes e depois da correção pelo método 1. Por esse método obtivemos os valores $e_1 = -0.0633 \times 10^{-5}$, $\sigma_{e1} = 0.01201$, $e_2 = -0.0518 \times 10^{-5}$ e $\sigma_{e1} = 0.00575$.

4.2.2.2 Método 2 - Hoekstra et al. (2006)

O método 2 de correção da PSF possui procedimentos semelhantes ao método 1, mas nesse caso substituímos o polinômio de 4º ordem do método 1 (equação 4.5) pela equação extraída de Hoekstra et al. (2006) descrita abaixo:

$$Y_2(x, y) = a_0 + a_1 x + a_2 y + a_3 x^2 + a_4 xy + a_5 y^2 + a_6 c(x, y) \quad (4.7)$$

$$c(x, y) = \frac{c_0 + c_1 x + c_2 y + c_3 x^2 + c_4 xy + c_5 y^2 + c_6 x^3 + c_7 y^3 + c_8 y^4}{1 + c_9 x + c_{10} y} \quad (4.8)$$

Na Figura 4.4 são apresentadas as correções com o método 2 aplicadas ao grupo *J12*. Os valores obtidos por esse método foram $e_1 = 3.3347 \times 10^{-10}$, $\sigma_{e1} = 0.00962$, $e_2 = 6.2071 \times 10^{-10}$ e $\sigma_{e2} = 0.00541$.

4.2.2.3 Método 3 - Filtro Gaussiano

Nesse método, diferentemente dos anteriores, não utilizamos a minimização dos resíduos e sim uma média dos valores de cada estrela, atribuindo-se um valor (p_i) para cada estrela de acordo com sua distância (d_i) ao ponto analisado:

$$Y_3(x, y) = \frac{\sum_i^{N-1} p_i \epsilon_i}{\sum_i^{N-1} p_i} \quad (4.9)$$

$$p_i = \exp\left(\frac{-d_i^2}{2\sigma_{gau}^2}\right) \quad (4.10)$$

É importante notar que a somatória acima utiliza (N - 1) pontos, pois devemos excluir da média a própria estrela analisada para evitar que esta estrela domine a média realizada, pois teria um peso tendendo ao infinito. Essa exclusão se faz necessária, pois estamos testando o método utilizando as próprias estrelas para correção dos efeitos sofridos por elas. No caso da correção da PSF das galáxias utilizando-se as estrelas para quantificar a PSF essa exclusão não é necessária.

O valor de σ_{gau} utilizado na equação 4.10 foi $\sigma_{gau} = 600$ pixels. Esse valor foi determinado utilizando-se diferentes valores de σ_{gau} e identificado como sendo aquele que melhor realizava a correção de ϵ_1 e ϵ_2 . Os valores de dispersão de ϵ_1 e ϵ_2 utilizando-se diferentes valores de σ_{gau} são apresentados na Tabela 4.2.

σ_{gau} (pixels)	M_{e_1} (10^{-5})	σ_{e_1}	M_{e_2} (10^{-5})	σ_{e_2}
400	4.5257	0.00635	-1.7205	0.00458
500	5.5150	0.00625	-1.3182	0.00452
550	6.0677	0.00623	-1.0178	0.00451
600	6.6721	0.00623	-0.6476	0.00449
650	7.5166	0.00623	-0.2291	0.00449
700	8.4711	0.00625	0.2132	0.00449
750	9.5779	0.00627	0.6596	0.00449

Tabela 4.2 - Valores de média (M_{e_i}) e desvio padrão (σ_{e_i}) para cada uma das componentes da elipticidade calculados com diferentes valores de σ_{gau} na equação 4.10.

Os mapas de correção de ϵ_1 e ϵ_2 com o método 3 são exemplificados com o grupo J12

na Figura 4.4. Por esse método obtivemos os valores $e_1 = 6.7214 \times 10^{-5}$, $\sigma_{e_1} = 0.00623$, $e_2 = -6.4767 \times 10^{-6}$ e $\sigma_{e_2} = 0.004498$.

Comparando-se os valores de e_1 , σ_{e_1} , e_2 e σ_{e_2} dos três métodos percebe-se que os resíduos mais compatíveis com zero e o menor espalhamento são os gerados pelo método 3 e por isso decidiu-se utilizar esse método no restante do trabalho.

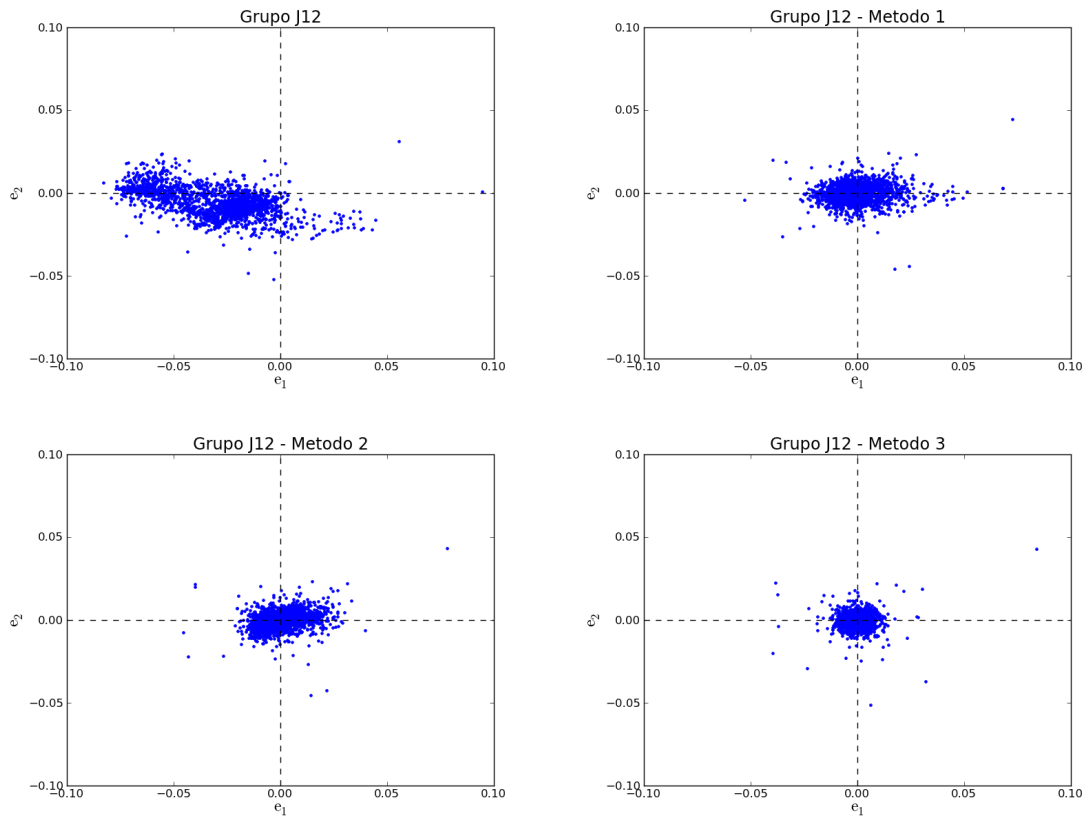


Figura 4.4: Comparação dos métodos de correção da PSF, com base nos valores de resíduo de e_1 e e_2 da equação 4.4 para o grupo $J12$. O diagrama demonstra os valores de e_1 e e_2 sem correção (diagrama superior esquerdo) e os valores corrigidos pelos métodos 1, 2 e 3.

4.3 Reconstrução da Massa

4.3.1 Seleção das Galáxias de Fundo

O processo de obtenção da massa dos grupos em análises por meio de lentes gravitacionais fracas é realizada através da quantificação da distorção causada pela lente (grupo) nas imagens das galáxias de fundo (ver capítulo 1), ou seja, nas galáxias que estejam atrás

dos grupos estudados.

Como a distorção causada em cada galáxia individualmente pelo grupo é muito pequena, a correta seleção das galáxias de fundo, obtendo-se um número razoável de galáxias, é uma etapa determinante para que possamos determinar a massa dos grupos. Neste processo deve-se evitar contaminação por partes de galáxias pertencentes, ou que se encontrem à frente dos grupos, pois essas galáxias não sofrem qualquer distorção devido aos efeitos de lentes e logo, não fornecem informações sobre os grupos estudados.

No processo de seleção utilizamos 2 critérios: O primeiro corresponde a excluir as galáxias localizadas no diagrama cor-magnitude na região determinada como pertencente à sequência vermelha (ver seção 3.1), onde espera-se com isso excluir as galáxias de tipo recente (*early-type*) pertencentes aos grupos. A Figura 4.5 apresenta o perfil radial de densidade de galáxias dos grupos antes e depois da exclusão das galáxias da sequência vermelha, onde percebe-se que a maior densidade central existente antes deixa de existir após a exclusão na maioria dos casos. Observa-se também que a região mais externa das curvas (maiores valores de raio), onde não temos galáxias do grupo, sofre um grande decréscimo com a exclusão, indicando que juntamente com as galáxias do grupo excluímos muito sinal, sendo essa perda de 2 a 6 galáxias/*arcmin*² para cada grupo.

O segundo critério de seleção foi utilizado para excluir as galáxias de frente. Essas galáxias se localizam principalmente na região mais azul do que a sequência vermelha, onde também temos muitas galáxias de fundo, fato este que inviabiliza a exclusão de toda essa região, pois estaríamos perdendo muito sinal. Por isso excluímos as galáxias mais brilhantes do que determinada magnitude pré-estabelecida, sendo $r = 21.5$ para os grupos *J10* e *J13*, $r = 23.0$ para o grupo *J12* e $r = 21.0$ para os grupos *J14* e *J15*. Esses valores de magnitude foram definidos de acordo com o *redshift* dos grupos, sendo um valor maior para os grupos que possuem um *redshift* maior e que estão mais sujeitos à contaminação por galáxias de frente do que os grupos de menor *redshift*. Esse segundo critério de correção é importante pois espera-se que as galáxias de frente sejam, em média, mais brilhantes do que as galáxias de fundo.

Para evitar grandes incertezas nos parâmetros θ e ϵ dessas galáxias extraídos do *Im2shape* utilizamos um critério de seleção adicional: selecionamos apenas as galáxias com erros na

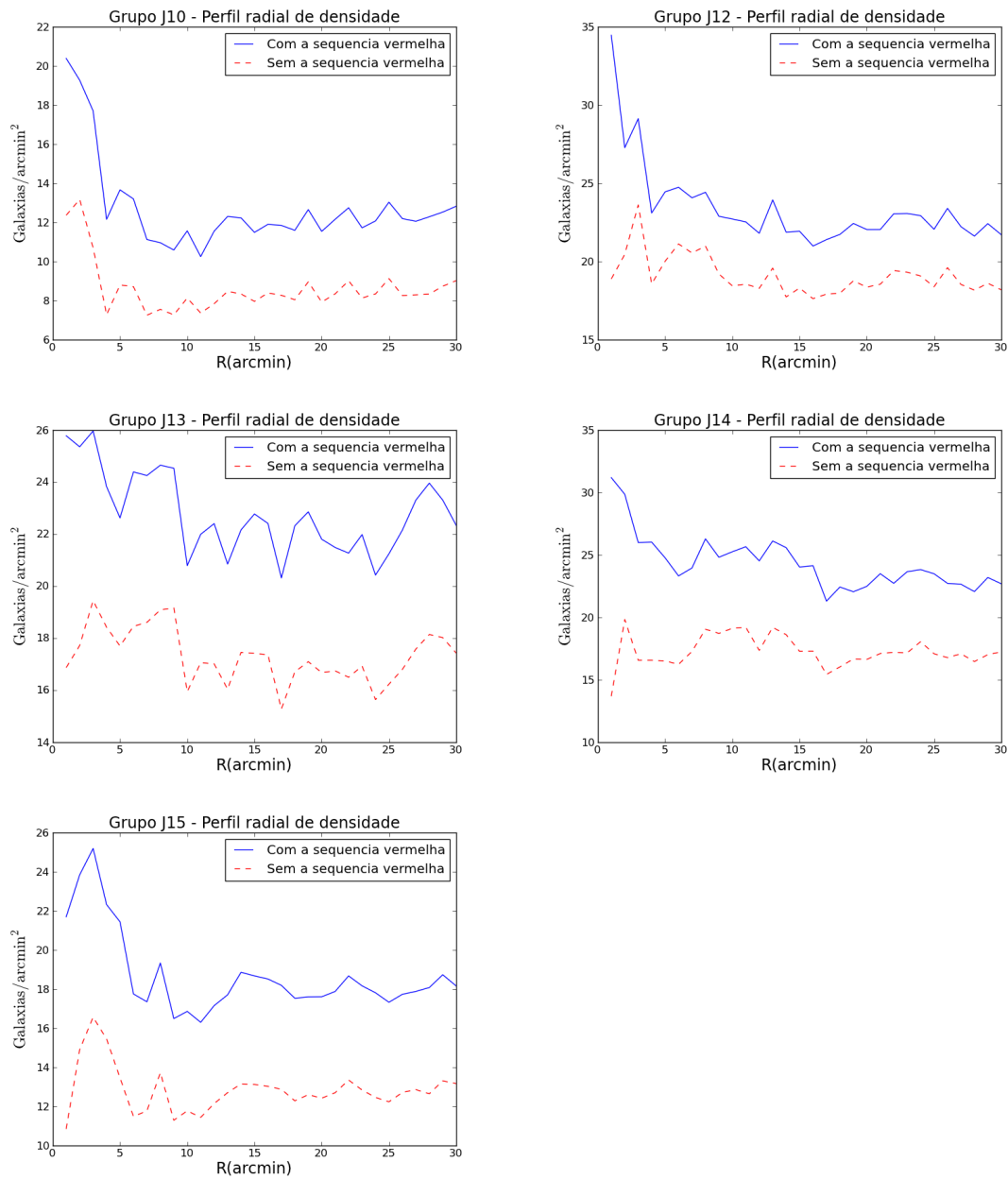


Figura 4.5: Perfis de densidade radial de galáxias, antes e depois da exclusão da sequência vermelha.

magnitude na banda r (σ_r) menores do que 0.1. A Figura 4.6 contém os diagramas cor-magnitude com as galáxias de fundo selecionadas (pontos vermelhos) dentro de um raio de 10 arcmin e o restante das galáxias (pontos azuis), enquanto que a quantidade de galáxias selecionadas para cada grupo está na Tabela 4.3.

Pode-se observar pelos padrões aproximadamente constantes dos perfis radiais de densidade na Figura 4.5 que não há grande contaminação devido às galáxias do aglomerado.

Grupo	$Quant_{sel}$	$Quant_{exc}$	Densidade(Gal/arcmin ²)
<i>J10</i>	1976	1876	5.97
<i>J12</i>	3483	3178	10.12
<i>J13</i>	5081	4672	14.88
<i>J14</i>	4304	3937	12.54
<i>J15</i>	3061	2816	8.97

Tabela 4.3 - Quantidade de galáxias de fundo selecionadas ($Quant_{sel}$), a quantidade depois do processo de exclusão devido á posição no quadrante de deconvolução do *Im2shape* ($Quant_{exc}$) e a densidade de galáxias de fundo utilizada.

Quanto às galáxias de frente não temos uma maneira direta que possamos mensurar a qualidade da seleção, logo, visando verificar o quão bom se encontra o nosso processo de seleção dessas galáxias de fundo utilizamos os catálogos de magnitudes e *redshifts* fotométricos do *CFHT Legacy Survey* (Coupon et al., 2009). Para isso reproduzimos os mesmos critérios de seleção das galáxias de fundo e verificamos a quantidade de galáxias com redshift menor ou igual ao do aglomerado (ver Tabela 4.4).

Grupo	Contaminação (%)
<i>J10</i>	3.78
<i>J12</i>	7.10
<i>J13</i>	3.71
<i>J14</i>	1.92
<i>J15</i>	2.11

Tabela 4.4 - Contaminação de galáxias de frente e do aglomerado estimada utilizando-se os catálogos do *CFHT Legacy Survey* reproduzindo a seleção das galáxias de fundo utilizada nesse trabalho.

Verifica-se que os valores de contaminação da Tabela 4.4 são baixos, o que atribuímos principalmente ao baixo redshift dos grupos, porém precisam ser considerados. Para isso utilizamos os catálogos do *CFHT Legacy Survey* também para estimar os valores das distâncias lente-fonte (D_{LS}) e observador-fonte (D_{OS}) da amostra de galáxias de fundo selecionadas. Essas distâncias foram calculadas utilizando-se a equação 1.47, onde caracterizamos como galáxias de fundo as galáxias com *redshift* fotométrico maior que o *redshift* do grupo. Determinamos os valores de D_{LS} e D_{OS} médios a serem utilizados no restante da amostra calculando-se a média de todas as distâncias, incluindo nesse cálculo as galáxias

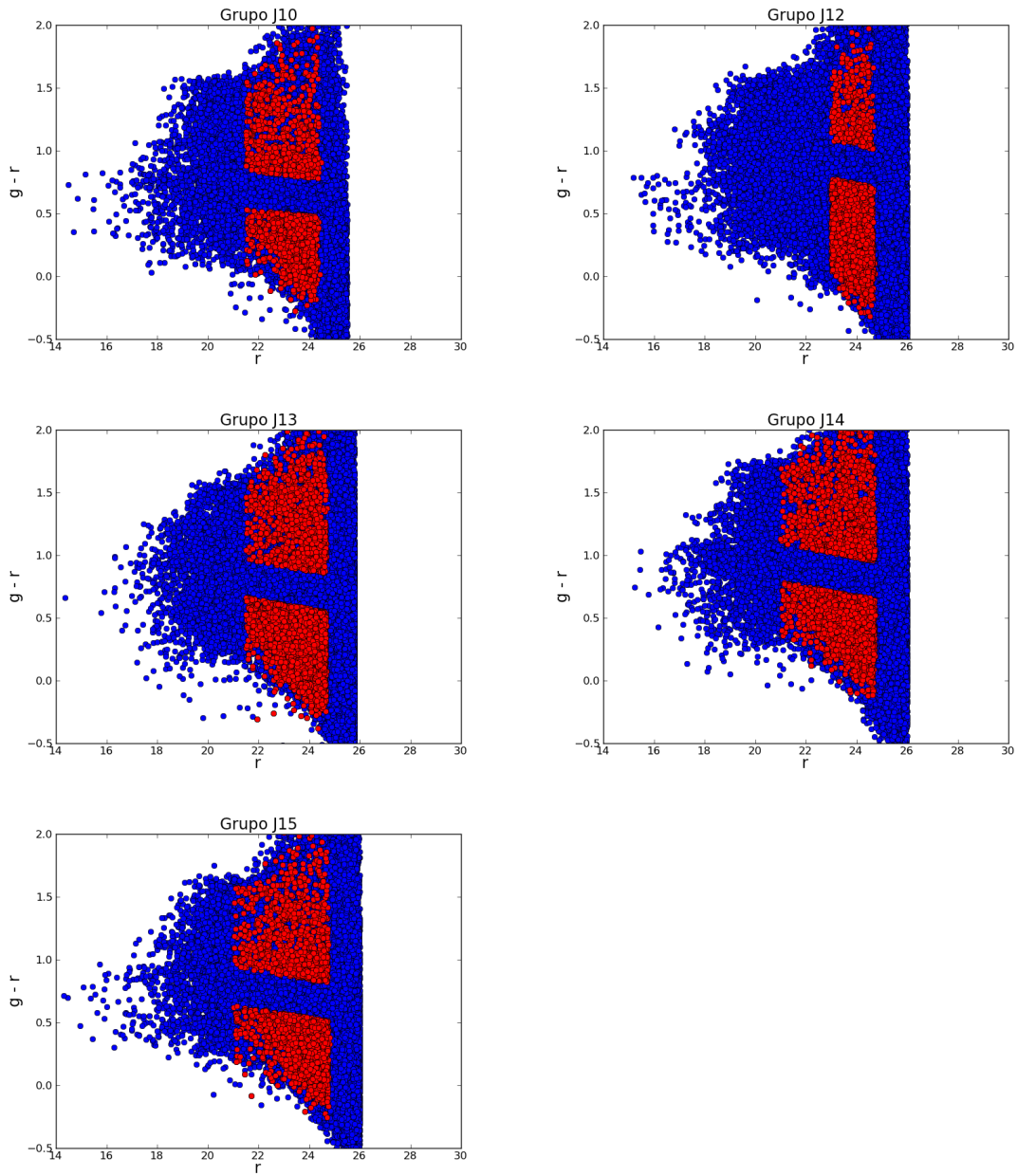


Figura 4.6: Diagramas cor-magnitude com as galáxias de cada grupo, onde os pontos vermelhos correspondem às galáxias selecionadas e os pontos azuis as galáxias excluídas dessa seleção.

definidas como sendo de frente ou do grupo utilizando-se para elas os valores $D_{LS} = D_{OS} = 0$. Ressaltamos que os valores dessas distâncias são essenciais para a determinação da massa, uma vez que possuem influência direta nos valores da densidade crítica (Σ_{crit}) e do raio de Einstein (θ_E) (ver as equações 1.17 e 1.19 da seção 1.4.1). A inclusão das galáxias de frente e do grupo foi realizada para compensar a contaminação por parte dessas galáxias (ver Tabela 4.4).

4.3.2 Perfis de elipticidades e ajuste dos perfis SIS e NFW

Após o processo de seleção das galáxias de fundo utilizamos o *Im2shape* em cada uma dessas galáxias de maneira semelhante ao realizado para as estrelas (ver seção 4.2.1), dessa vez utilizando-se duas gaussianas para a modelagem, o comprimento do lado do quadrado de análise como sendo 20 píxeis e a PSF gerada através do método 3 na seção 4.2 para a posição de cada galáxia, obtendo-se os parâmetros θ e ϵ de cada um desses objetos. Excluimos de nossa análise galáxias cuja posição central dentro da área (quadrado) de análise do *Im2shape* variasse mais do que 5 píxeis da posição central, pois isso poderia indicar a presença de contaminação por outro objeto dentro do quadrado, o que desvalidaria os resultados da deconvolução realizada. A quantidade de galáxias de fundo analisadas pelo *im2shape* e a quantidade remanescente dessa seleção, correspondente à quantidade utilizada no restante do trabalho são apresentadas na Tabela 4.3.

De posse dos valores elipticidade (ϵ) e cisalhamento (γ) estimado pelo *Im2shape* para as galáxias de fundo podemos calcular γ_t e γ_x (para detalhes ver seção 1.4.1). Os valores de γ_t serão utilizados para estimativa da massa de cada grupo, enquanto que os valores de γ_x serão utilizados para estimar o ruído de nossos dados através do cálculo da média e dispersão dos valores de γ_x (Tabela 4.5). Como pode ser visto na tabela 4.5, os valores do cisalhamento cruzado são compatíveis com um valor nulo, conforme esperado.

Grupo	$\langle \gamma_x \rangle$	Desvio(γ_x)	σ_{γ_x}
J10	-0.00047	0.30197	0.00697
J12	0.00043	0.31193	0.00553
J13	-0.00373	0.27938	0.00409
J14	0.00535	0.27802	0.00443
J15	-0.00513	0.28300	0.00533

Tabela 4.5 - Análise dos valores de γ_x : média ($\langle \gamma_x \rangle$), desvio e desvio padrão da média (σ_{γ_x}).

Nesta etapa da análise descrevemos o perfil radial do cisalhamento tangencial (γ_t), que corresponde à uma quantificação da distorção gerada pela lente gravitacional, através dos perfis SIS e NFW, descritos na seção 1.2.3. Esse procedimento foi realizado utilizando-se as equações 1.36 e 1.38 respectivamente para o caso de SIS e NFW. O método SIS utiliza σ_v como parâmetro de ajuste, enquanto o método NFW utiliza R_{200} e o parâmetro de concentração de massa c . Utilizamos o método de minimização do χ^2 para a determinação

desses parâmetros (Tabela 4.6), assim como construímos gráficos desses perfis com esses mesmos parâmetros (Figura 4.7). No caso do grupo *J15* desconsideramos as galáxias dentro de 2 arcmin de raio devido ao grande percentual de galáxias cobertas por uma máscara nessa região (ver seção 2.4).

Grupo	SIS	NFW	
	σ_v (km/s)	R_{200} (Mpc)	c
<i>J10</i>	445.47(72.61)	1.12(0.38)	5.87(3.20)
<i>J12</i>	575.45(55.83)	1.22(0.17)	10.91(4.06)
<i>J13</i>	259.72(84.79)	0.58(0.26)	12.00(3.01)
<i>J14</i>	393.85(57.10)	0.91(0.21)	8.06(3.53)
<i>J15</i>	423.49(80.54)	1.28(0.32)	4.74(4.61)

Tabela 4.6 - Valores de σ_v , R_{200} e c obtidos através dos ajustes SIS e NFW, utilizando-se as equações 1.36 e 1.38.

Os erros dos parâmetros apresentados na Tabela 4.6 foram calculados de diferentes maneiras. No caso de σ_v o ajuste SIS foi realizado utilizando-se a rotina *leastsq* do programa python, que verifica o menor χ^2 e fornece a matriz de covariância de onde pudemos calcular os erros (ver equação 3.10). Para o ajuste NFW, que possui equações mais complexas do que o ajuste SIS, variamos os parâmetros R_{200} e c dentro dos intervalos de 0 a $3Mpc$ e 0 a 20 respectivamente, dividindo cada intervalo em 500 subdivisões e calculando o valor de χ^2 para cada par de parâmetros, de onde pudemos construir um diagrama contendo as curvas de 68%(1σ) e 95%(2σ) de confiança (Figura 4.8). As regiões de confiança foram definidas conforme equação 4.11, utilizando-se os valores de Δ_{χ^2} existentes na Tabela 4.7:

$$\Delta_{\chi^2} = \|\chi_{melhor}^2 - \chi^2\| \quad (4.11)$$

Confiança	Número de parâmetros	
	1	2
68.3%	1.00	2.30
95.4%	4.00	6.17

Tabela 4.7 - Valores de Δ_{χ^2} correspondentes a 68.3% e 95.4% de confiança para ajustes com diferentes números de parâmetros (Press et al., 2007).

O processo de cálculo dos erros em cada um desses parâmetros foi realizado conforme

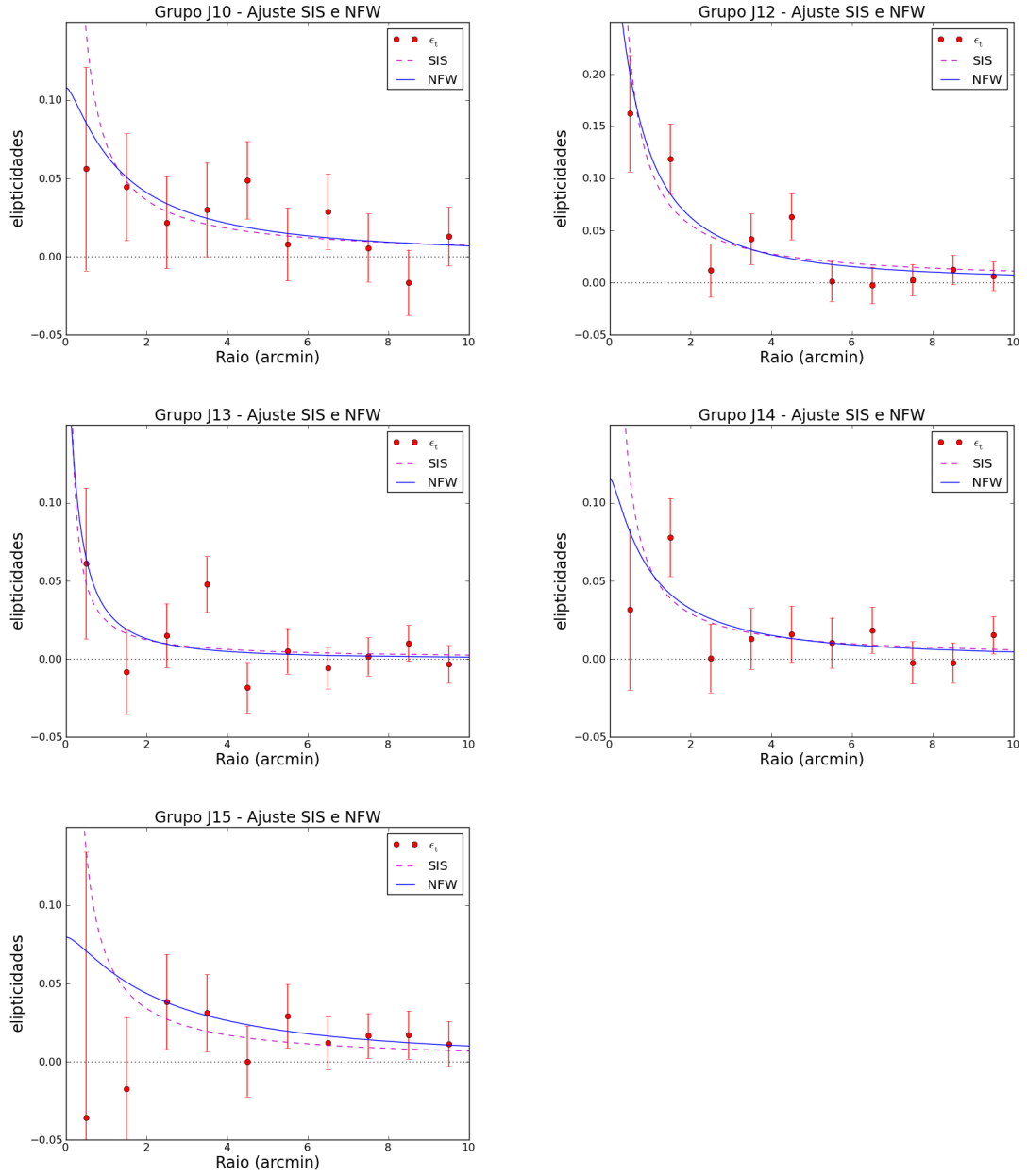


Figura 4.7: Perfil radial de elipticidade tangencial (pontos vermelhos), ajustado pelos perfis SIS (linha tracejada roxa) e NFW (linha contínua azul). No ajuste dos perfis SIS e NFW para o grupo *J15* desconsideramos as galáxias dentro de 2 arcmin de raio devido ao grande percentual de galáxias cobertas por uma máscara nessa região (ver seção 2.4).

descrito em Press et al. (2007), onde devemos selecionar todos os valores de R_{200} e c , cujos Δ_{X^2} sejam menores que o valor correspondente à 68.3% de confiança utilizando-se dessa vez os valores para ajustes com apenas 1 parâmetro, ou seja, que possuam valores de $\Delta_{X^2} \leq 1.0$ no caso de 68.3% e $\Delta_{X^2} \leq 4.0$ no caso de 95.4% (ver Tabela 4.7). Realizada essa separação consideramos como sendo o erro a maior diferença existente entre um valor de

R_{200} dentro do intervalo de 68.3% e o valor de R_{200} correspondente ao melhor χ^2 . O mesmo procedimento foi realizado para o parâmetro c .

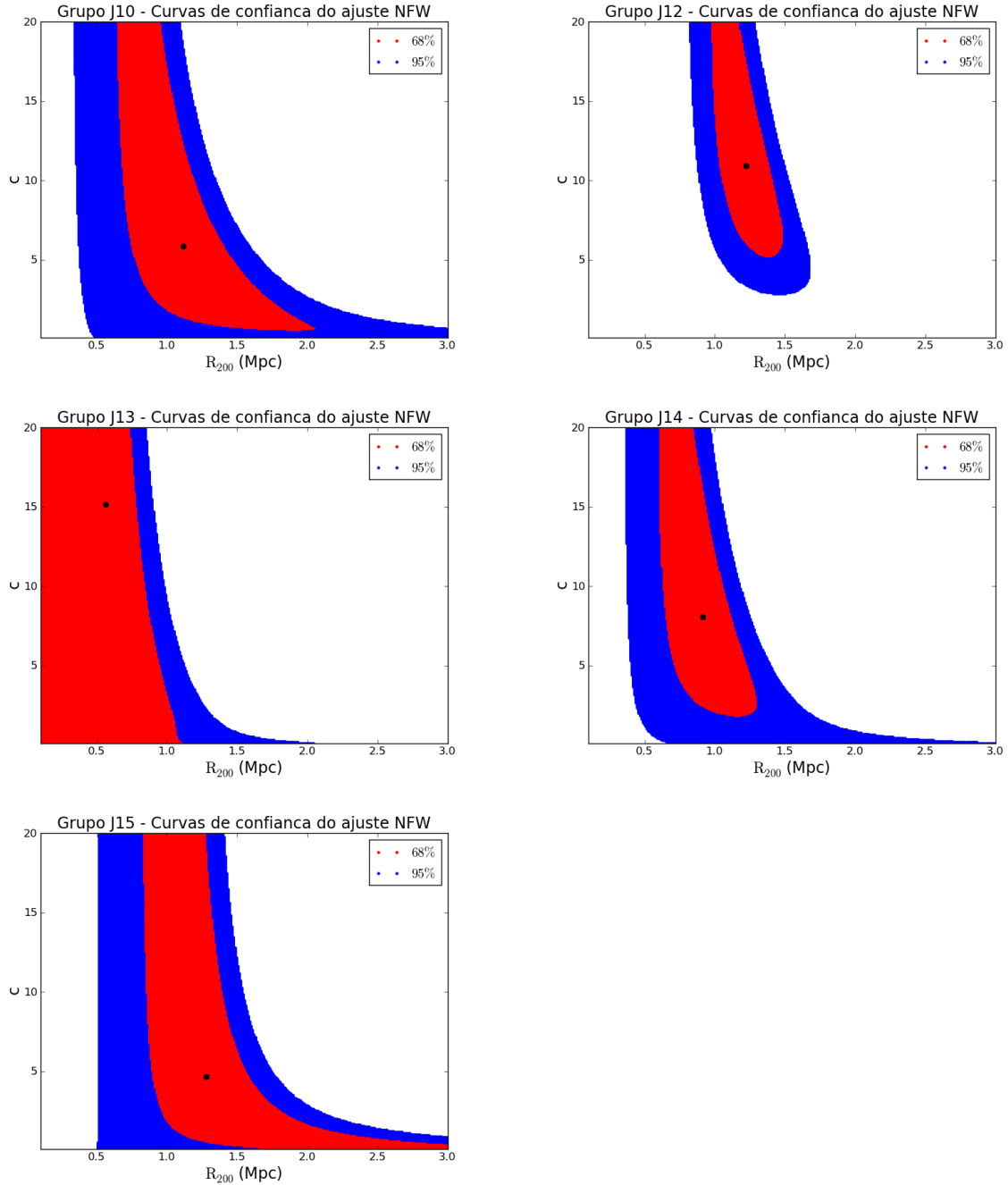


Figura 4.8: Curvas com 68%(vermelho) e 95%(azul) de confiança para os parâmetros R_{200} e c obtidos através do ajuste de um perfil NFW.

Conhecendo-se os valores da Tabela 4.6, calculamos o valor das massas (M_{SIS} e M_{NFW}) de cada um dos grupos fósseis respectivamente através da equação 1.42 com σ_v e R_{200} e pela equação 1.46 com R_{200} (Tabela 4.8). Nesta tabela observamos que os valores de massa

calculados com esses dois perfis são compatíveis entre si. O perfil de densidade NFW é conhecido na literatura como um perfil de densidade que se ajusta melhor ao perfil de elipticidade (Okabe et al., 2011) do que o perfil SIS, sendo mais comportado na região central do grupo e decrescendo mais vagorosamente a medida que o raio vai aumentando. Embora essa diferença não seja evidente na Figura 4.7 vamos considerar a massa fornecida por NFW (M_{NFW}) como sendo nosso resultado final.

Grupo	$M_{SIS}(10^{14}M_{\odot})$	$M_{NFW}(10^{14}M_{\odot})$
<i>J10</i>	1.61(0.76)	2.00(2.01)
<i>J12</i>	2.93(0.70)	2.78(1.14)
<i>J13</i>	0.28(0.23)	0.29(0.39)
<i>J14</i>	1.03(0.38)	1.06(0.72)
<i>J15</i>	1.67(0.76)	2.92(2.20)

Tabela 4.8 - Valores calculados de M_{SIS} e M_{NFW} com os parâmetros da Tabela 4.6.

4.3.3 Mapas de distribuição de massa

Utilizando-se os valores de elipticidade medidos anteriormente construímos os mapas de distribuição de massa utilizando-se o programa *LensEnt2* (Marshall et al., 2002). Os contornos de densidade de massa são sobrepostos às imagens dos grupos nas Figuras 4.9 à 4.13. A área apresentada para cada grupo são quadrados centrados na BCG, cujos lados variam de grupo para grupo de 20 arcmin a 25 arcmin.

Os mapas de massa (Figura 4.9 à 4.13) indicam, em todos os casos, a maior presença de massa na região central da imagem, onde se localizam os grupos. Os grupos *J10* e *J12* não apresentam vestígios de sub-estruturas, indicando que esses grupos provavelmente se encontram relaxados.

O grupo *J13* apresenta uma diferença entre o pico do mapa de massa e o centro do grupo (indicado pela BCG) de pelo menos 1 arcmin. Uma discussão sobre essa diferença entre os centros do grupo e do mapa de massa foi realizada por Dietrich et al. (2012), na qual utilizam simulações e descartam que essa diferença seja devida à projeção de estruturas de larga escala e atribuem esse efeito à combinação entre o ruído e um efeito de suavização.

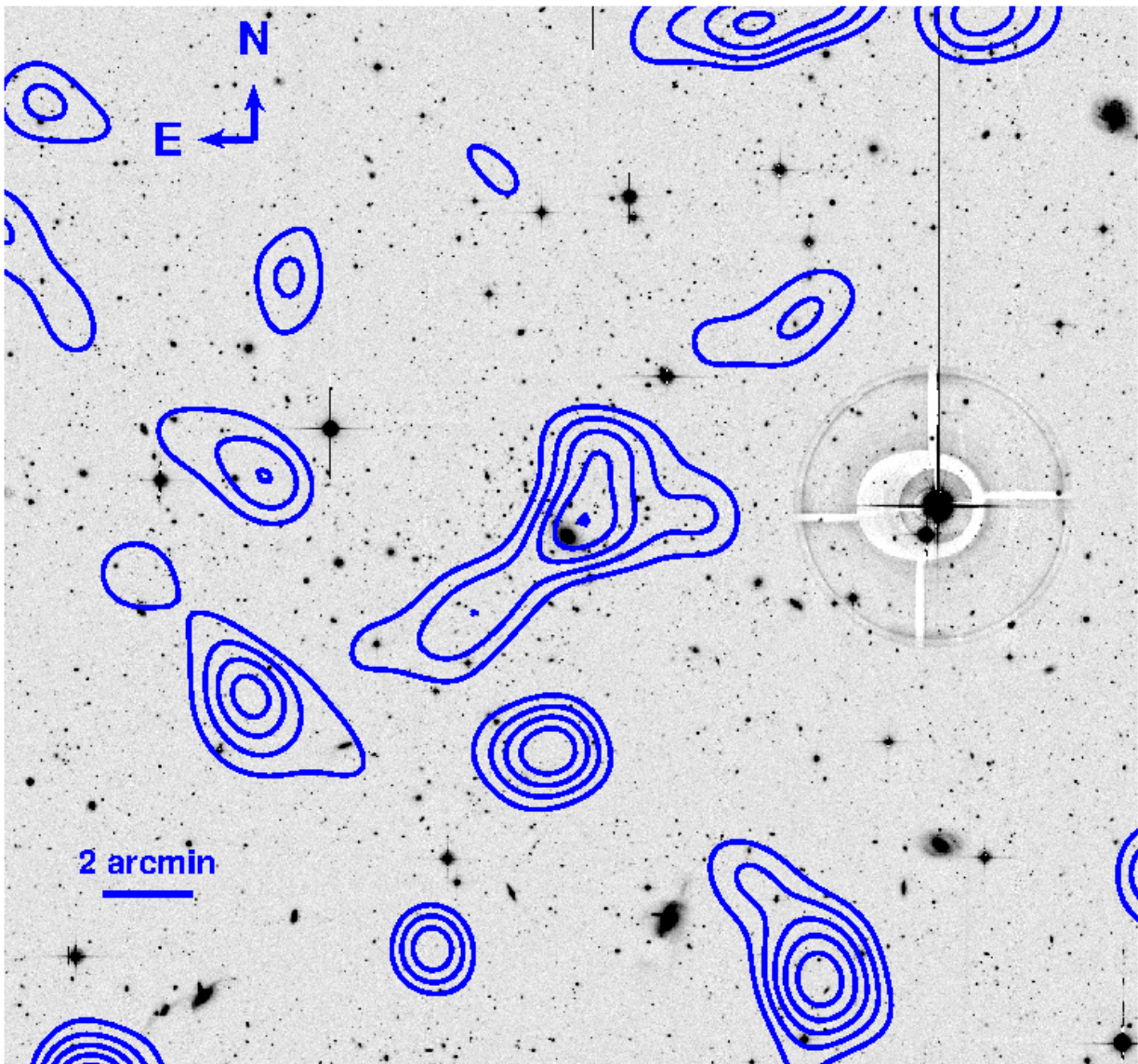


Figura 4.9: Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa *LensEnt2* para o grupo *J10*.

O mapa de massa do grupo *J14*, diferentemente dos demais, apresenta 2 regiões com excesso de massa na região central, fato esse que indica uma possível fusão sofrida recentemente, o que demonstraria que esse grupo não se encontra dinamicamente relaxado. As análises de Khosroshahi et al. (2006), Cypriano et al. (2006) e Proctor et al. (2011) sobre esse grupo já indicavam evidências de possível não relaxamento desse grupo. Em particular em Cypriano et al. (2006) o cálculo da massa foi realizado incluindo somente a região central, sem a presença de subestruturas ($M = 1.9 \times 10^{14} M_{\odot}$) e incluindo também a subestrutura externa ($M = 4.9 \times 10^{14} M_{\odot}$), de onde percebe-se que nosso valor de massa ($M = 1.06 \times 10^{14} M_{\odot}$) favorece o resultado calculado com o cenário no qual a subestrutura

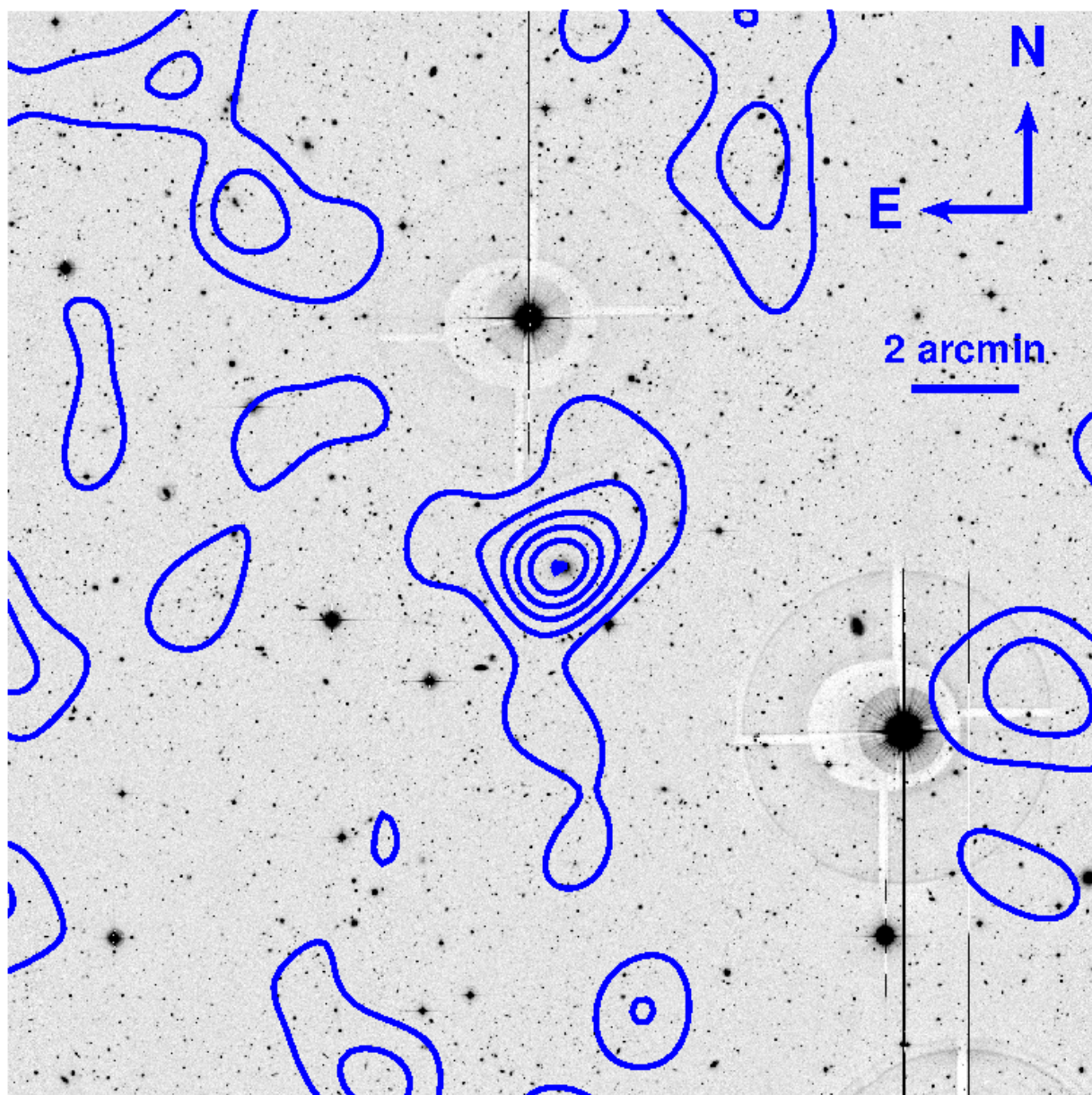


Figura 4.10: Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa *LensEnt2* para o grupo *J12*.

externa não faz parte do grupo.

No mapa de massa referente ao grupo *J15* não é possível identificar apenas uma concentração de massa, mas sim três e mesmo assim nenhuma delas coincide com o centro do grupo. Acreditamos que a precisão na construção do mapa de distribuição de massa desse grupo tenha sido prejudicada pela perda de informação de grande parte da região central da imagem devido à presença de uma estrela muito brilhante (ver seção 2.2). Sobre esse fato realizamos uma discussão na seção 4.4.1.

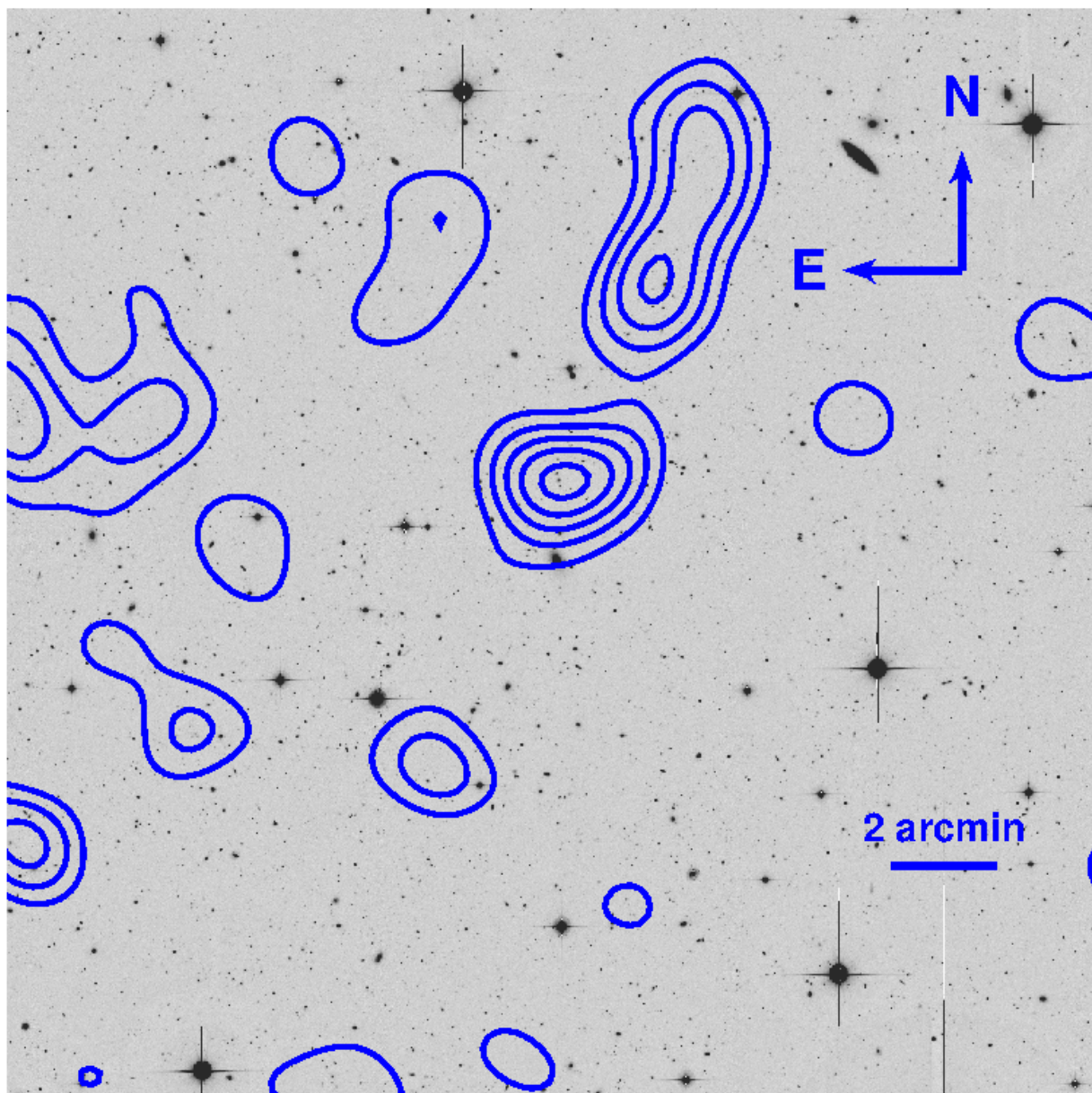


Figura 4.11: Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa *LensEnt2* para o grupo *J13*.

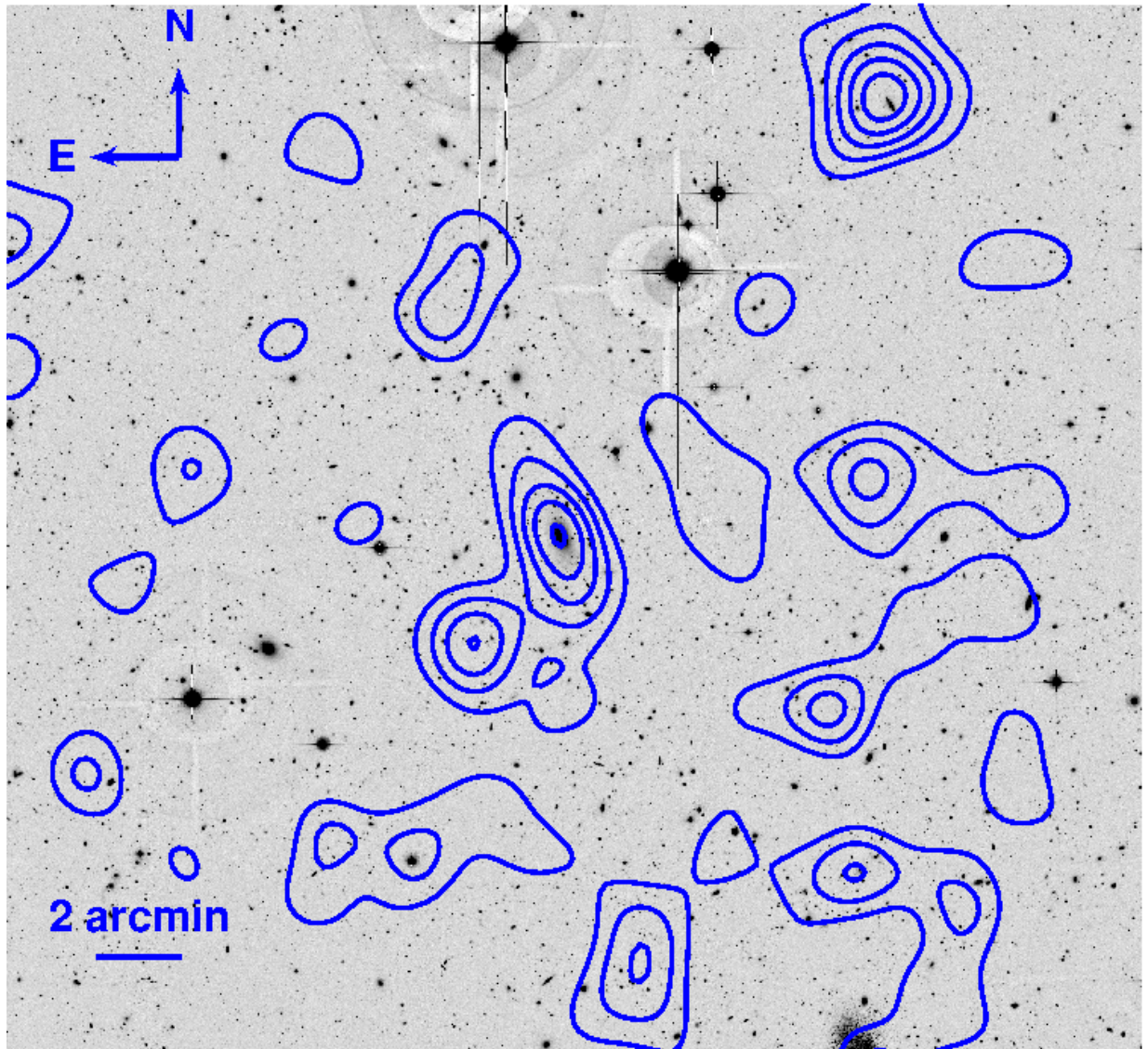


Figura 4.12: Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa *LensEnt2* para o grupo *J14*.

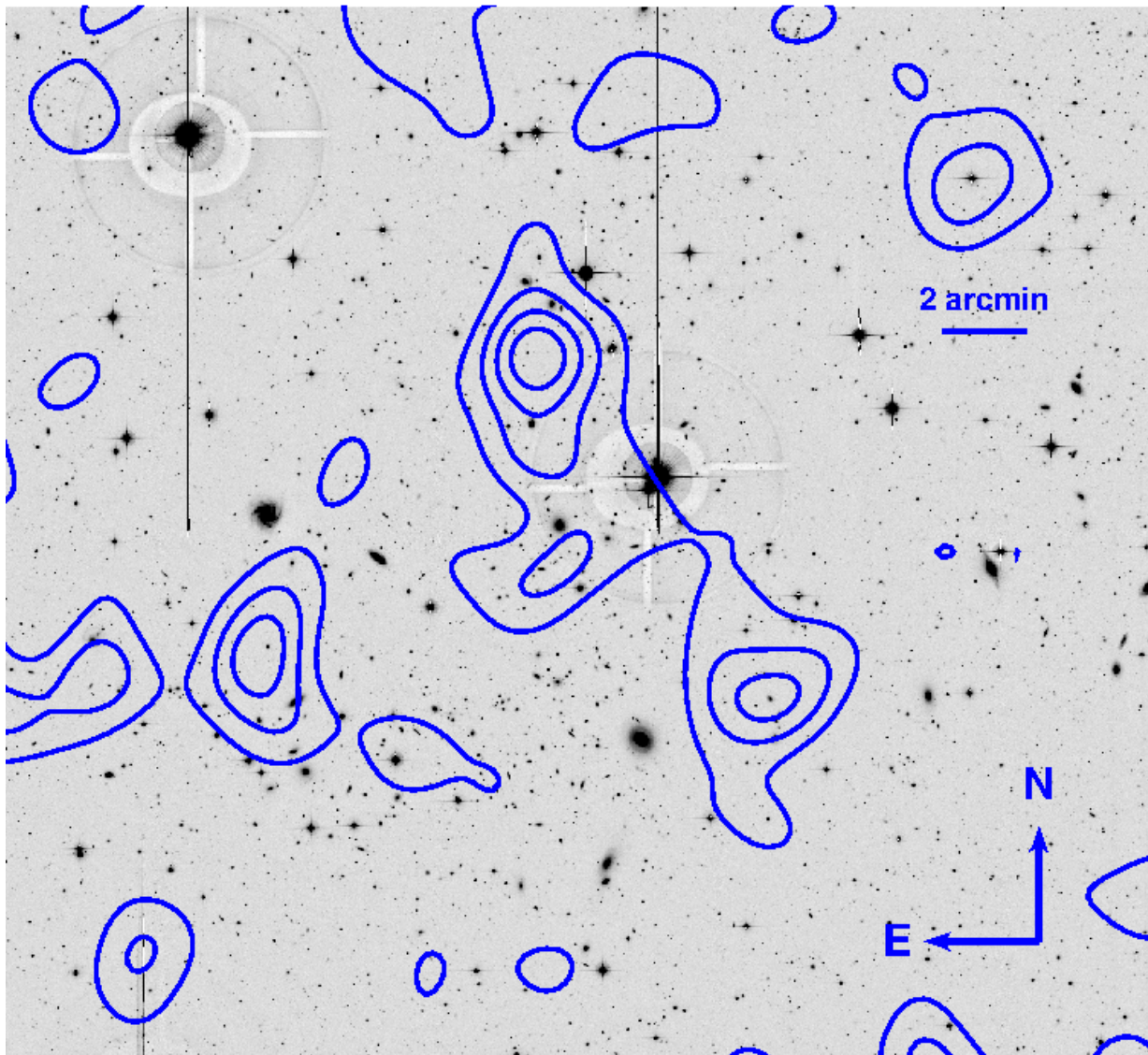


Figura 4.13: Mapa de massa reconstruído com base nos valores do cisalhamento e utilizando-se o programa *LensEnt2* para o grupo *J15*.

4.4 Discussão

Apresentados os resultados da análise por lentes gravitacionais, discutimos nesta seção, além dos próprios resultados, o efeito de problemas observacionais que podem prejudicar e até invalidar alguns resultados.

4.4.1 Problemas Observacionais

Destacamos aqui alguns problemas observacionais relevantes que devem ser considerados quando realizamos análises por lentes gravitacionais. Alguns desses problemas podem ser tratados e já foram discutidos, como é o caso da correção da PSF e da contaminação por galáxias de frente e do aglomerado na seleção das galáxias de fundo, enquanto outros são intrínsecos da amostra: *estrelas brilhantes na região da amostra* e a *razão Sinal-ruído esperado*. Nesta seção vamos detalhar e discutir sobre esses problemas intrínsecos da amostra:

4.4.1.1 Estrelas brilhantes na região da amostra

No capítulo 2, na seção 2.2 discutimos sobre a sensibilidade da MegaCam do CFHT em campos com estrelas muito brilhantes, causando um grande efeito de reflexão em distâncias de até 7 minutos de arco da estrela. Esse excesso de brilho foi contornado excluindo-se essas regiões da análise, criando-se uma falta de informação nessas regiões. Na análise fotométrica essas lacunas não são um grande problema porque a área excluída é levada em consideração na estimativa das áreas (equação 3.6), mas para lentes gravitacionais fracas simplesmente temos um grande prejuízo de informação.

Especificamente gostaríamos de destacar o caso do grupo *J15*, que contém uma grande região central mascarada, que inclui a galáxia central, impossibilitando a obtenção de conclusões mais significativas sobre esse grupo por meio de lentes gravitacionais fracas. Ao excluirmos a região com efeitos de reflexão não sabemos se o prejuízo se deve unicamente à perda do sinal em uma grande região da imagem ou se o sinal nas regiões remanescentes também é afetado. Para verificar essa questão simulamos valores de elipticidade para o grupo *J15* a partir da equação 1.36, supondo um perfil SIS, com o valor de σ_v obtido por Proctor et al. (2011) e a mesma densidade de galáxias de nossa análise com uma área de 20 arcmin. Efetuamos a análise com o *LensEnt2* com esses dados simulados sem utilizar

máscara e utilizando-se máscaras, gerando os mapas da Figura 4.14, onde os contornos foram definidos utilizando-se os mesmos limites nos dois casos. Percebe-se uma grande perda de sinal e alteração dos contornos de densidade de massa devido à exclusão das regiões com excesso de luminosidade.

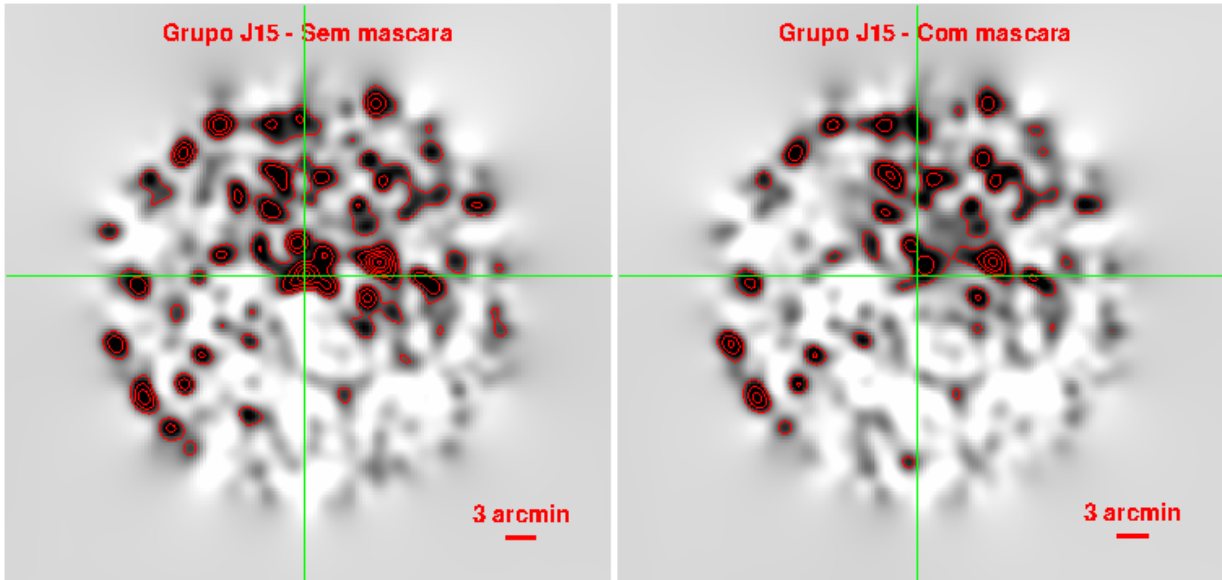


Figura 4.14: Simulação de mapas de massa utilizando-se os parâmetros do grupo *J15* sem a utilização de máscaras (a esquerda) e com a presença de máscaras (a direita).

4.4.1.2 Razão Sinal-ruído (S/R) esperado

A razão sinal-ruído (S/R) esperada é um fator importante a ser considerado, pois se tivermos um valor baixo para essa razão a análise por lentes gravitacionais não será possível. Hamana et al. (2004) através de simulações apresentam a Figura 4.15 que relaciona a massa e o redshift do grupo com o S/R esperado. Nessas simulações o autor utiliza a densidade de galáxias de fundo como sendo de 30 galáxias/ $arcmin^2$, valor superior ao utilizado em nossa análise, logo devemos corrigir o valor extraído da Figura 4.15 e para isso utilizou-se a equação apresentada em Spinelli et al. (2011):

$$S/R_{teorico} = S/R_{H04} \left(\frac{0.4}{\sigma_e} \right) \sqrt{\frac{n_g}{30}} \quad (4.12)$$

onde σ_e é a dispersão da elipticidade das galáxias, n_g a densidade de galáxias de fundo e S/R_{H04} o valor obtido pela Figura 4.15. Utilizamos $\sigma_e = 0.3$ (ver Tabela 4.5), enquanto

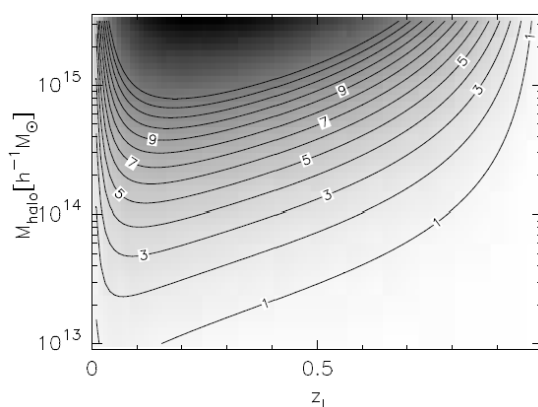


Figura 4.15: Diagrama produzido por Hamana et al. (2004), onde pode-se relacionar a massa e o redshift do grupo com o S/R esperado.

n_g foi substituído pelos valores da Tabela 4.3.

A princípio não podemos estimar o valor de S/R_{H04} pois não conhecemos a massa de cada grupo e os valores da literatura são muito diferentes entre si. Destacamos na Tabela 4.3 a baixa densidade de galáxias de fundo para o grupo *J10* ($\sim 6 \text{ gal/arcmin}^2$), onde considerando que S/R deve ser no mínimo 4, esse grupo precisaria ter uma massa maior que $5 \times 10^{14} M_\odot$. O baixo valor de n_g desse grupo pode ser atribuído ao fato de ele possuir um menor tempo de observação e pior *seeing* (ver Tabela 2.6). Apesar de todas essas evidências de condições ruins para análise do grupo *J10* o mapa de massa e o perfil radial de elipticidade (Figuras 4.9 e 4.7) apresentam resultados compatíveis com a existência de um grupo.

Por fim, com base nessas análises decidimos por manter todos os grupos em nossa análise, apesar dos grupos *J10* e *J15* apresentarem condições mais difíceis para análise, por acreditarmos que essas piores condições são refletidas nos erros apresentados pelas grandezas desses grupos. Os demais grupos satisfazem todas as condições descritas acima.

4.4.2 Parâmetros dos modelos

Em nossa análise da elipticidade por lentes gravitacionais apresentamos as curvas de confiança (Figura 4.8) dos parâmetros R_{200} e c do ajuste NFW. Com relação ao parâmetro de concentração de massa (c) percebe-se um grande espalhamento para todos os grupos, mesmo se considerarmos apenas o grupo *J12* no qual o ajuste se apresenta mais compor-

tado. Comparando-se os parâmetros R_{200} e c nas curvas de confiança do grupo $J12$ nota-se claramente que o parâmetro c apresenta grande incerteza e que quase todos os valores de c entre 5 e 20 estão dentro da região de $68\%(1\sigma)$, enquanto o parâmetro R_{200} apresenta menor dispersão dos valores bem ajustados pelo perfil NFW ao perfil de elipticidade.

Alguns trabalhos (por exemplo Khosroshahi et al. (2007)) afirmam que grupos fósseis devem possuir valores de c maiores do que grupos não fósseis, pois teriam sido formados em uma época inicial e teriam um perfil mais concentrado de massa. Porém as grandes incertezas em c inviabilizam qualquer argumento ou conclusão neste trabalho sobre este parâmetro. Ressaltamos, entretanto que M_{NFW} , conforme descrito pela equação 1.46, não depende de c .

4.4.3 Massa

De posse dos valores de massa estimados através do ajuste de NFW (Tabela 4.8) podemos comparar nosso método e valores de R_{200} e M_{NFW} com os valores estimados por Proctor et al. (2011)(ver seção 2.1) em sua recente análise para os grupos $J12$, $J13$, $J14$, $J15$ (Tabela 4.9). Os valores R_{200X} foram calculados pelo autor com base em dados de raio-X extraídos de Khosroshahi et al. (2007) e os valores de R_{200dyn} foram obtidos através de análise de dispersão de velocidades feita pelos próprios autores. Os valores de R_{200} correspondem aos nossos valores, as massas M_{200X} , M_{200dyn} e M_{NFW} foram calculadas respectivamente com R_{200X} , R_{200dyn} e R_{200} , onde sabemos que os valores de M_{200X} , assim como nossos valores de massa, foram calculados utilizando-se a equação 1.46.

Grupo	R_{200X}	R_{200dyn}	R_{200}	M_{200X}	M_{200dyn}	M_{NFW}
$J12$	1.18	1.37(0.19)	1.22(0.17)	2.40(1.10)	3.16(2.91)	2.78(1.14)
$J13$	0.81	1.22(0.19)	0.58(0.26)	0.72(0.38)	1.62(0.37)	0.29(0.39)
$J14$	1.52	1.89(0.20)	0.91(0.21)	4.57(1.05)	7.08(2.45)	1.06(0.72)
$J15$	1.29	1.86(0.23)	1.28(0.21)	2.82(0.91)	5.75(3.71)	2.92(2.20)

Tabela 4.9 - Comparação dos valores calculados por Proctor et al. (2011) (R_{200X} , R_{200dyn} , M_{200X} e M_{200dyn}) e os valores calculados em nosso trabalho (R_{200} e M_{NFW}). Todos os valores de R são dados em Mpc e os valores de massa em $10^{14}M_{\odot}$

Na tabela 4.9 percebe-se que quase todos os valores de R_{200} e M_{NFW} são mais com-

patíveis com os valores de Proctor et al. (2011) calculados com base em dados de raios-X, com exceção do grupo *J12* que apresenta boa compatibilidade com os resultados de ambas as análises e do grupo *J14* que apresenta incompatibilidade com os 2 métodos. No caso do grupo *J14* uma possível explicação para a grande divergência dos valores é a presença de uma possível subestrutura (ver Figura 4.12), indicando não relaxamento, o que induziria erros nos cálculos por raios-X e dispersão de velocidades, pois esses métodos assumem equilíbrio dinâmico e a geometria do grupo como sendo esférica (ver seção 1.2).

Não há na literatura trabalho que tenha calculado a massa do grupo *J10*, porém podemos comparar o valor de dispersão de velocidade determinado por SIS $\sigma_v = 445.47(72.61)\text{km/s}$ com o valor derivado a partir de Koester et al. (2007) $\sigma_v = 792.03(56.76)\text{km/s}$, onde percebe-se que o valor de σ_v obtido em nosso trabalho é bem menor em comparação ao valor desse trabalho.

Conclusões e Perspectivas

Neste capítulo analisamos todos os resultados obtidos em nossa análise e apresentamos nossas conclusões sobre os cinco grupos fósseis estudados.

5.1 *Luminosidade*

Na análise realizada no capítulo 3 observa-se que as luminosidades calculadas por nosso método são em quase todos os casos significativamente menores do que os valores calculados por Proctor et al. (2011) (ver Tabela 5.2), sendo as luminosidades 70.74%, 45.13% e 30.95% menores respectivamente nos casos dos grupos $J13$, $J14$ e $J15$. A exceção fica por conta do grupo $J12$ que possui uma luminosidade 50.89% maior. Pode-se atribuir essa divergência aos diferentes métodos utilizados: espectroscopia em Proctor et al. (2011) (ver seção 2.1) e fotometria em nosso trabalho. No nosso método não podemos definir com precisão quem são as galáxias pertencentes ao grupo pois utilizamos o método da subtração estatística. O método utilizado por Proctor et al. (2011) possui a desvantagem de não possuir dados de toda região do grupo, mas apenas de cerca de 70% de R_{200} , o que foi compensado estimando a luminosidade no restante do grupo utilizando-se os resultados de outros grupos. Na Tabela 3.8 apresentamos também a porcentagem de luminosidade desprezada ao levarmos em conta apenas galáxias com magnitude menor do que -18.0 , o que faz com que nossas luminosidades sejam ainda mais diferentes das luminosidades de Proctor et al. (2011), não sendo portanto, esta a causa da divergência.

Quanto às funções de luminosidade (Figura 3.6) todas apresentam valores dos parâmetros da função de Schechter compatíveis com os valores conhecidos da literatura (Tabela 3.6).

O grupo *J15* não apresenta a queda em $M = -18$, existente na função de luminosidade do trabalho de Mendes de Oliveira et al. (2006) (Figura 2.2), diferença essa que pode ser explicada pelo fato de nossas imagens serem ao menos 2 magnitudes mais profundas que os dados utilizados naquele trabalho.

5.2 Massas

Nesta análise (capítulo 4), extraímos a massa utilizando-se lentes gravitacionais e apresentamos os mapas de distribuição de massa dos 5 grupos fósseis analisados. Na Tabela 4.9 percebe-se que quase todos os valores de massa encontrados são compatíveis com os resultados de espectroscopia e de raios-X de Proctor et al. (2011) dentro de 3 incertezas, porém percebe-se que os valores de nossa análise estão mais próximos dos resultados obtidos pelo autor através de raios-X (ver Figura 5.1).

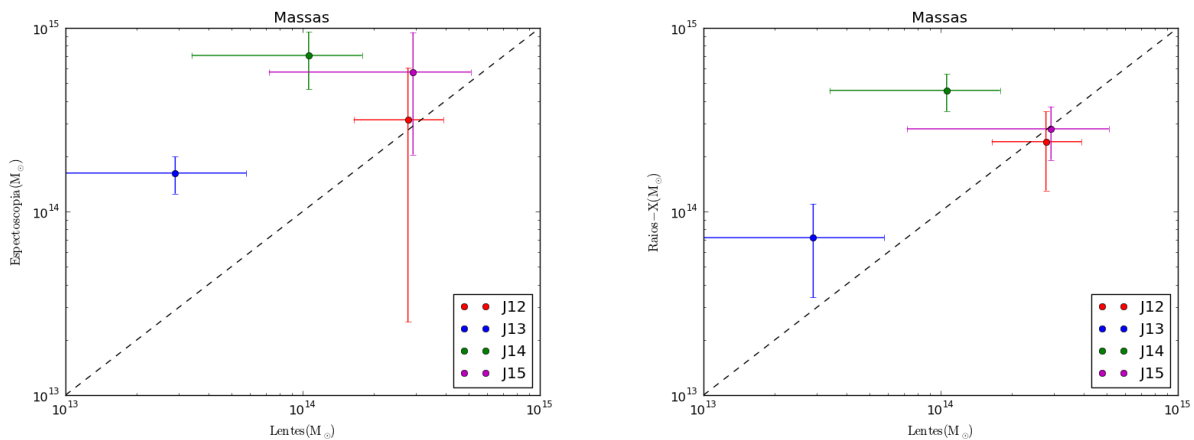


Figura 5.1: Comparação dos valores de massa obtidos por lentes gravitacionais com os valores obtidos através de espectroscopia (esquerda) e raios-X (direita) por Proctor et al. (2011).

A exceção fica por conta do grupo *J14* (ponto verde na Figura 5.1) que apresenta valores de massa bem abaixo do que os dois métodos (raio-X e espectroscopia) calculados por Proctor et al. (2011). Uma provável justificativa para esta diferença no caso desse grupo seria a existência de uma possível subestrutura, que pode ser visualizada na Figura 4.12 e seria levada em conta no cálculo de outros autores. Cypriano et al. (2006) levam em conta a possível existência dessa subestrutura no grupo *J14* e realiza o cálculo com e

sem a subestrutura. Comparando-se nossos resultados com os valores de Cypriano et al. (2006) percebe-se que nosso valor de massa para esse grupo favorece o cenário que exclui a subestrutura.

5.3 Razão Massa-luminosidade

Uma característica bem estabelecida na literatura com relação a grupos fósseis corresponde à razão Massa-Luminosidade (M/L) dessas estruturas, que segundo diversos autores (ver seção 1.3) apresentam um valor mais elevado dessa razão do que grupos não fósseis. De posse da massa (M_{NFW} na Tabela 4.8) desses grupos e da luminosidade (L_{200} na Tabela 3.8) pode-se verificar o valor obtido dessa razão pela nossa análise (Tabela 5.1).

Grupo	Razão M/L Proctor et al. (2011)	Razão M/L (M_{\odot}/L_{\odot})
<i>J10</i>	-	104.71(105.28)
<i>J12</i>	512.86	264.76(109.22)
<i>J13</i>	251.19	110.27(148.82)
<i>J14</i>	446.68	112.65(76.82)
<i>J15</i>	457.08	312.63(237.26)

Tabela 5.1 - Valores da razão massa-luminosidade obtidos por Proctor et al. (2011) (centro) e os valores calculados utilizando-se os valores de massa e luminosidade desse trabalho (direita).

Para comparar nossos valores com os valores de outros grupos e aglomerados construímos o gráfico da Figura 5.2, onde colocamos junto nossos valores de M_{NFW}/L_{200} com os valores extraídos de Girardi et al. (2002).

Pela Tabela 5.1 nota-se que nossos valores de M/L em todos os casos são menores dos que os valores obtidos por Proctor et al. (2011), porém apresentando altos valores de incerteza (no geral da ordem de 100%), que se devem principalmente aos altos valores de incerteza das massas estimadas por lentes gravitacionais. Na Figura 5.2 percebe-se que nossos valores de M/L não estão acima dos valores encontrados na literatura, não sendo valores maiores que grupos e aglomerados não fósseis. Para que possamos determinar a causa das divergências entre os valores de M/L calculados neste trabalho e os valores calculados na literatura calculamos o quão maiores ou menores são os valores de luminosidade e massa em comparação com os valores obtidos por espectroscopia por Proctor et al.

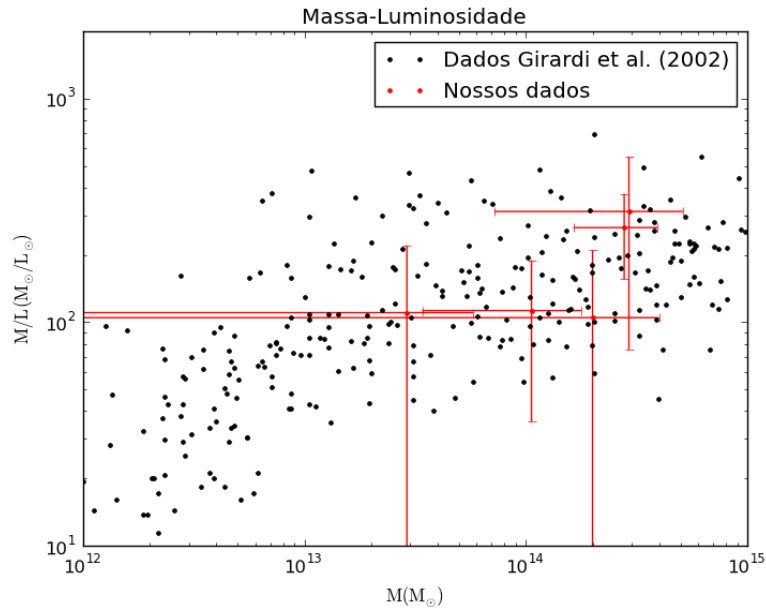


Figura 5.2: Valores de Massa-luminosidade calculado por nossa análise (pontos vermelhos). Os pontos pretos correspondem aos valores obtidos de Girardi et al. (2002).

(2011) (ver Tabela 5.2). Nota-se que nos casos dos grupos $J13$, $J14$ e $J15$ os valores de luminosidade são todos menores, porém essa diminuição na luminosidade é sobreposta por um decréscimo ainda maior nos valores de massa resultando em valores de M/L menores do que em Proctor et al. (2011). Já no caso no grupo $J12$ temos valores de massa bem parecidos e uma luminosidade 50% maior resultando também em M/L abaixo do estimado por esses autores.

Grupo	Δ_L (%)	Δ_M (%)
$J12$	+50.89	-12.03
$J13$	-70.74	-82.10
$J14$	-45.13	-85.03
$J15$	-30.95	-49.22

Tabela 5.2 - Diferença entre os valores de luminosidade e massa obtidos por lentes gravitacionais e espectroscopia, demonstrando o quão maiores ou menores são nossos resultados em comparação com os resultados de Proctor et al. (2011).

Observa-se que os baixos valores de M/L obtidos neste trabalho em relação a Proctor et al. (2011) se devem no geral aos valores de massas obtidos por lentes gravitacionais.

Devido ao pequeno número de grupos fósseis analisados e os erros relativamente grandes (ver Tabela 5.1) apresentados nesse trabalho se faz necessário maiores estudos para que

se defina uma opinião final sobre a razão M/L em grupos fósseis, porém os presentes resultados tendem a enfraquecer a hipótese que grupos fósseis possuem valores de M/L mais altos que grupos normais.

5.4 Perspectivas

As perspectivas deixadas por este trabalho são da continuação da investigação das características de grupos fósseis utilizando-se lentes gravitacionais fracas. Alguns fatores que podem contribuir para a obtenção de conclusões mais definitivas sobre o valor da razão M/L de grupos fósseis são a utilização de uma amostra com um número maior de grupos fósseis, imagens de maior qualidade e também a existência de um trabalho com uma amostra de comparação feita também por lentes gravitacionais fracas.

Referências Bibliográficas

Abell G. O., AJ Suppl. 3, 211

Ascaso B., Aguerri J. A. L., Varela J., Cava A., Bettoni D., Moles M., D'Onofrio M., 2011, AJ 726, 69

Bartelmann M., 1996, AA 313, 697-702

Bertin E., Arnouts S., 1996, AA 117, 393-404

Bower R. G., Lucey J. R., Ellis R. S., 1992, MNRAS, 254, 601

Bridle S. L., Kneib J.-P., Bardeau S., Gull S. F., 2002, The shapes of galaxies and their dark halos

Bullock J. S., Kolatt T. S., Sigad Y., Somerville R. S., Kravtsov A. V., Klypin A. A., Primack J. R., Dekel A., 2001, MNRAS 321, 559-575

Coupon J., Ilbert O., Kilbinger M., McCracken H. J., Mellier Y., Arnouts S., Bertin E., Hudelot P., Schultheis M., Le Fevre O., Le Brun V., Guzzo L., Bardelli S., Zucca E., Bolzonella M., Garilli B., Zamorani G., Zanichelli A., Tresse L., Aussel H., 2009, AA 500, 981-998

Cypriano E. S., Mendes de Oliveira C. L., Sodré L. Jr., 2006, AJ, 132, 514

Dahle H., 2006 AJ 653:954-962

De Lucia G., Blaizot J., 2007, MNRAS, 375, 2

Díaz-Giménez E., Muriel H., Mendes de Oliveira C., 2008, AA 490, 965-973

- Dietrich J. P., Bohnert A., Lombardi M., Hilbert S., Hartlap J., 2012, MNRAS, 419, 3547
- D'Onghia E., Sommer-Larsen J., Romeo A. D., Burkert A., Pedersen K., Portinari L., Rasmussen J., 2005, ApJ, 630, L109
- Dubinski J., 1998, AJ 502, 141
- Fabian A. C., Nulsen P. E. J., Canizares C. R., 1982, MNRAS, 201, 933
- Fort B., Mellier Y., 1994, AAR, 5, 239
- Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M., Shimasaku, K., Schneider, D. P. 1996, AJ, 111, 1748
- Gaudi B. S., 2010, arXiv:1002.0332v2
- Geyer C. J., 1992, Statistical Science Vol. 7 NÂ°4, 473-511
- Girardi M., Manzato P., Mezzetti M., Giuricin G., Limboz F., 2002, AJ 569:720-741
- Hamana T., Takada M., Yoshida N., 2004, arXiv:astro-ph/0310607v2
- Hoekstra H., 2004 MNRAS 347, 1337-1344
- Hogg D. W., 2000, astro.ph/9905116v4
- Howarth I.: Lecture Notes - Cosmology. In: Astrophysics Group at the University College London (2006). <http://zuserver2.star.ucl.ac.uk/idh/1B23/>
- Hubble E., The realm of the nebulae, 1936.
- Jenkins A., Frenk C. S., White S.D.M., 2001, MNRAS, 321, 372
- Johnston R., 2011, arXiv:1106.2039v2
- Jones L. R., Ponman T. J., Horton A., Babul A., Ebeling H. Burke D. J., 2003, MNRAS, 343, 627
- Kauffmann G., White S. D. M., Guiderdoni B., 1993, MNRAS, 264, 201
- Khosroshahi H. G., Jones L. R., Ponman T. J., 2004, MNRAS 349, 1240-1250

- Khosroshahi H. G., Maughan B. J., Ponman T. J., Jones L. R., 2006, MNRAS 369, 1211-1220
- Khosroshahi H. G., Ponman T. J., Jones L. R., 2007 arXiv:astro-ph/0702095v1
- Khosroshahi H. G., Ponman T. J., Jones L. R., 2007, MNRAS, 377, 595
- Koester B. P., McKay T. A., Annis J., Wechsler R. H., Evrard A., Bleem L., Becker M., Johnston D., 2007, AJ 660:239-255
- Komatsu E., Smith K. M., Dunkley J., Bennett C. L., Gold B., Hinshaw G., Jarosik N., Larson D., Nolte M. R., Page L., Spergel D. N., Halpern M., Hill R. S., Kogut A., Limon M., Meyer S. S., Odegard N., Tucker G. S., Weiland J. L., Wollack E., Wright E. L., 2011, AJ 192:18
- La Barbera F., Carvalho R. R., Rosa I. G., Sorrentino G., Gal R. R., Kohl-Moreira J. L., 2009, AJ 137:3942-2960
- Liddle A. R., Lyth D. H.: *Cosmological Inflation and Large-Scale Structure*. 2nd edition. Cambridge University Press, 2000. â ISBN 0521575982
- Lima Neto, G. B.: *Notas de Aula Astronomia Extragaláctica*, <http://www.astro.iag.usp.br/gastao>
- Longair, M. S.: *Galaxy Formation*, 1998
- Marshall P. J., Hobson M. P., Gull S. F., Bridle S. L., 2002 arXiv:astro-ph/0112396v2
- Massey R., NASA, ESA, <http://www.spacetelescope.org/images/heic0701b/>
- McGlynn T. A., Ostriker J. P., 1980, AJ 241, 915
- Mendes de Oliveira C. L., Cypriano E. S., Sodré L. Jr., 2006, AJ, 131, 158
- Mendes de Oliveira C. L., Carrasco E. R., 2007, arXiv:0710.3347v1
- Mendes de Oliveira C. L., Cypriano E. S., Dupke R. A., Sodré L. Jr., 2009, AJ, 138, 502
- Merritt D., 1985, AJ 289, 18

- Narayan, R., & Bartelmann, M. 1996, arXiv:astro-ph/9606001
- NASA and ESA September 13, 1990. "The Gravitational Lens G2237 + 0305". HubbleSite. Retrieved July 25, 2006.
- NASA, ESA, A. Bolton, Harvard-Smithsonian CfA
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1997, astro-ph/9611107v4.
- Okabe N., Takada M., Umetsu K., Futamase T., Smith G. P., 2011, arXiv:0903.1103v4
- O'Mill A. L., Duplancic F., Lambas D. G., Sodr e L. Jr., 2011, arXiv:1012.3752v1
- Ostriker J. P., Hausman M. A., 1977, AJ 217, L125
- Ostriker J. P., Tremaine S. D., 1975, AJ 202, L113
- Peebles P. J. E.: The Cosmological Tests. In: ArXiv Astrophysics e-prints (2001) astro-ph/0102327
- Ponman, T. J., Allan, D. J., Jones, L. R., Merrifield, M., McHardy, I. M., Lehto, H. J., Luppino, G. A. 1994, Nature, 369, 462
- Popesso P., Bohringer H., Brinkmann J., Voges W., York D. G., 2004, AA 423, 449-467
- Press W. H., Schechter P. L., 1974, AJ 187, 425
- Press W. H., 2007, Numerical Recipes: The Art of Scientific Computing
- Primack J. R.: Dark matter and structure formation. In: ArXiv Astrophysics e-prints (1997) astro-ph/9707285
- Proctor R. N., Mendes de Oliveira C., Dupke R., Lopes de Oliveira R., Cypriano E. S., Miller E. D., Rykoff E., 2011, arXiv:1108.1349
- Rood H. J., Sastry G. N., 1971, PASP 83, 31
- Rubin V. C., Ford W. Kent Jr., 1970, AJ 159, 379
- Santos W. A., Mendes de Oliveira C., Sodr e L. Jr., 2007, AJ, 134:1551-1559

-
- Sarazin C. L., 1988, X-ray emission from clusters of galaxies
- Schechter P. L., 2005, 2005IAUS..225..281S
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, AJ 500:525-553
- Schneider, P. 2005, arXiv:astro-ph/0509252v1
- Schneider P., Extragalactic Astronomy and Cosmology, 2006, ISBN-10 3-540-33174-3
- Shandarin S. F., Zeldovich Ya. B., 1989, Rev.Mod.Phys. 61, 185
- Spinelli P. F., Seitz S., Lerchster M., Brimiouille F., Finoguenov A., 2011 arXiv:1111.0989v1
- von-Benda-Beckmann A. M., D'Onghia E., Gottlober S., Hoeft M., Khalatyan A., Klypin A., Muller V., 2008, MNRAS 386 2345-2352
- Yoshioka T., Furuzawa A., Takahashi S., Tawara Y., Sato S., Yamashita K., Kumai Y., 2004, ASR 2525-2529
- Zibetti S., Pierini D., Pratt G. W., 2008 arXiv:0809.2036v2
- Zwicky F., 1937, AJ 86, 217