

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA  
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMIA

# Arcos gravitacionais em aglomerados de galáxias: detecção, caracterização e modelamento\*

Cristina Furlanetto

Tese realizada sob orientação do Professor Dr. Basílio Xavier Santiago e do Professor Dr. Martín Makler e apresentada ao Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de Doutor em Ciências.

Porto Alegre, Dezembro de 2012.

---

\*Trabalho financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq).

Para meus queridos pais,  
essenciais para eu chegar até aqui.

# Agradecimentos

O sonho de criança enfim se torna realidade. A tarefa de transformar o deslumbramento quase infantil da imensidão e complexidade do Universo em efetivas contribuições para a ciência exigiu muita dedicação e perseverança e só foi possível graças ao apoio e orientação de pessoas muito importantes.

Primeiramente, quero expressar minha enorme gratidão ao meu orientador, Prof. Basílio Santiago. Quero agradecer por aceitar o desafio de orientar uma tese de doutoramento em um tema que fugia à sua área e pela confiança depositada em mim. Também agradeço por todos os ensinamentos e conselhos, pela coerência, pela dedicação e preocupação, pela paciência e compreensão. Seu exemplo inspirador como professor, pesquisador e orientador norteará minha carreira.

Sou muito grata também ao meu co-orientador, Prof. Martín Makler, por me acompanhar desde o mestrado, pelo auxílio no meu retorno ao sul, por ter possibilitado minha entrada em vários projetos, além de todo ensinamento, paciência e compreensão que dedicou a mim.

Expresso o meu agradecimento a todos os professores e alunos do Departamento de Astronomia da UFRGS, por proporcionarem uma formação com nível de excelência, além de um ambiente de trabalho extremamente agradável. Agradeço aos demais professores do Instituto de Física da UFRGS que participaram da minha formação, em especial ao Prof. Leonardo Brunnet, por me iniciar ao mundo acadêmico-científico, e aos Profs. Ruth, Victoria e Ziebell, grandes exemplos de professores. Minha gratidão também a todas as professoras do IF-UFRGS, em particular, às Profs. Miriani, Thaisa e Marcia, pelo exemplo de mulheres na ciência.

Meu grande apreço a todos os amigos e colegas que me acompanharam nesse período do doutorado, em especial à Ana Paula, Dinalva, Eliade, Eduardo, Andressa, Elis, Rosana, Tibério, Rodrigo, Greice, Amanda, Fernanda, Leandro, Rafael, Alexandre, Kelly, Marla, José Rafael, Samuel, Chiara, Natália e muitos outros que não citei, mas que foram igualmente importantes. Ao pessoal da sala M205, agradeço pelo ambiente extremamente agradável e divertido. Um agradecimento especial à minha querida amiga Flavia, pelas conversas, conselhos e por estar presente em momentos importantes da minha vida acadêmica e pessoal.

Quero agradecer aos amigos e colegas do CBPF, Gabriel, Clécio, Pedro, Carlos, Maria, Habib e Mariana, e a todo o grupo de Lenteamento Gravitacional Forte do Dark Energy Survey, por possibilitarem que este trabalho fosse realizado em um ambiente extremamente colaborativo e agradável. Também sou grata à equipe do LIneA, em especial a Nicolaci, Maia e Angelo, pelo suporte e por proporcionarem a infraestrutura necessária para a participação

em grandes levantamentos astronômicos. Não posso deixar de mencionar minha estima por todos os colaboradores dos projetos DES, CS82 e SOGRAS, em especial, ao Prof. Eduardo Cypriano e a Anupreeta More.

Agradeço ao governo federal pela oportunidade de ter uma formação de qualidade e gratuita na UFRGS, além de possibilitar a participação brasileira em grandes projetos científicos, através de suas agências de fomento. Em particular, agradeço ao CNPq pelo financiamento do meu trabalho.

Finalmente, mas não menos importante, quero expressar minha imensa gratidão à minha família, cujo apoio incondicional foi fundamental para eu concluir esta etapa. É impossível descrever em palavras a importância que meus pais, Francisco e Clarice, têm na minha vida e o quanto contribuíram para eu chegar até aqui. Só posso agradecer os valores transmitidos e dizer que o vosso exemplo é uma grande fonte de motivação para mim. Também agradeço ao meu querido irmão Tiago, pelo apoio e compreensão. Ao Raphael, sou imensamente grata pelo amor, carinho, apoio, compreensão e paciência. O meu agradecimento também à toda família Furlanetto, Lazzari, Hirschfeld e Boscaini-David, pelo carinho e apoio.

# Resumo

Lentes gravitacionais são uma ferramenta importante para uma variedade de aplicações astrofísicas e cosmológicas. Em particular, arcos gravitacionais produzidos por aglomerados de galáxias podem ser utilizados para investigar a distribuição central de massa destes. Desta forma, eles podem fornecer informações indiretas sobre a cosmologia e a formação de estruturas.

Sondagens futuras de grande campo com excelente qualidade de imagem, como o Dark Energy Survey, fornecerão grandes amostras de sistemas de arcos gravitacionais, permitindo a realização de vários estudos estatísticos. Devido às grandes áreas, algoritmos de detecção e caracterização de arcos são absolutamente necessários. Além disso, é extremamente importante desenvolver métodos de pré-processamento de imagens que evidenciem estes objetos de interesse em meio a outros objetos e à luz difusa das galáxias que estão à sua volta.

Neste trabalho apresentamos ferramentas relacionadas ao pré-processamento, simulação e caracterização de arcos gravitacionais em imagens de aglomerados de galáxias. A primeira dessas ferramentas, chamada PAINTARCS, realiza simulações de objetos com morfologia de arcos, utilizando uma prescrição simples para a forma do arco, no qual esta é dada pela deformação de uma elipse sobre um segmento de arco de círculo, e os adiciona a imagens de aglomerados de galáxias. A segunda ferramenta, denominada ARCFITTING, utiliza a mesma expressão analítica que descreve os arcos no PAINTARCS para ajustar os parâmetros do arco a partir de uma imagem. Este método leva em conta a distribuição de brilho dos arcos e foi desenvolvido para fornecer medidas mais robustas. Resultados do ARCFITTING mostram que os arcos gerados pelo PAINTARCS são minimamente realistas para serem usados em simulações. Assim, uma importante aplicação dessas duas ferramentas é a simulação de arcos para os Data Challenges do Dark Energy Survey. A terceira ferramenta, chamada GALCLEAN, consiste em um método de pré-processamento de imagens de aglomerados de galáxias que subtrai de maneira automatizada a distribuição de brilho superficial das galáxias utilizando perfis de Sérsic. Esta ferramenta tem por objetivo evidenciar a eventual presença de arcos gravitacionais em meio a outros objetos da imagem. Para determinar a eficiência e o impacto do GALCLEAN realizamos um estudo sistemático da detectabilidade dos arcos em imagens simuladas de aglomerados de galáxias onde arcos com parâmetros conhecidos diferentes foram adicionados com o algoritmo PAINTARCS. Os resultados deste estudo indicam que o GALCLEAN apresenta um impacto maior na detectabilidade dos arcos para os casos de arcos de magnitudes mais tênues e aglomerados de alto desvio para o vermelho, embora introduza um grande número de detecções espúrias. O GALCLEAN também gera um catálogo com os parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias subtraídas, que tem aplicações no estudo da estrutura e evolução das galáxias.

Também apresentamos neste trabalho a sondagem de arcos gravitacionais SOAR Gravitational Arc Survey, um levantamento de 47 aglomerados de galáxias que tem como objetivo de buscar novos sistemas de lentes gravitacionais e estudar a variação da eficiência do lenteamento forte em função do desvio para o vermelho do aglomerado, de forma a comparar os resultados com as expectativas teóricas. Os dados desta sondagem foram reduzidos e analisados. Identificamos nas imagens de 8 aglomerados, 16 candidatos a arco gravitacional. Estes resultados preliminares sugerem que 10% de aglomerados tem arcos, consistente com estudos anteriores da literatura.

# Abstract

Gravitational lensing is an important tool for a variety of astrophysical and cosmological applications. In particular, gravitational arcs produced by galaxy clusters can be used to investigate their central mass distribution. Therefore, they can provide indirect information about cosmology and structure formation.

Wide field surveys with excellent image quality, such as the Dark Energy Survey, will provide large samples of gravitational arc systems, allowing statistical studies. Due to the large areas, automated algorithms for arc detection and characterization are absolutely necessary. Moreover, it is extremely important to develop methods for pre-processing images in order to enhance these objects of interest among other objects and the diffuse light of the galaxies that surround them.

In this work we present tools related to pre-processing, simulation and characterization of gravitational arcs in galaxy cluster images. The first tool, named PAINTARCS, simulates objects with arc morphology, using a simple prescription for the arc shape, which is given by the deformation of an ellipse into an arc circle segment, and adds them to galaxy cluster images. The second tool, called ARCFITTING, uses the same analytical expression for arc shape as PAINTARCS to fit the arc parameters from an image. This method takes into account the surface brightness distribution of arcs and it was developed to provide more robust measurements. Results from ARCFITTING show that the arcs created by PAINTARCS are minimally realistic to be used in simulations. Therefore, an important application of these tools is the simulation of arcs for the Dark Energy Survey Data Challenges. The third tool, named GALCLEAN, consists in a method for pre-processing galaxy cluster images by subtracting the surface brightness distribution of galaxies in an automated way using Sérsic profiles. This tool is aimed to enhance the possible presence of gravitational arcs among other objects in the image. In order to determine the efficiency and impact of GALCLEAN we performed a systematic study of the arc detectability in simulated images of galaxy clusters where arcs with different parameters were added with PAINTARCS. The results of this study indicate that GALCLEAN has a larger impact in the arc detectability for fainter arcs and clusters at high redshift, although it introduces a large number of spurious detections. GALCLEAN also generates a catalog with morphological and structural parameters of subtracted galaxies, which can be used in studies of galaxy structure and evolution.

We also present in this work the SOAR Gravitational Arc Survey, a survey of 47 galaxy clusters aimed to search for new gravitational lens systems and to study the variation of the strong lensing efficiency as a function of the cluster redshift in order to compare the results with theoretical predictions. The data of this survey were reduced and analysed. We identified in the images of 8 galaxy clusters, 16 arc candidates. These preliminary results suggest that 10% of clusters have arcs, which is consistent with previous studies found in the literature.

# Sumário

<b>Agradecimentos</b> . . . . .	<b>ii</b>
<b>Sumário</b> . . . . .	<b>vi</b>
<b>Lista de Tabelas</b> . . . . .	<b>ix</b>
<b>Lista de Figuras</b> . . . . .	<b>x</b>
<b>Lista de Abreviaturas</b> . . . . .	<b>xvi</b>
<b>1 Introdução</b> . . . . .	<b>1</b>
1.1 Desenvolvimento histórico do lenteamento gravitacional . . . . .	4
1.2 Regimes de lentes gravitacionais e suas aplicações . . . . .	6
1.3 Introdução à Teoria de Lentes Gravitacionais . . . . .	8
1.3.1 A equação da lente . . . . .	9
1.3.2 Potencial da lente . . . . .	11
1.3.3 Distorção e magnificação das imagens . . . . .	12
1.3.4 Modelos de lentes simples . . . . .	14
1.4 Arcos gravitacionais em aglomerados de galáxias . . . . .	18
1.4.1 Identificação de arcos e buscas sistemáticas . . . . .	19
1.4.2 Modelamento das lentes . . . . .	21
1.4.3 Estatística de arcos . . . . .	22
1.5 Lenteamento gravitacional forte no Dark Energy Survey . . . . .	23
1.6 Estrutura da Tese . . . . .	25
<b>2 Simulação e modelamento de arcos gravitacionais</b> . . . . .	<b>27</b>
2.1 Introdução . . . . .	27
2.2 <i>ArcEllipse</i> . . . . .	29
2.2.1 Definição e propriedades geométricas . . . . .	30
2.2.2 Perfil de brilho superficial do arco . . . . .	32
2.2.3 <i>ArcEllipse</i> assimétrico . . . . .	33
2.3 PAINTARCS: uma implementação do <i>ArcEllipse</i> . . . . .	33

2.3.1	Perfil de Sérsic . . . . .	35
2.3.2	Estimativa de erro na digitalização da imagem do arco . . . . .	37
2.3.3	Adição do efeito de <i>seeing</i> . . . . .	39
2.3.4	Adição de ruído Poissônico . . . . .	41
2.3.5	Resultados da aplicação do PAINTARCS . . . . .	43
2.4	ARCFITTING: algoritmo de ajuste da morfologia de arcos . . . . .	44
2.4.1	Criação da imagem do arco a ser ajustado . . . . .	45
2.4.2	Determinação dos parâmetros a partir da imagem . . . . .	45
2.4.3	Validação do ARCFITTING . . . . .	50
2.5	Aplicação do ARCFITTING a arcos reais e simulados . . . . .	50
2.5.1	Aplicação do ARCFITTING a arcos simulados com o ADDARCS . . . . .	51
2.5.2	Aplicação do ARCFITTING a arcos observados com o HST . . . . .	53
2.5.3	Aplicação do ARCFITTING a arcos observados em solo . . . . .	55
2.6	Discussão . . . . .	58
<b>3</b>	<b>GalClean . . . . .</b>	<b>61</b>
3.1	Introdução . . . . .	61
3.2	SEXTRACTOR . . . . .	63
3.3	GALFIT . . . . .	64
3.4	Implementação do GALCLEAN . . . . .	65
3.5	Eficiência do GALCLEAN e algoritmos de busca automática de arcos . . . . .	71
3.5.1	O algoritmo de detecção automática de arcos de Horesh . . . . .	73
3.5.2	Aplicação do algoritmo de detecção automática de arcos de Horesh . . . . .	74
3.6	Impacto do GALCLEAN na detectabilidade dos arcos . . . . .	76
3.6.1	Resultados . . . . .	77
3.7	Discussão . . . . .	84
<b>4</b>	<b>SOAR Gravitational Arc Survey . . . . .</b>	<b>87</b>
4.1	Introdução . . . . .	87
4.2	O levantamento . . . . .	89
4.2.1	O SDSS e a faixa 82 . . . . .	91
4.2.2	Seleção da amostra de aglomerados de galáxias . . . . .	92
4.2.3	Observações . . . . .	96
4.3	Redução de dados . . . . .	97
4.3.1	Redução primária . . . . .	97
4.3.2	Correção do padrão de franjas nas imagens da banda $i'$ . . . . .	98
4.3.3	Combinação das imagens . . . . .	100
4.3.4	Calibração astrométrica . . . . .	102
4.3.5	Calibração fotométrica . . . . .	102
4.3.6	Fotometria das galáxias . . . . .	104



4.3.7	Avaliação da qualidade dos dados fotométricos . . . . .	104
4.4	Catálogo final de objetos . . . . .	110
4.5	Novos candidatos a sistemas de arcos gravitacionais . . . . .	112
4.5.1	Programa de acompanhamento dos candidatos a arco . . . . .	117
4.6	Discussão . . . . .	119
<b>5</b>	<b>Conclusões . . . . .</b>	<b>121</b>
5.1	Perspectivas futuras . . . . .	124
	<b>Referências Bibliográficas . . . . .</b>	<b>127</b>
	<b>Apêndice A Artigos relacionados à tese . . . . .</b>	<b>143</b>

# Lista de Tabelas

2.1	Resultado do ajuste dos parâmetros de um arco gerado com o PAINTARCS e comparação com os valores verdadeiros dos parâmetros. . . . .	50
3.1	Descrição das colunas do catálogo produzido pelo GALCLEAN. O sufixo $i$ indica o número da componente Sérsic ( $i = 1, 2$ ). . . . .	67
3.2	Massas e desvios para o vermelho dos aglomerados selecionados para o estudo sistemático da detectabilidade dos arcos. Os símbolos $l$ , $m$ e $h$ significam baixo, médio e alto, respectivamente. . . . .	76
4.1	Resumo da amostra de aglomerados de galáxias do SOGRAS. . . . .	95
4.2	Descrição de cada coluna do catálogo de objetos do SOGRAS . . . . .	110
4.3	Propriedades dos candidatos a arco identificados nas imagens do SOGRAS. O desvio para o vermelho fotométrico dos aglomerados, $z_{phot}$ , foi tirado da tabela 4.1. . . . .	114

# Lista de Figuras

1.1	Exemplo dos dois regimes de intensidade de lenteamento. O painel (a) mostra um exemplo de efeito de lenteamento fraco no aglomerado da Bala (crédito: NASA). O painel (b) mostra um exemplo de efeito de lenteamento forte no aglomerado Cl 0024+17 (crédito: NASA). . . . .	7
1.2	Esquema de um sistema típico de lentes gravitacionais. Uma fonte, que está a uma distância $D_F$ do observador, é vista em outra posição devido à deflexão da luz pela lente, que está a uma distância $D_L$ . Note que esta figura está fora de escala e os ângulos foram exageradamente acentuados para permitir a visualização. . . . .	10
2.1	Figura geométrica produzida pelo <i>ArcEllipse</i> com $a = 10$ , $b = 1$ , $r_c = 15$ pixels e $\theta_0 = \pi/4$ . . . . .	31
2.2	Figura geométrica assimétrica produzida pelo <i>ArcEllipse</i> com $e_1 = 0,9$ , $e_2 = 0,75$ , $r_c = 15$ pixels e $\theta_0 = \pi/4$ . . . . .	34
2.3	Arco gerado com o <i>PaintArcs</i> usando $r_c = 17''$ , $r_e = 0,6''$ , $\theta = 40^\circ$ , $n = 1$ , $e_1 = 0,85$ , $e_2 = 0,75$ , $m = 21$ and $m_{zpt} = 31,83$ . A escala do pixel dessa imagem é $0,154''$ . . . . .	38
2.4	Resultado da aplicação da convolução Gaussiana (com $FWHM = 1,1''$ ) sobre o arco da figura 2.3. . . . .	40
2.5	Resultado da adição de ruído Poissônico sobre o arco da figura 2.4. . . . .	42
2.6	Exemplo da aplicação do PAINTARCS: o arco circulado foi criado pelo código utilizando com $m = 21,5$ , $e_1 = 0,9$ , $e_2 = 0,8$ , $r_c = 7,7''$ , $\theta_0 = 40^\circ$ , $n = 3$ , $r_e = 0,8''$ , $FWHM = 0,7''$ e foi adicionado à imagem do aglomerado de galáxias SOGRAS0328+0044 do SOGRAS, onde dois candidatos a arcos gravitacionais foram identificados (indicados pelas setas). O centro de curvatura do arco coincide com o centro da galáxia mais brilhante do aglomerado. . . . .	43

2.7	Ilustração de alguns dos processos de medida realizados pelo ARCFITTING. O painel à esquerda mostra os 5 pontos $p$ utilizados para determinar o comprimento do arco. O painel à direita mostra os pontos $m$ (linhas tracejadas) utilizados para encontrar $p_{max}$ . O centro e o raio de curvatura são determinados como o círculo contendo os pontos $p_1, p_2$ , e $p_{max} = m_2$ . A largura é baseada na linha bissetriz que passa por $p_3$ e os semi-eixos assimétricos $a_1$ e $a_2$ correspondem ao comprimento dos segmentos que ligam $m_2 = p_{max}$ aos extremos $p_1$ e $p_2$ , respectivamente. . . . .	47
2.8	Resultados do ARCFITTING em arcos produzidos pelo ADDARCS. Painéis da esquerda: arcos originais; painéis do meio: arcos reproduzidos com o PAINTARCS usando os parâmetros obtidos pela aplicação do ARCFITTING nos arcos originais; painéis da direita: diferença entre arcos originais e reproduzidos. . . . .	52
2.9	Distribuição do contraste de sinal residual $\Delta S/S$ resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos simulados com o ADDARCS. . . . .	52
2.10	Distribuição do $\chi_{red}^2$ resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos simulados com o ADDARCS. . . . .	53
2.11	Resultados do ARCFITTING em arcos do HST. Painéis da esquerda: arcos originais; painéis do meio: arcos reproduzidos com o PAINTARCS usando os parâmetros obtidos pela aplicação do ARCFITTING nos arcos originais; painéis da direita: diferença entre arcos originais e reproduzidos. De cima para baixo: arco C8 identificado em Abell 68; arco H0 de Abell 963; arco M3 de Abell 2218 e arco B0/B1/B4 de Abell 383. . . . .	54
2.12	Distribuição do contraste de sinal residual $\Delta S/S$ resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos observados com o HST. . . . .	55
2.13	Distribuição do $\chi_{red}^2$ resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos observados com o HST. . . . .	56
2.14	Comparação dos valores de $L/W$ apresentados em Sand et al. (2005) e os obtidos pelo ARCFITTING. A linha sólida representa a identidade. . . . .	56
2.15	Resultados do ARCFITTING nos arcos do CFHTLS. Painéis da esquerda: arcos originais; painéis do meio: arcos reproduzidos com o PAINTARCS usando os parâmetros obtidos pela aplicação do ARCFITTING nos arcos originais; painéis da direita: diferença entre arcos originais e reproduzidos. De cima para baixo: arcos SL2SJ141912+532612, SL2SJ143140+553323 e SL2SJ021807-051536. . . . .	57
2.16	Distribuição do contraste de sinal residual $\Delta S/S$ resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos da nossa amostra do CFHTLS. . . . .	58
2.17	Distribuição do $\chi_{red}^2$ resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos da nossa amostra do CFHTLS. . . . .	58
3.1	Fluxograma do algoritmo do GALCLEAN. . . . .	65

3.2	Imagem do aglomerado Abell 2218 obtida com o HST. O painel (a) mostra a imagem original, na qual foi aplicado o GALCLEAN, enquanto que o painel (b) mostra a imagem subtraída resultante. Ambos os painéis apresentam a mesma escala de intensidades. . . . .	69
3.3	Imagem simulada de um aglomerado do DC4 do DES, onde um arco (circulado) de $mag = 25$ foi adicionado com o algoritmo ADDARCS. O painel (a) mostra a imagem original, na qual foi aplicado o GALCLEAN, enquanto que o painel (b) mostra a imagem subtraída resultante. Ambos os painéis apresentam a mesma escala de intensidades. . . . .	69
3.4	Imagem de um aglomerado da sondagem CS82. O painel (a) mostra a imagem original, na qual foi aplicado o GALCLEAN, enquanto que o painel (b) mostra a imagem subtraída resultante. Ambos os painéis apresentam a mesma escala de intensidades. . . . .	70
3.5	Imagens de segmentação resultantes da aplicação do algoritmo de busca de arcos de Horesh sobre as imagens original do aglomerado Abell 2218 obtida com o HST (esquerda) e subtraída com o GALCLEAN (direita). Os objetos circutados correspondem a arcos gravitacionais identificados e confirmados por <a href="#">Smith et al. (2005)</a> . . . . .	75
3.6	Imagens de segmentação resultantes da aplicação do algoritmo de busca de arcos de Horesh sobre as imagens original e subtraída de um aglomerado do DC4 onde um arco com $mag = 25$ foi adicionado. . . . .	75
3.7	Ilustração do <i>script</i> implementado que concatena os algoritmos PAINTARCS, GALCLEAN e Horesh, utilizados para o estudo sistemático da detectabilidade dos arcos. . . . .	78
3.8	Fração dos arcos detectados em função da magnitude do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson. . . . .	79
3.9	Fração dos arcos detectados com $mag = 22,4$ em função do <i>seeing</i> (FWHM) do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson. . . . .	80
3.10	Fração dos arcos de $mag = 20,8$ detectados em função da razão $L/W$ do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson. . . . .	81

3.11	Fração dos arcos de $mag = 22,4$ detectados em função da razão $L/W$ do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson. . . . .	82
3.12	Comparação dos valores de $L/W$ dos arcos detectados nas imagens (medido pelo algoritmo de detecção automática) com os valores verdadeiros desse parâmetro $(L/W)_{verdadeiro}$ para os arcos com $mag = 20$ adicionados à imagem do aglomerado identificado como $M_h, z_h$ antes e depois da aplicação do GALCLEAN. A linha sólida representa a linha correspondente à identidade e as barras de erro correspondem à dispersão em torno da média. . . . .	83
3.13	Média das detecções espúrias das 3000 imagens com arco de cada um dos aglomerados da tabela 3.2 antes e depois a aplicação do GALCLEAN. As barras de erro correspondem à dispersão em torno da média. . . . .	84
4.1	Distribuição espacial dos aglomerados do SOGRAS. A área delimitada pela linha tracejada corresponde à cobertura do CS82, que essencialmente é uma subárea da faixa 82 do SDSS (delimitada pela linha sólida). A amostra auxiliar está fora da faixa 82, mas ainda pertence à área de cobertura do SDSS. Por motivos de escala, os 3 aglomerados cujas posições estão longe da faixa equatorial (SOGRAS0940+0744, SOGRAS1023+0413 e SOGRAS1054+1439) não são mostrados. . . . .	94
4.2	Distribuição dos aglomerados da amostra principal do SOGRAS em função do desvio para o vermelho fotométrico $z_{phot}$ . . . . .	96
4.3	Imagem de correção do padrão de franjas na banda $i'$ . . . . .	98
4.4	Exemplo de imagem na qual a subtração do padrão de franjas não foi satisfatória. . . . .	100
4.5	Exemplo de imagem na qual a subtração do padrão de franjas foi satisfatória, embora tenha introduzido uma diferença entre os níveis de fundo entre os diferentes controladores. . . . .	100
4.6	Distribuição de FWHM do <i>seeing</i> medido para os campos do SOGRAS. . . . .	101
4.7	Diferenças nas magnitudes da banda $i$ (painel esquerdo) e nas cores $r - i$ (painel direito) entre SOGRAS e SDSS para estrelas no campo do aglomerado SOGRAS0850+0015. Somente objetos com $r < 22,5$ foram utilizados. A linha sólida corresponde a resíduo zero. Os pontos marcados com um quadrado foram eliminados pelo <i>clipping</i> de $2,5\sigma$ antes de calcular a média residual (linha tracejada). . . . .	105

4.8	Diferenças nas magnitudes da banda $i$ (painel esquerdo) e nas cores $r - i$ (painel direito) entre SOGRAS e SDSS para galáxias no campo do aglomerado SOGRAS0850+0015. Somente objetos com $r < 22,5$ foram utilizados. A linha sólida corresponde a resíduo zero. Os pontos marcados com um quadrado foram eliminados pelo <i>clipping</i> de $2,5\sigma$ antes de calcular a média residual (linha tracejada). . . . .	106
4.9	Painel (a): distribuição das diferenças médias das magnitudes na banda $g$ entre nossa fotometria e a do SDSS para estrelas brilhantes (em vermelho) e galáxias (em azul). Painel (b): distribuição do $rms$ das diferenças das magnitudes da banda $g$ entre nossa fotometria e a do SDSS para estrelas brilhantes (em vermelho) e galáxias (em azul). Painel (c) e (d): o mesmo que (a) e (b), só que para a banda $r$ . Painel (e) e (f): o mesmo que (a) e (b), só que para a banda $i$ . . . . .	107
4.10	Incertezas da magnitude na banda $g$ estimadas de acordo com a equação 4.5. Consiste na média sobre todos os campos do SOGRAS dos resíduos $rms$ relativos ao SDSS divididos por $\sqrt{2}$ em cada intervalo de magnitude. As barras de erro são a dispersão em torno desta média. A linha $\delta_m = 0,11$ indica o nível de $S/N = 10$ . . . . .	108
4.11	Mesmo que para a figura 4.10, mas para a banda $r$ . . . . .	109
4.12	Mesmo que para a figura 4.10, mas para a banda $i$ . . . . .	109
4.13	Diagramas cor-magnitude do aglomerado SOGRAS0850+0015. A cor $g - r$ é mostrada no painel à esquerda, enquanto que a cor $r - i$ é mostrada no painel à direita. Os triângulos indicam galáxias que estão localizadas em uma região circular de $100''$ em torno do centro do aglomerado. . . . .	111
4.14	Diagramas cor-magnitude do aglomerado SOGRAS0202-0055. A cor $g - r$ é mostrada no painel à esquerda, enquanto que a cor $r - i$ é mostrada no painel à direita. Os triângulos indicam galáxias que estão localizadas em uma região circular de $60''$ em torno do centro do aglomerado. . . . .	112
4.15	Distribuição da elipticidade de todas as galáxias do SOGRAS (em azul) e das galáxias que estão localizadas próximo aos centros dos aglomerados (em verde). As galáxias foram selecionadas como objetos no catálogo com $CLASS\_STAR < 0,85$ medido na imagem da banda $r$ . . . . .	113
4.16	Distribuição da elipticidade das galáxias do SOGRAS que estão localizadas próximo ao centro dos aglomerados para aglomerados a alto e baixo $z$ . As galáxias foram selecionadas como objetos no catálogo com $CLASS\_STAR < 0,85$ medido na imagem da banda $r$ . . . . .	113
4.17	Candidatos a arcos gravitacionais identificados nas imagens do SOGRAS. Em todos os casos, o painel à esquerda corresponde à imagem $g + r + i$ ( <i>coadd</i> ) e o painel à direita representa a composição colorida desta imagem. . . . .	115

4.17 – <i>Continuação</i> . . . . .	116
4.18 Candidatos a arcos gravitacionais identificados nas imagens do programa de acompanhamento realizado com o Gemini. Os painéis à esquerda correspondem às imagens <i>stack</i> e os painéis à direita representam a composição colorida destas imagens. . . . .	118
4.19 Zoom da imagem $g + r + i$ do aglomerado SOGRAS0321+0026 obtida com o Gemini. As posição das fendas de cada máscara são indicadas pelas regiões em vermelho e verde. . . . .	119



# Lista de Abreviaturas

- BOSS** Baryon Acoustic Oscillation Survey
- CCD** *charge-coupled device* ou dispositivo de carga acoplada
- CFHT** Canada France Hawaii Telescope
- CFHTLS** Canada France Hawaii Telescope Legacy Survey
- CS82** CFHT Stripe 82 Survey
- CTIO** Cerro Tololo Inter-American Observatory
- DC** Data Challenge
- DES** Dark Energy Survey
- FITS** Flexible Image Transport System
- FWHM** *full width at half maximum* ou largura à meia altura
- HST** Hubble Space Telescope
- IRAF** Image Reduction and Analysis Facility
- MEF** Multiple Extension Format
- PSF** *point spread function* ou função de espalhamento pontual
- RCS** Red-Sequence Cluster Survey
- ROSAT** Roentgen Satellite
- SDSS** Sloan Digital Sky Survey
- SOAR** Southern Astrophysical Research Telescope
- SOI** SOAR Optical Imager
- SOGRAS** SOAR Gravitational Arc Survey



# Capítulo 1

## Introdução

O fenômeno de lenteamento gravitacional ocorre devido à deflexão da luz ao se propagar por um campo gravitacional. De acordo com a teoria da Relatividade Geral de Einstein, tal deflexão é causada pela deformação do espaço-tempo em torno dos corpos massivos.

A concentração de matéria responsável pela deflexão funciona então como uma lente gravitacional, permitindo que em seu torno se formem imagens múltiplas e/ou distorcidas associadas a fontes mais distantes. Galáxias e aglomerados de galáxias podem atuar como lentes gravitacionais fortes, em torno das quais arcos gravitacionais podem ser observados. Outro efeito importante da deflexão da luz é a amplificação da imagem da fonte, que resulta em aumento do seu fluxo medido.

Nas últimas três décadas, o efeito de lenteamento gravitacional deixou de ser considerado um curioso efeito geométrico e passou a ser uma ferramenta muito útil e em alguns casos única na astrofísica moderna. Em particular, entre as aplicações do lenteamento estão o estudo de galáxias a alto desvio para o vermelho que foram magnificadas por este efeito (Zwicky, 1937a,b), a sondagem da distribuição de matéria das lentes (Kneib et al., 1993; Guzik & Seljak, 2002; Coe et al., 2010) e medidas da constante de Hubble (Wucknitz et al., 2004; Suyu et al., 2010).

Neste trabalho, focamos nossa atenção no efeito de lenteamento forte, mais especificamente no estudo de arcos gravitacionais, que são imagens de galáxias distantes (denominadas fontes) muito deformadas por uma galáxia ou um aglomerado de galáxias que atua como lente e que se encontra entre o observador e a fonte. O estudo de arcos gravitacionais é muito importante, pois estes objetos são potencialmente a única ferramenta de exploração da distribuição total de matéria de regiões no centro de aglomerados de galáxias, uma vez que a sua forma, distribuição e magnitude são sensíveis à distribuição de matéria próxima ao centro das lentes (Blandford & Narayan, 1992; Hattori et al., 1999; Treu, 2010; Kneib & Natarajan, 2011).

Por outro lado, apesar de seu grande potencial, os arcos gravitacionais são muito raros, uma vez que cada grau quadrado do céu contém em média somente um aglomerado

de galáxias de massa suficiente para produzir arcos (Gladders & Yee, 2005). Até hoje foram detectados da ordem de centenas desses objetos em torno de galáxias isoladas, grupos e aglomerados de galáxias. A grande maioria dessas detecções foi feita através de sondagens específicas para a busca sistemática de arcos (por exemplo, Sand et al., 2005; Bolton et al., 2008; More et al., 2012).

Graças ao desenvolvimento de sondagens do céu com boa resolução e profundidade, o número de arcos conhecidos aumentou muito nos últimos anos. Com o advento do Dark Energy Survey e do Large Synoptic Survey Telescope, haverá um salto quantitativo e o número de arcos detectados poderá chegar a milhares e dezenas de milhares, respectivamente, possibilitando assim estudos estatísticos mais aprofundados utilizando arcos gravitacionais.

Além da importância do estudo de arcos gravitacionais e do fato de vivermos um bom momento para isso, a principal motivação deste trabalho é o desenvolvimento de ferramentas para a simulação, detecção e caracterização de arcos gravitacionais gerados por aglomerados de galáxias, dada a ausência de algoritmos padrão para a realização destas tarefas.

A detecção de arcos em imagens, por exemplo, é um processo complicado devido à baixa razão sinal-ruído, proximidade a outros objetos mais brilhantes e ainda à própria raridade desses objetos. Embora algumas propostas de métodos para a detecção automática de arcos tenham sido apresentadas recentemente na literatura (Lenzen et al., 2004; Horesh et al., 2005; Alard, 2006; Seidel & Bartelmann, 2007; Estrada et al., 2007), na maioria das sondagens específicas para a busca de arcos apresentadas anteriormente a inspeção visual foi responsável pela identificação destes. Naturalmente, isso não poderá ser feito em grandes levantamentos. Nesses casos, algoritmos de detecção automática eficientes e robustos são extremamente necessários, ao menos para reduzir drasticamente o número de candidatos a arco para a inspeção visual. Além disso, como os arcos gravitacionais são geralmente encontrados em aglomerados de galáxias massivos e ricos, contendo centenas ou até mesmo milhares de galáxias, é também de extrema importância aplicarmos um método de pré-processamento para realçar e separar o arco da luz difusa das galáxias que estão à sua volta.

Um dos principais objetivos deste trabalho é desenvolver um algoritmo para pré-processar imagens astronômicas que possam conter arcos gravitacionais de forma a evidenciar estes objetos de interesse em meio a outros objetos da imagem. Propomos um método de pré-processamento que consiste em subtrair da imagem a distribuição de brilho superficial das galáxias de maneira automatizada utilizando para isso perfis de Sérsic. Este método foi chamado GALCLEAN e foi desenvolvido na forma de *script* na linguagem Python.

Para quantificar a eficiência e impacto do GALCLEAN na detecção de arcos é preciso utilizar uma amostra de imagens com arcos e comparar os resultados da aplicação de um algoritmo de detecção automática de arcos na imagem original e na imagem onde as galáxias tiveram seus perfis de brilho superficial subtraídos. Estas quantidades poderiam ser facilmente determinadas se houvesse uma amostra de imagens com arcos simulados, os quais possuem posições e propriedades conhecidas.

Dada a ausência de métodos simples para a simulação de arcos, uma parte deste trabalho foi dedicada ao desenvolvimento de um novo método para simulação de arcos em imagens, chamado PAINTARCS. Este método cria uma figura geométrica com a forma de um arco utilizando um modelo, denominado *ArcEllipse*, no qual a forma do arco é dada pela deformação de uma elipse sobre um segmento de arco de círculo, e usa esta figura para gerar um mapa de brilho superficial que imita um arco gravitacional. Embora o PAINTARCS não crie arcos tão realistas, sua principal vantagem é que ele permite o controle total sobre os parâmetros de entrada e saída do arco que será adicionado à imagem, sendo assim ideal para criar uma amostra de imagens com arcos para testes controlados de métodos de pré-processamento de imagens com arcos, de busca automática e de caracterização dos mesmos.

Outro aspecto deste trabalho se refere ao processo de caracterização dos arcos gravitacionais. Para caracterizar os arcos é preciso realizar medidas sobre os mesmos e determinar os seus parâmetros, tanto os de forma, como razão comprimento-largura, elipticidade e área, quanto os que descrevem seu perfil de brilho. Dado o sucesso da implementação da ideia do *ArcEllipse* na forma do código do PAINTARCS e motivados pela necessidade de métodos de medida do arco que levem em conta a distribuição de brilho do mesmo, já que as medidas são muito sensíveis ao ruído, intensidade e tamanho da PSF, resolvemos utilizar a expressão analítica do *ArcEllipse* juntamente com um perfil de Sérsic para ajustar os parâmetros do arco a partir de uma imagem. Denominamos esse método de ajuste dos parâmetros dos arcos de ARCFITTING.

Também é importante ressaltar que participamos diretamente de projetos que levarão a descobertas de arcos gravitacionais, como o Dark Energy Survey (DES), que iniciará no final de 2012 e o SOAR Gravitational Arc Survey (SOGRAS). Na seção 1.5 é feita uma breve introdução do projeto DES e do trabalho do grupo de lenteamento gravitacional forte.

O SOGRAS é uma sondagem de 47 aglomerados de galáxias selecionados a partir de catálogos baseados em imagens mais profundas do SDSS na faixa equatorial 82 por apresentarem propriedades ópticas semelhantes. Ele foi planejado para buscar arcos gravitacionais e possui profundidade e resolução adequadas para tal objetivo. Além disso, os aglomerados estão distribuídos em dois intervalos de desvios para o vermelho, de forma que a evolução do número de arcos em função do desvio para o vermelho da lente também possa ser estudada. O imageamento foi feito pelo SOAR/SOI nas bandas  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$  para facilitar a busca por arcos, já que, em geral, estes apresentam cores diferentes das galáxias do aglomerado. Esta sondagem também apresenta um bom *seeing* ( $\leq 0,8''$ ) e sua magnitude limite é próxima de 24 na banda  $g'$ .

O SOGRAS pode ser visto como uma sondagem teste para a ciência que obteremos com os arcos no DES, já que as imagens do SOAR possuem profundidade semelhante à esperada para o DES. Desta forma, todas as ferramentas desenvolvidas nesse trabalho que possuem foco e aplicação no DES podem ser testadas e avaliadas utilizando os dados do SOGRAS.

Nas próximas seções faremos uma breve introdução histórica do fenômeno de lenteamento gravitacional, seguida da introdução do formalismo básico da teoria de lentes gravitacionais e do “estado da arte” de estudos de arcos gravitacionais utilizando dados observacionais. Ainda neste capítulo, descrevemos brevemente o projeto DES, projeto para o qual parte das ferramentas apresentadas neste trabalho teve seu desenvolvimento voltado.

## 1.1 Desenvolvimento histórico do lenteamento gravitacional

A primeira menção ao desvio da luz por corpos massivos foi feita por Newton, no seu livro *Opticks* de 1704. No entanto, ele apenas se ateu ao plano conceitual e não apresentou nenhuma discussão matemática.

No século XVIII, vários físicos e astrônomos especularam que se a luz pudesse ser tratada como partícula, raios de luz poderiam ser afetados por um campo gravitacional. John Mitchell em 1783, em uma carta endereçada a Henry Cavendish, e mais tarde Johann von Soldner em 1804, sugeriram a possibilidade de que a luz se propagando no campo gravitacional de uma massa esférica  $M$  seria defletida por um ângulo

$$\hat{\alpha} = \frac{2GM}{c^2\xi}, \quad (1.1)$$

onde  $G$  e  $c$  são, respectivamente, a constante gravitacional de Newton e velocidade da luz e  $\xi$  é o parâmetro de impacto do raio de luz. Como somente Soldner publicou um trabalho sobre este assunto, este é tido como o primeiro a explorar a deflexão da luz por um corpo massivo e a inferir que a trajetória da luz é desviada por um ângulo  $\hat{\alpha} \simeq 0,84''$  ao passar próxima do Sol (Jaki, 1978).

Einstein publicou um artigo em 1911 onde obteve os mesmos resultados de Mitchell e Soldner para o ângulo de deflexão utilizando o Princípio de Equivalência e supondo uma métrica Euclideana (Einstein, 1911). Einstein também propôs que o ângulo de deflexão poderia ser medido durante um eclipse solar, onde é possível observar estrelas projetadas próximas à superfície solar e ligeiras mudanças nas suas posições devido à deflexão da luz. Antes da publicação da Teoria da Relatividade Geral, em 1915, duas expedições tentaram medir, durante eclipse solar, o desvio da luz causado pelo Sol. A primeira expedição, liderada pelo astrônomo argentino Carlos Perrine à cidade de Cristina, no sul de Minas Gerais, não pode realizar medidas, pois as condições climáticas impediram a observação do eclipse (Einsenstaedt & Vieira, 1995). A segunda expedição, liderada pelo astrônomo alemão Erwin Freundlich, tentou observar um eclipse solar no sul da Ucrânia, porém, a deflagração da Primeira Guerra Mundial impediu, pois a equipe foi presa por soldados russos.

Estas tentativas frustradas de medir o ângulo de deflexão favoreceram Einstein, já que a sua Teoria da Relatividade Geral forneceu uma previsão mais precisa da deflexão da luz por um corpo de massa  $M$ . Em 1915, Einstein obteve que o ângulo de deflexão da luz é o dobro do calculado pela mecânica Newtoniana, ou seja,

$$\hat{\alpha} = \frac{4GM}{c^2\xi}. \quad (1.2)$$

Esta equação foi obtida utilizando a aproximação de campo fraco, ou seja, o potencial Newtoniano da lente deve ser muito menor do que o quadrado da velocidade da luz ( $\phi \ll c^2$ ). Além disso, as velocidades relativas da lente, fonte e observador devem ser muito menores do que a velocidade da luz. A equação 1.2 leva a um desvio de aproximadamente  $1,74''$  para o caso de um feixe de luz passando próximo ao disco solar (Einstein, 1916).

Em 1919, duas expedições lideradas por astrônomos ingleses, uma a Sobral, no Ceará, e outra à Ilha de Príncipe, puderam determinar o ângulo de deflexão durante um eclipse solar e comprovar que a previsão da Teoria da Relatividade Geral de Einstein estava certa. Este experimento é considerado o mais famoso teste desta teoria e fez com que Einstein se tornasse mundialmente famoso.

Ainda em 1919, Lodge usou o termo lentes no contexto da deflexão da luz, mas notou que ela não tinha distância focal. Até então, os trabalhos se concentravam apenas na deflexão da luz. Mas, em 1923, Eddington sugeriu a possibilidade de serem geradas imagens múltiplas (Eddington, 1923). Um ano depois, Chwolson publicou um artigo onde descreve que uma fonte perfeitamente alinhada com a lente poderia formar uma imagem circular, ou seja, um anel (Chwolson, 1924). Chwolson ainda considera que se o alinhamento não for perfeito, duas imagens da fonte serão vistas, uma em cada lado da estrela que atua como lente. Einstein obteve os mesmos resultados que Chwolson em 1936, em um trabalho em que considera o efeito de lenteamento de uma estrela por outra estrela, no qual ele calcula as posições das imagens, separação entre elas e suas magnificações (Einstein, 1936). Entretanto, Einstein conclui que esses fenômenos não poderiam ser observados diretamente, uma vez que separação angular entre as estrelas seria muito pequena ( $\simeq 10^{-3}''$ ) para ser resolvida. Por causa deste último trabalho de Einstein, a configuração de alinhamento perfeito entre fonte e lente é chamada de *anel de Einstein*.

Já o astrônomo Fritz Zwicky não compartilhava da visão pessimista de Einstein e publicou em 1937 dois artigos (Zwicky, 1937a,b) considerando as nebulosas extragalácticas (atualmente chamadas galáxias) como lentes, estimando que a separação das imagens poderia ser da ordem de alguns segundos de arco, a qual poderia ser resolvida com telescópios. Por serem mais massivos e por envolverem distâncias maiores, estes objetos seriam melhores candidatos para se observar o fenômeno de lenteamento. Zwicky também argumentou que o método mais direto para se determinar a massa de um objeto seria através do cálculo da deflexão da luz que ele causaria e que as lentes gravitacionais poderiam atuar como telescópios

naturais para objetos extragalácticos, devido ao seu efeito de magnificação. Porém, na época não houve interesse da comunidade astronômica em observar tal fenômeno.

O assunto voltou à tona somente no início da década de 1960, com a primeira observação de um quasar (Schmidt, 1963). Barnothy (1965) foi o primeiro a conectar tais objetos ao efeito de lentes gravitacionais. A partir desta conexão, outros aspectos da teoria de lentes gravitacionais foram desenvolvidos. Em particular, Sjur Refsdal deduziu, em 1964, as equações básicas da teoria de lentes gravitacionais e mostrou que, medindo a separação angular e o tempo de atraso na chegada dos raios de luz das imagens lenteadas, seria possível obter estimativas de  $H_0$ , que dá a taxa de expansão do Universo (Refsdal, 1964a,b, 1966).

O primeiro evento de lenteamento gravitacional observado foi a imagem dupla do quasar  $Q0957+561$  (Walsh et al., 1979). No óptico este quasar aparece como duas imagens pontuais com separação de  $6''$ . Já os espectros destas imagens mostram que ambas correspondem ao mesmo objeto, com  $z = 1,41$ . A galáxia que atuou como lente faz parte de um aglomerado de galáxias que está a  $z = 0,36$ . Alguns anos depois, em 1986, o primeiro conjunto de arcos gravitacionais foi observado (Lynds & Petrosian, 1986), resultante do lenteamento de galáxias distantes por um aglomerado de galáxias. Em 1988 foi observado pela primeira vez o microlenteamento de um quasar (Irwin et al., 1989). O fenômeno de microlenteamento ocorre quando uma fonte passa por uma região onde a lente amplifica significativamente seu brilho. Nesse caso, não é possível diferenciar observacionalmente a fonte da lente, apenas medir a variação temporal do brilho do sistema. Nesse mesmo ano foi observado pela primeira vez um anel de Einstein em imagens de fontes observadas em rádio (Hewitt et al., 1988). Mais recentemente, em 2004, descobriu-se o primeiro planeta fora do sistema Solar utilizando esta técnica (Bond et al., 2004).

## 1.2 Regimes de lentes gravitacionais e suas aplicações

O efeito de lentes gravitacionais pode se manifestar de diversas formas, em diferentes regimes de intensidades e em diferentes escalas angulares.

Há dois regimes de intensidades, chamados de lenteamento forte e lenteamento fraco. No regime forte ocorrem grandes distorções da imagem dos objetos, grandes magnificações (ou demagnificações) de seu brilho e/ou a formação de imagens múltiplas de uma mesma fonte. Os exemplos de efeito forte estão entre os fenômenos de lenteamento gravitacional mais espetaculares conhecidos. Eles correspondem, por exemplo, a arcos gravitacionais em torno de galáxias ou aglomerados de galáxias e anéis de Einstein. Já no regime fraco, as distorções e magnificações dos objetos são pequenas, fazendo com que este efeito só possa ser medido estatisticamente, sobre um grande número de fontes lenteadas.

A figura 1.1 mostra exemplos dos dois regimes de intensidade de lenteamento. No painel da esquerda, não é possível observar diretamente o efeito de lenteamento fraco, embora



este tenha sido detectado em análises desta imagem. No painel da direita a formação de arcos gravitacionais em torno da região central do aglomerado é evidente.

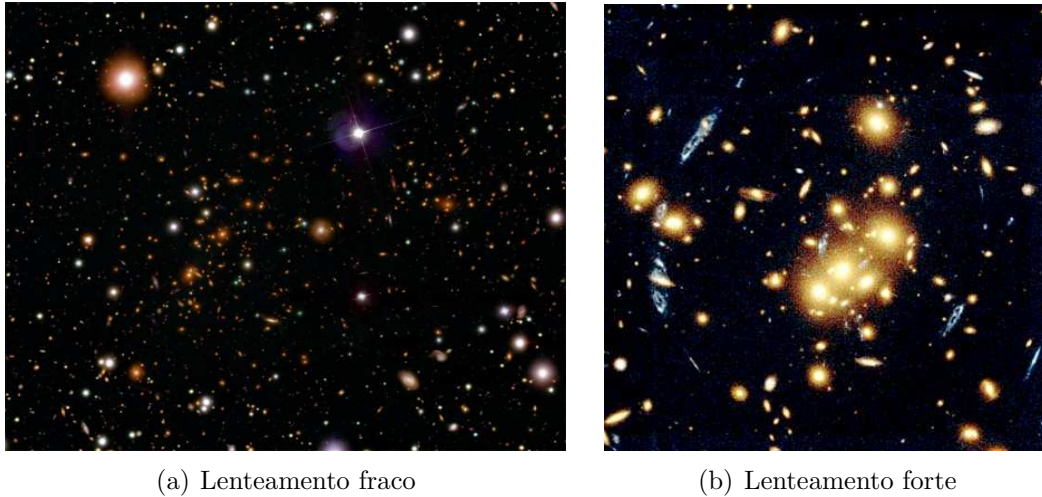


Figura 1.1: Exemplo dos dois regimes de intensidade de lenteamento. O painel (a) mostra um exemplo de efeito de lenteamento fraco no aglomerado da Bala (crédito: NASA). O painel (b) mostra um exemplo de efeito de lenteamento forte no aglomerado Cl 0024+17 (crédito: NASA).

Dependendo dos objetos envolvidos, o efeito de lenteamento gravitacional pode se manifestar em três escalas angulares diferentes. Se uma estrela ou quasar distante estiver suficientemente alinhado com um objeto compacto e massivo em um plano à sua frente, o fenômeno de lenteamento pode se manifestar em escalas de micro ou mili segundos de arco. As imagens distorcidas destes objetos nestes casos, chamados microlenteamento e mililenteamento, respectivamente, não podem ser resolvidas com os instrumentos atuais, nem mesmo com telescópios espaciais. Porém, o efeito pode ser detectado nesses casos através da magnificação (aumento de brilho) do objeto se lente e fonte estiverem em movimento relativo. Caso os objetos envolvidos forem galáxias, aglomerados de galáxias ou até mesmo a estrutura em grande escala do universo, o efeito de lenteamento poderá ser medido em escalas de segundos de arco, constituindo o chamado macrolenteamento.

O que torna o estudo de lentes gravitacionais interessante e o que motivou o crescimento dessa área de investigação são suas aplicações em astrofísica e cosmologia. Por exemplo, dadas as magnificações no brilho das fontes, o efeito de lenteamento gravitacional permite a observação de objetos a altos desvios para o vermelho, atuando assim como telescópio natural (Miralda-Escude, 1993; Marshall et al., 2007). Esta característica permite investigar de maneira mais profunda a evolução e função de luminosidade de galáxias distantes, que dificilmente seriam observadas sem o efeito de magnificação do lenteamento.

Outra característica que confere importância ao fenômeno é que o lenteamento gravitacional é independente dos processos físicos que ocorrem na lente, dependendo apenas da sua distribuição total de matéria (escura e bariônica). Assim, as lentes gravitacionais são ferramentas ideais para determinar a distribuição de massa de galáxias e aglomerados de

galáxias (Sand et al., 2002; Bradač et al., 2005; Comerford et al., 2006; Limousin et al., 2007; Comerford & Natarajan, 2007; Natarajan et al., 2007; Coe et al., 2010; Horesh et al., 2010), embora não possam distinguir entre as duas formas de matéria. Em particular, a partir da localização de arcos gigantes em galáxias ou aglomerados de galáxias, é possível determinar a massa na região interna ao arco. Já o estudo de lenteamento fraco em aglomerados fornece estimativas da distribuição de massa para raios maiores do que os do regime de lenteamento forte. Ambos os regimes podem provar assimetrias e subestruturas na distribuição de massa das lentes.

No contexto cosmológico, o efeito de lenteamento gravitacional pode ser utilizado para a determinação de parâmetros de modelos cosmológicos, uma vez que ele depende das distâncias cosmológicas entre observador, lente e fonte e também da estrutura da lente, que por sua vez também depende da evolução do universo (Bartelmann et al., 1998; Cooray, 1999; Yamamoto et al., 2001; Meneghetti et al., 2005; Suyu et al., 2010). Além disso, o estudo do lenteamento fraco pela estrutura em grande escala pode impor vínculos nos parâmetros associados à distribuição de matéria em grandes escalas e ao espectro de potências das flutuações de densidades. A aplicação mais conhecida das lentes neste contexto é a determinação do parâmetro de Hubble ( $H_0$ ). Seguindo a ideia de Refsdal,  $H_0$  pode ser obtido a partir do retardo temporal em sistemas com múltiplas imagens. Como a luz das imagens múltiplas de um mesmo objeto percorre caminhos diferentes, se a fonte for variável é possível calcular a diferença de tempo da viagem da luz entre as diferentes imagens. Sabendo que, para um dado desvio para o vermelho, a distância é proporcional à  $H_0$  e a diferença no tempo é proporcional à distância, o produto  $H_0\Delta t$  é uma constante. Se a distribuição de massa da lente e a separação angular das imagens forem conhecidas, é possível calcular o valor desta constante (Wucknitz et al., 2004). A vantagem deste método é que ele independe das escalas de distâncias e pode medir  $H_0$  em uma escala cósmica, ao contrário de outras medidas locais.

Finalmente, eventos de microlenteamento por estrelas podem ser utilizados para detectar planetas fora do Sistema Solar. As curvas de luz de eventos de microlenteamento galáctico são afetadas por companheiros das lentes, que também são microlentes, como planetas, que deixam marcas observáveis nas curvas de luz microlenteadas. Até o momento, 16 exoplanetas foram detectados através da técnica de microlenteamento<sup>1</sup>.

### 1.3 Introdução à Teoria de Lentes Gravitacionais

De acordo com a Teoria da Relatividade Geral, a luz se propaga ao longo de geodésicas nulas da métrica do espaço-tempo. Entretanto, para a maioria das situações astrofísicas relevantes é possível fazer uma descrição mais simples dos raios de luz. Esta teoria é chamada

---

<sup>1</sup><http://exoplanet.eu/catalog-microlensing.php>

de Teoria de Lentes Gravitacionais. Nesta seção apresentaremos os conceitos e equações básicos desta teoria para a descrição do desvio da luz em um campo gravitacional. Descrições mais detalhadas podem ser encontradas em [Fort & Mellier \(1994\)](#); [Wambsganss \(1998\)](#); [Meylan et al. \(2006\)](#); [Schneider \(2010\)](#); [Dumet Montoya \(2011\)](#), de onde parte desta revisão foi tirada.

### 1.3.1 A equação da lente

A propagação da luz é afetada por toda a distribuição de matéria entre a fonte e o observador. Entretanto, na maioria das situações que envolvem lentes gravitacionais (exceto a deflexão da luz causada pela estrutura em grande escala do Universo), podemos assumir que a ação de lenteamento gravitacional é dominada por uma única inomogeneidade de massa em uma certa localização entre fonte e observador. Esta aproximação é chamada de *aproximação de lente fina* e é válida somente se as dimensões da lente são muito menores do que as distâncias envolvidas (observador-fonte e lente-fonte). Essas suposições valem para a maioria das situações astrofísicas, já que os tamanhos típicos de galáxias e aglomerados (da ordem de 50 kpc e 1 Mpc, respectivamente) são muito menores se comparados com as distâncias típicas da ordem de 1 Gpc entre observador e lente e lente e fonte.

A configuração geométrica típica de um sistema de lentes gravitacionais é esquematizada na figura 1.2, onde a luz de uma fonte a desvio para o vermelho  $z_f$ , que corresponde a uma distância de diâmetro angular<sup>2</sup>  $D_F$ , é desviada pelo campo gravitacional de uma concentração de massa situada a desvio para o vermelho  $z_l$  (ou a uma distância de diâmetro angular  $D_L$ ). A distância  $D_{LF}$  corresponde à distância entre lente e fonte<sup>3</sup> e a linha tracejada indica o eixo óptico, que é o eixo perpendicular aos planos da lente e da fonte e que passa pelo observador. As medidas de posição angular nos planos da lente e da fonte são feitas com relação ao eixo óptico.

Considere uma fonte a uma posição angular  $\beta$ , que está a uma distância  $\eta = \beta D_F$  do eixo óptico no plano da fonte. O ângulo  $\hat{\alpha}$  é o ângulo de deflexão de um raio de luz vindo da fonte e tendo um parâmetro de impacto  $\xi = \theta D_L$  no plano da lente. Devido à deflexão, o observador recebe a luz provinda da fonte com se ela fosse emitida a uma posição angular  $\theta$ . Se  $\theta$ ,  $\beta$  e  $\hat{\alpha}$  são pequenos, pode-se ver a partir da construção geométrica da figura 1.2 que a seguinte relação vale

$$\theta D_F = \beta D_F + \hat{\alpha} D_{LF}. \quad (1.3)$$

<sup>2</sup>A distância de diâmetro angular é definida pela razão entre o diâmetro físico do objeto em questão e o ângulo por ele subtendido. Esta distância depende do modelo cosmológico assumido para o Universo.

<sup>3</sup>Note que, em geral,  $D_{LF} \neq D_F - D_L$ .

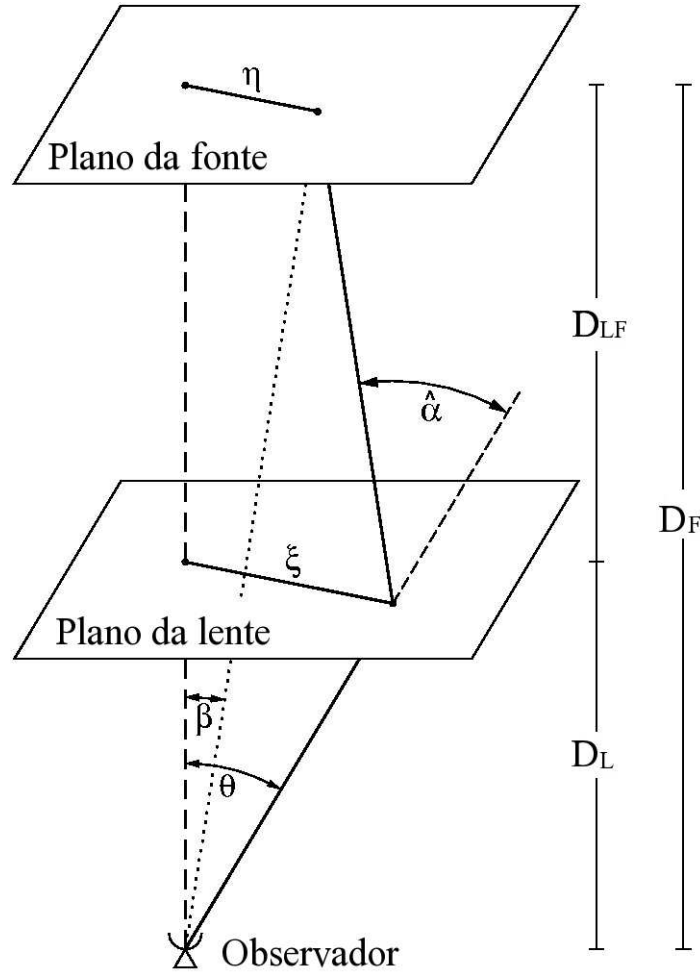


Figura 1.2: Esquema de um sistema típico de lentes gravitacionais. Uma fonte, que está a uma distância  $D_F$  do observador, é vista em outra posição devido à deflexão da luz pela lente, que está a uma distância  $D_L$ . Note que esta figura está fora de escala e os ângulos foram exageradamente acentuados para permitir a visualização.

Definindo o ângulo de deflexão reduzido como

$$\alpha(\theta) = \frac{D_{LF}}{D_F} \hat{\alpha}(\theta), \quad (1.4)$$

podemos reescrever a equação 1.3 como

$$\beta = \theta - \alpha(\theta). \quad (1.5)$$

Esta última equação é chamada *equação da lente*. A interpretação desta equação é que uma fonte com posição angular verdadeira  $\beta$  pode ser vista por um observador em uma posição angular  $\theta$ . Se esta equação tiver mais de uma solução para um  $\beta$  fixo, uma fonte na posição  $\beta$  será observada em várias posições do céu, ou seja, a lente produzirá múltiplas imagens.

### 1.3.2 Potencial da lente

A aproximação da lente fina sugere a utilização da massa projetada ao longo da linha de visada. Como nesta aproximação considera-se que o campo gravitacional da lente age sobre a luz em um único ponto, podemos considerar toda a massa da lente como estando distribuída em um plano, o plano da lente. A densidade de massa projetada (ou densidade de massa superficial),  $\Sigma$ , é obtida integrando-se a densidade de massa  $\rho(\mathbf{r})$  ao longo da linha de visada, considerada ao longo do eixo  $z$ :

$$\Sigma(\boldsymbol{\xi}) = \int_0^\infty \rho(\mathbf{r}) dz, \quad (1.6)$$

onde  $\boldsymbol{\xi}$  é o parâmetro de impacto no plano  $xy$ . Considerando uma distribuição de massa qualquer, cada elemento de massa contribui linearmente para o ângulo de deflexão. Assim, pode-se pensar na lente extensa como uma soma de elementos de volume, cada qual atuando como uma lente pontual. Lembrando a equação 1.2, o ângulo de deflexão pode ser escrito como

$$d\hat{\boldsymbol{\alpha}} = \frac{4G}{c^2} \Sigma(\boldsymbol{\xi}) d^2\xi' \frac{\boldsymbol{\xi} - \boldsymbol{\xi}'}{|\boldsymbol{\xi} - \boldsymbol{\xi}'|^2}, \quad (1.7)$$

onde  $\xi'$  é a distância do elemento de massa  $\Sigma d^2\xi'$  à origem. Para encontrar a contribuição de todos os elementos de massa para o ângulo de deflexão deve-se somar todas as contribuições, ou seja,

$$\hat{\boldsymbol{\alpha}} = \frac{4G}{c^2} \int d^2\xi' \Sigma(\boldsymbol{\xi}') \frac{\boldsymbol{\xi} - \boldsymbol{\xi}'}{|\boldsymbol{\xi} - \boldsymbol{\xi}'|^2}. \quad (1.8)$$

Note que esta equação vale para qualquer distribuição de massa.

Reescrevendo a equação 1.8 em termos de  $\boldsymbol{\alpha}$  (através da equação 1.4) e  $\boldsymbol{\theta}$  (lembrando a relação  $\boldsymbol{\xi} = D_L \boldsymbol{\theta}$ ), encontra-se

$$\boldsymbol{\alpha}(\boldsymbol{\theta}) = \frac{1}{\pi \Sigma_{crit}} \int d^2\theta' \Sigma(D_L \boldsymbol{\theta}') \frac{\boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\theta}'}{|\boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\theta}'|^2}, \quad (1.9)$$

onde

$$\Sigma_{crit} = \frac{c^2}{4\pi G} \frac{D_F}{D_L D_{LF}} \quad (1.10)$$

é a densidade superficial de massa crítica, que depende somente das distâncias entre observador, fonte e lente.

Definindo uma nova grandeza, a densidade superficial de massa adimensional, dada por

$$\kappa(\boldsymbol{\theta}) := \frac{\Sigma(D_L \boldsymbol{\theta})}{\Sigma_{crit}}, \quad (1.11)$$

é possível escrever a equação 1.9 sob uma forma mais compacta. A grandeza  $\kappa(\boldsymbol{\theta})$  também é chamada de *convergência* e seu valor é utilizado para caracterizar os regimes de intensidade

do lenteamento gravitacional. Uma distribuição de massa que tem  $\kappa \gtrsim 1$  (ou  $\Sigma \gtrsim \Sigma_{crit}$ ) atua como lente forte e produz imagens múltiplas para algumas posições de fonte. Já uma distribuição com  $\kappa \ll 1$  atua como lente fraca. Por isso,  $\Sigma_{crit}$  é um valor característico para a densidade superficial de massa que representa uma linha divisória entre lentes fortes e fracas.

Notando a identidade

$$\nabla_{\theta} \ln|\boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\theta}'| = \frac{\boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\theta}'}{|\boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\theta}'|^2}, \quad (1.12)$$

válida para qualquer vetor bidimensional  $\boldsymbol{\theta}$ , é possível escrever  $\boldsymbol{\alpha}$  como o gradiente de uma função

$$\boldsymbol{\alpha}(\boldsymbol{\theta}) = \nabla_{\theta} \left\{ \frac{1}{\pi} \int \kappa(\boldsymbol{\theta}') \ln|\boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\theta}'| d^2\theta' \right\}. \quad (1.13)$$

Definindo o termo entre chaves como o *potencial da lente*  $\psi(\boldsymbol{\theta})$ ,

$$\psi(\boldsymbol{\theta}) = \frac{1}{\pi} \int \kappa(\boldsymbol{\theta}') \ln|\boldsymbol{\theta} - \boldsymbol{\theta}'| d^2\theta', \quad (1.14)$$

tem-se que

$$\boldsymbol{\alpha}(\boldsymbol{\theta}) = \nabla_{\theta} \psi(\boldsymbol{\theta}), \quad (1.15)$$

ou seja, o mapeamento de  $\boldsymbol{\theta}$  em  $\boldsymbol{\beta}$ , dado pela equação da lente (equação 1.5), é um mapeamento gradiente.

### 1.3.3 Distorção e magnificação das imagens

Uma das principais características do lenteamento gravitacional é a distorção que este efeito introduz nas formas das fontes, como pode ser visto nas imagens de arcos gigantes como na figura 1.1b. A forma das imagens serão diferentes da forma da fonte porque os feixes de luz são defletidos diferencialmente. Em geral, a forma das imagens pode ser determinada resolvendo-se a equação da lente para todos os pontos de uma fonte extensa. Em particular, se a fonte for muito menor do que a escala angular na qual as propriedades da lente variam, o mapeamento da lente pode ser linearizado localmente. Em outras palavras, a distorção das imagens pode ser descrita por uma matriz Jacobiana

$$\mathcal{A}(\boldsymbol{\theta}) \equiv \frac{\partial \boldsymbol{\beta}}{\partial \boldsymbol{\theta}} = \left( \delta_{i,j} - \frac{\partial \alpha_i(\boldsymbol{\theta})}{\partial \theta_j} \right) = \left( \delta_{i,j} - \frac{\partial^2 \psi(\boldsymbol{\theta})}{\partial \theta_i \partial \theta_j} \right), \quad (1.16)$$

onde as equações da lente 1.5 e 1.15 foram utilizadas.

Outra característica importante da distorção causada pelas lentes é a magnificação. Como o efeito de lenteamento sobre a luz consiste somente em produzir um desvio em sua trajetória, sem alterar o número de fótons emitidos pela fonte ou o comprimento de onda destes (ou seja, é um efeito acromático), o brilho superficial de uma imagem lenteada é o mesmo que no caso em que não houvesse lenteamento. Dada a conservação do brilho

superficial, a mudança do ângulo sólido sob o qual a fonte é observada implica que o fluxo recebido pela fonte é magnificado (ou demagnificado).

A magnificação é dada pela razão entre os ângulos sólidos subentendidos pela imagem e pela fonte não lenteada e pode ser determinada através do inverso do determinante da matriz Jacobiana, dada pela equação 1.16. O inverso da matriz Jacobiana,  $M = \mathcal{A}^{-1}$ , é chamado de tensor de magnificação. Assim, a magnificação  $\mu$  é definida como

$$\mu \equiv \det M = \frac{1}{\det \mathcal{A}}. \quad (1.17)$$

Os autovalores do tensor de magnificação,  $\mu_r$  e  $\mu_t$ , fornecem a amplificação nas direções radial e tangencial, respectivamente.

Os valores de  $\beta$  no plano das fontes que fazem com que  $\mu_r$  ( $\mu_t$ ) tenda a infinito (ou, equivalentemente, façam com que o  $\det \mathcal{A}$  se anule) definem uma curva, chamada *cáustica tangencial* (radial). Assim, uma fonte infinitesimal sobre uma cáustica possui magnificação infinita<sup>4</sup>. O mapeamento das cáusticas para o plano das imagens (ou da lente) define as *curvas críticas*.

As curvas cáustica e crítica são importantes para a compreensão do mapeamento da lente. Enquanto as curvas críticas são curvas suaves e fechadas, as cáusticas não são necessariamente curvas suaves e podem apresentar cúspides. Fontes localizadas próximo à cáustica produzem imagens altamente magnificadas próximo à curva crítica correspondente no plano da lente. O número de imagens que uma fonte produzirá dependerá da sua localização com relação à cáustica. Quando a posição da fonte cruza a cáustica, um par de imagens próximo da curva crítica correspondente é criado ou destruído, dependendo da direção do cruzamento. Isso pode ser resumido através do teorema de Burke (Burke, 1981), que diz que lentes com densidade de massa superficial que decaem mais rápido do que  $|\theta|^{-1}$  quando  $|\theta| \rightarrow \infty$  produzem um número ímpar de imagens. Ou seja, para um modelo de lente com  $\alpha(\theta)$  contínuo em todos os pontos e com  $N_c$  cáusticas de tamanho finito, verifica-se que se uma fonte cruzar  $N$  cáusticas, ela será mapeada em  $2N + 1$  imagens e, portanto, o número máximo de imagens que podem ser formadas é dado por  $2N_c + 1$ .

As curvas cáusticas mais simples previstas pela teoria de lentes são curvas que possuem forma de astróide, onde os segmentos arqueados são as dobras (*fold*) e as pontas são as cúspides (*cusp*). Quando uma fonte se aproxima de uma dobra da cáustica, duas imagens tenderão a se fundir em uma imagem com forma de arco. Para fontes próximas às cúspides, três imagens se fundirão, resultando nos maiores arcos formados (arcos gigantes).

Uma observação importante é que a nomenclatura radial e tangencial é dada a partir de modelos de massa com simetria circular. Entretanto, se a lente possuir uma distribuição superficial de massa aproximadamente circular, os autovalores do tensor de magnificação  $\mu_r$  e

---

<sup>4</sup>Magnificações infinitas claramente não são fenômenos físicos. Todas as fontes astronômicas possuem tamanho finito que faz com que sua magnificação observada seja finita.

$\mu_t$  ainda correspondem a deformações (esticamentos) próximos da direção radial e tangencial, respectivamente. Em particular, para fontes infinitesimais circulares, a imagem produzida terá uma razão comprimento-largura dada pela razão entre as magnificações:  $L/W = \mu_t/\mu_r$ .

### 1.3.4 Modelos de lentes simples

A equação da lente descreve o mapeamento de  $\boldsymbol{\theta}$  em  $\boldsymbol{\beta}$ , do plano da lente para o plano da fonte. Para uma dada distribuição  $\Sigma(\boldsymbol{\xi})$ , este mapeamento pode, em princípio, ser calculado. Porém, como o mapeamento é não-linear, a inversão da equação da lente pode ser feita analiticamente somente para alguns modelos de massa simples para as lentes. A seguir alguns modelos simples de lentes são descritos e suas principais características são apresentadas. Serão discutidos os modelos de lente pontual, de esfera isotérmica singular, que é útil para modelar galáxias e o modelo de Navarro-Frenk-Withe (NFW), que é útil para descrever grupos e aglomerados de galáxias.

#### Lente pontual

O exemplo mais simples de lenteamento gravitacional corresponde ao desvio da luz por uma massa pontual. Nesse caso, a equação da lente pode ser resolvida analiticamente, ou seja, para cada posição da fonte  $\boldsymbol{\beta}$  as correspondentes posições das imagens  $\boldsymbol{\theta}_i$  podem ser determinadas.

Considere uma massa pontual  $M$  localizada na origem do plano da lente. Utilizando a equação 1.8 com  $\Sigma(\boldsymbol{\xi}) = M\delta_D(\boldsymbol{\xi})$ , podemos escrever o ângulo de deflexão como

$$\hat{\boldsymbol{\alpha}} = \frac{4GM}{c^2} \frac{\boldsymbol{\xi}}{|\boldsymbol{\xi}|^2}. \quad (1.18)$$

Utilizando a expressão acima e a equação 1.4, a equação da lente 1.5 se torna

$$\boldsymbol{\beta} = \boldsymbol{\theta} - \frac{4GMD_{LF}}{c^2 D_L D_F} \frac{\boldsymbol{\theta}}{|\boldsymbol{\theta}|^2} = \boldsymbol{\theta} - \theta_E^2 \frac{\boldsymbol{\theta}}{|\boldsymbol{\theta}|^2}, \quad (1.19)$$

onde o raio angular  $\theta_E = \sqrt{\frac{4GM}{c^2} \frac{D_L D_F}{D_{LF}}}$  é chamado de *raio de Einstein*.

Esta equação é uma equação quadrática em  $\boldsymbol{\theta}$ , cujas soluções são

$$\boldsymbol{\theta} = \frac{|\boldsymbol{\beta}| \pm \sqrt{4\theta_E^2 + |\boldsymbol{\beta}|^2}}{2} \frac{\boldsymbol{\beta}}{|\boldsymbol{\beta}|} \quad (1.20)$$

Isto mostra que para cada posição da fonte  $\boldsymbol{\beta}$  há duas imagens. Além disso, se  $\boldsymbol{\beta} = 0$ , de forma que a fonte esteja posicionada exatamente atrás da lente, o círculo  $|\boldsymbol{\theta}| = \theta_E$  é uma



solução da equação da lente. Nesse caso, fonte, lente e observador definem um plano e o problema é axialmente simétrico. A imagem circular produzida é chamada *anel de Einstein*.

Calculando a matriz Jacobiana da transformação tem-se que:

$$\det \mathcal{A} = 1 - \frac{1}{(\theta/\theta_E)^4}, \quad (1.21)$$

e, de acordo com a equação 1.17, a magnificação é dada por

$$\mu = \left(1 - \frac{1}{(\theta/\theta_E)^4}\right)^{-1}. \quad (1.22)$$

De acordo com a equação 1.20, a imagem “+” terá  $\theta_+ \geq \theta_E$  e, conseqüentemente,  $\mu(\theta_+) \equiv \mu_+ \geq 1$  para toda a posição de fonte  $\beta = |\beta|$ . Por outro lado, a imagem “-” poderá ter magnificação maior ou menor do que a unidade, de acordo com a posição da fonte  $\beta$ . Para  $\beta \gg \theta_E$ , tem-se que  $\mu(\theta_+) \gtrsim 1$  e  $\mu(\theta_-) \sim 0$ , o que leva a concluir que se a fonte e lente não estiverem bem alinhadas, a imagem primária tem magnificação próxima à unidade enquanto que a imagem secundária é muito demagnificada. Situações como esta são de pouca relevância, já que a imagem observada tem aproximadamente o mesmo fluxo da fonte não lenteada. Nos casos relevantes, a separação entre as duas imagens é  $\Delta\theta = |\theta_+ - \theta_-| \gtrsim 2\theta_E$  (desde que  $|\beta| \lesssim \theta_E$ ).

Os autovalores da matriz de magnificação para este caso são

$$\mu_t = \left(1 - \frac{1}{(\theta/\theta_E)^2}\right)^{-1}, \quad (1.23)$$

$$\mu_r = \left(1 + \frac{1}{(\theta/\theta_E)^2}\right)^{-1}. \quad (1.24)$$

No caso de  $\theta \rightarrow \theta_E$ , a magnificação na direção tangencial ( $\mu_t$ ) diverge, enquanto que a na direção radial ela permanece finita ( $\mu_r$ ). Ou seja, é como se a imagem fosse esticada infinitamente na direção tangencial, formando o anel de Einstein.

### Esfera isotérmica singular

O modelo da Esfera Isotérmica Singular (EIS) é um modelo de simetria axial amplamente utilizado, pois pode ser aplicado, ao menos como uma primeira aproximação, para descrever as propriedades de lenteamento de galáxias e aglomerados de galáxias. O perfil de densidade desse modelo é obtido assumindo que o conteúdo de matéria da lente se comporta como um gás ideal em equilíbrio térmico e hidrostático confinado por um potencial

esfericamente simétrico. Desta forma, a distribuição de densidades é descrita como

$$\rho(r) = \frac{\sigma_v^2}{2\pi Gr^2}, \quad (1.25)$$

onde  $\sigma_v$  é a dispersão de velocidades das partículas do gás e  $r$  é a distância ao centro da esfera.

Dada a simetria axial do modelo, tem-se que  $\Sigma(\boldsymbol{\xi}) = \Sigma(\xi)$ , onde  $\xi = |\boldsymbol{\xi}|$  denota a distância de um ponto ao centro da lente. Neste caso, o ângulo de deflexão é dirigido radialmente para dentro e obtém-se que

$$\hat{\alpha} = \frac{4GM(\xi)}{c^2\xi}, \quad (1.26)$$

onde  $M$  é a massa dentro do raio  $\xi$ .

Projetando a densidade tridimensional, dada por 1.25, ao longo da linha de visada, obtém-se a densidade superficial

$$\Sigma(\xi) = \frac{\sigma_v^2}{2\pi G} \int_{-\infty}^{\infty} \frac{dz}{\sqrt{\xi^2 + z^2}} = \frac{\sigma_v^2}{2\pi G\xi}. \quad (1.27)$$

Note que este perfil de densidade possui uma singularidade em  $\xi = 0$  (daí a origem da palavra *singular* no nome do modelo). Todavia, este modelo é utilizado para descrever a distribuição de matéria de galáxias, em especial de galáxias espirais, uma vez que ele consegue reproduzir suas curvas de rotação.

A massa projetada  $M(\xi)$  dentro do raio  $\xi$  é dada por

$$M(\xi) = 2\pi \int_0^\xi \Sigma(\xi')\xi' d\xi' = \frac{\pi\sigma_v^2}{G}\xi, \quad (1.28)$$

que leva a um ângulo de deflexão (equação 1.26)

$$\hat{\alpha} = \frac{4\pi\sigma_v^2}{c^2}. \quad (1.29)$$

Utilizando a expressão 1.4, o ângulo de deflexão reduzido é

$$\alpha = 4\pi \left(\frac{\sigma_v}{c}\right)^2 \left(\frac{D_{LF}}{D_F}\right) \equiv \theta_E. \quad (1.30)$$

Portanto, o ângulo de deflexão para este modelo é uma constante e é igual a  $\theta_E$ , que é chamado *ângulo de Einstein* da Esfera Isotérmica Singular. Este ângulo depende de  $\sigma_v$  e das distâncias entre fonte e lente. Desta forma, a equação da lente para este modelo é

$$\beta = \theta - \theta_E \frac{\theta}{|\theta|}. \quad (1.31)$$

Assumindo que  $\beta \geq 0$ , para  $\beta < \theta$  há duas imagens, uma em  $\theta_+ = \beta + \theta_E$  e outra em  $\theta_- = \beta - \theta_E$ , ou seja, em lados opostos ao centro da lente e com separação  $\Delta\theta = 2\theta_E$ . Para  $\beta > \theta_E$ , há somente uma imagem, em  $\theta_+$ .

Calculando a matriz Jacobiana desta transformação obtém-se que

$$\mu = \frac{|\theta/\theta_E|}{|\theta/\theta_E| - 1}. \quad (1.32)$$

Da última equação observa-se que, como  $\theta_+ > \theta_E$ , a imagem primária tem  $\mu_+ > 1$ , enquanto que a imagem secundária, com  $|\mu_-| < 1$  pode ser muito demagnificada se  $\theta_- \rightarrow 0$  (ou, equivalentemente, se  $\beta \rightarrow \theta_E$ ). Se  $\beta = 0$ , a imagem da fonte será um anel de raio  $\theta = \theta_E$  (anel de Einstein).

Os autovalores da matriz Jacobiana são dados por

$$\lambda_t = \frac{|\theta/\theta_E|}{|\theta/\theta_E| - 1}, \quad (1.33)$$

$$\lambda_r = 1, \quad (1.34)$$

o que mostra que as imagens das fontes lenteadas não sofrerão distorção ao longo da direção radial e que não há curva crítica e cáustica radiais para o modelo da EIS. Como o  $\det A$  para este modelo se anula somente em  $\theta = \theta_E$ , a EIS possui somente uma curva crítica, a curva crítica radial.

## Modelo de Navarro-Frenk-White

Para modelar o lenteamento gravitacional por aglomerados de galáxias é necessário utilizar modelos mais realistas do que os modelos de lentes apresentados anteriormente. Um modelo muito utilizado é o modelo de Navarro-Frenk-White (NFW, [Navarro et al., 1996, 1997](#)), que é obtido a partir de análise de simulações de N-corpos de matéria escura. Através destas simulações os autores encontraram que o perfil de densidade dos aglomerados pode ser descrito pela seguinte função radial

$$\rho(r) = \frac{\rho_s}{(r/r_s)(1 + r/r_s)^2}, \quad (1.35)$$

onde  $r_s$  e  $\rho_s$  são a escala e a densidade característica dos halos de matéria escura. Observe que para regiões próximas ao centro do aglomerado ( $r/r_s \ll 1$ ) o perfil é proporcional a  $r^{-1}$ , enquanto que para regiões mais afastadas do centro a densidade cai mais rapidamente, pois o perfil é proporcional a  $r^{-3}$ . Isso mostra que o perfil de NFW é mais suave do que a EIS próximo ao centro do aglomerado e mais abrupto do que a EIS nas regiões distantes do centro.

A massa dentro de uma região de raio  $r$  é dada por

$$M(r) = \int_0^r 4\pi r'^2 \rho(r') dr' = \frac{4\pi\rho_s r^3}{C^3} \left[ \ln(1+C) - \frac{C}{1+C} \right], \quad (1.36)$$

onde

$$C \equiv \frac{r}{r_s}, \quad (1.37)$$

é chamado de *parâmetro de concentração*. Observe que a massa do aglomerado diverge para  $r \rightarrow \infty$ . Entretanto, é possível definir um “raio do aglomerado”,  $r = r_\Delta$ , como sendo um raio tal que a densidade da região que ele engloba seja  $\Delta$  vezes maior do que uma determinada densidade de referência,  $\rho_{ref}$ . A densidade  $\rho_{ref}$  pode ser a densidade crítica ( $\rho_{crit}$ ), média total ( $\bar{\rho}$ ) ou de massa ( $\rho_m$ ) do Universo e uma escolha usual para o valor do contraste  $\Delta$  é 200.

Utilizando a definição de  $r_\Delta$ , a densidade característica do aglomerado de acordo com este modelo é

$$\rho_s = \frac{\Delta\rho_{ref}}{3} \frac{C^3}{\left[ \ln(1+C) - \frac{C}{1+C} \right]}, \quad (1.38)$$

e a expressão para a escala radial  $r_s$  é dada por

$$r_s = \frac{r_\Delta}{C} = \frac{1}{C} \left( \frac{3M_\Delta}{4\pi\Delta\rho_{ref}} \right)^{1/3}. \quad (1.39)$$

Determinando-se a matriz Jacobiana para a transformação deste modelo, pode-se mostrar que há duas curvas críticas, uma curva tangencial (externa) e uma curva radial (interna). Portanto, é de se esperar que as imagens de fontes lenticadas pelo modelo NFW sejam distorcidas em ambas direções tangencial e radial, ao contrário do que ocorre no modelo da EIS. Desta forma, o modelo de NFW pode produzir arcos tangenciais e radiais, apesar da sua singularidade central (Bartelmann, 1996).

## 1.4 Arcos gravitacionais em aglomerados de galáxias

Aglomerados de galáxias são as maiores e mais massivas estruturas em equilíbrio dinâmico (ou próximo dele) do Universo. Devido ao seu forte potencial gravitacional, eles atuam como lentes gravitacionais relativamente eficientes, distorcendo e magnificando a luz de galáxias distantes.

Através de medidas de propriedades dos arcos gravitacionais, imagens distorcidas e magnificadas de galáxias de fundo, é possível extrair informações importantes sobre os aglomerados que atuaram como lentes, bem como sobre as galáxias de fundo lenticadas. Por exemplo, o efeito de magnificação permite detectar galáxias a alto desvio para o vermelho (as quais exigiriam maior tempo de integração ou capacidade de coleta sem o efeito) e, por

vezes, fornece resolução necessária para estudar as subestruturas destes objetos em detalhe. Com isto é possível estudar as propriedades da população de galáxias lenticadas e investigar a evolução e distribuição das galáxias distantes. Além disso, a multiplicidade e as formas de arcos gravitacionais em torno de aglomerados permitem o modelamento da distribuição de matéria da lente. Conhecidos os desvios para o vermelho da lente e fonte, é também possível estimar a massa total da lente na região interna aos arcos. Esta estimativa de massa inclui tanto a componente bariônica quanto escura. Já estudos estatísticos sobre o número de arcos em função do desvio para o vermelho impõem vínculos ao processo de formação de estruturas e acúmulo de matéria nos aglomerados, o que por seu turno, tem implicações cosmológicas, via modelos de formação de estruturas.

Como as ferramentas desenvolvidas neste trabalho têm como objetivo final facilitar a detecção e extração das propriedades dos arcos de forma a que estes sejam utilizados em estudos de modelamento dos aglomerados e estudo de estatística de arcos, nesta seção apresentaremos uma breve revisão de estudos de arcos gravitacionais em aglomerados de galáxias feitos com a utilização de dados observacionais.

### 1.4.1 Identificação de arcos e buscas sistemáticas

Desde a descoberta do primeiro sistema de arcos gravitacionais em 1986, uma grande quantidade de tempo de telescópio tem sido dedicada à procura e estudo de arcos gravitacionais em aglomerados de galáxias.

Devido à raridade destes eventos, a maioria das observações se dá através de sondagens específicas para a busca sistemática de arcos. A forte dependência do lenteamento com a densidade de massa nas regiões centrais dos aglomerados faz com que a busca de arcos se concentre em aglomerados mais ricos e massivos, selecionados com base na contagem de galáxias ou emissão em raio-X, o que envia as amostras para aglomerados densos, ricos no óptico e com forte emissão em raio-X.

Várias sondagens fotométricas foram feitas por diversos autores, utilizando diferentes critérios de seleção das amostras de aglomerados de galáxias. Por exemplo, a primeira sondagem homogênea de arcos foi realizada por [Smail et al. \(1991\)](#), que observaram 19 aglomerados ricos na banda  $V$  e identificaram 20 candidatos a arco. [Luppino et al. \(1999\)](#) realizaram busca sistemática de arcos em imagens de uma amostra de aglomerados de galáxias (com  $z > 0,15$ ) selecionados com base na suas emissões em raios-X ( $L_X > 2 \times 10^{44}$  erg s $^{-1}$ ) a partir do Einstein Observatory Extended Medium Sensitivity Survey (EMSS), seguindo a sondagem anterior de [Le Fevre et al. \(1994\)](#). Luppino et al. encontraram que 8 dos 38 aglomerados apresentava arcos com uma separação angular maior do que  $10''$  com relação às galáxias mais brilhantes do aglomerado (BCG). [Estrada et al. \(2007\)](#) procuraram por arcos na amostra de aglomerados de galáxias do Sloan Digital Sky Survey (SDSS), porém, nenhum

arco foi encontrado. Hennawi et al. (2008) realizaram buscas em imagens mais profundas (obtidas com o telescópio Wisconsin Indiana Yale NOAO - WIYN) dos aglomerados mais ricos selecionados a partir desta amostra do SDSS. Já Gladders et al. (2003) e Horesh et al. (2010) procuraram imagens múltiplas no Red-Sequence Cluster Survey (RCS) e Cabanac et al. (2007) na amostra de aglomerados do Canada France Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS). Cabanac et al. encontraram 40 candidatos a lentes fortes em uma área efetiva de  $28^{\circ 2}$ . Também foram conduzidas busca de arcos no Massive Cluster Survey (MACS, Ebeling et al., 2001) e no Las Campanas Distant Cluster Survey (LCDCS, Zaritsky & Gonzalez, 2003). Nesta última, Zaritsky & Gonzalez encontraram dois arcos em imagens profundas ( $R < 21.5$ ) de 44 aglomerados no intervalo de desvio para o vermelho  $0,5 < z < 0,7$ . A área efetiva desta sondagem foi de  $69^{\circ 2}$ . Mais recentemente, Kaush et al. (Kausch et al., 2010) procuraram arcos em uma amostra, chamada Arcraider, de aglomerados de galáxias selecionados por critérios na emissão em raios-X no ROSAT Bright Survey (RBS) e imageados com telescópios do European Southern Observatory (ESO).

Embora muitos arcos tenham sido descobertos em imagens de sondagens baseadas em solo, a ótima qualidade de imagens do HST permitiu a detecção de arcos muito mais fracos. Sand et al. (2005) exploraram este fato e realizaram uma busca sistemática de arcos em 128 aglomerados de galáxias presentes no arquivo do Wide Field and Planetary Camera 2 do HST. Eles encontraram 12 candidatos a arco radial e 104 candidatos a arco tangencial com razão comprimento-largura maior do que 7.

Todas estas buscas sistemáticas de arcos, que cobriram uma grande área do céu com imageamento profundo o suficiente e em diferentes comprimentos de onda, resultaram na descoberta de dezenas de sistemas de lentes em escala de aglomerados de galáxias. No futuro próximo Egami et al. (Egami et al., 2010) conduzirão uma sondagem de 40 aglomerados de galáxias massivos, selecionados como os mais luminosos em raio-X de uma amostra do ROSAT, com o Herschel no infravermelho e em comprimentos de onda submilimétricos.

Neste escopo de busca de arcos, ressaltamos que, além do envolvimento com o DES, participamos ativamente de dois projetos observacionais com este fim. O primeiro projeto é o SOAR Gravitational Arc Survey, que será apresentado e discutido em detalhes no capítulo 4, onde buscamos por sistemas de lentes em imagens de 47 aglomerados observados com o telescópio SOAR e encontramos 16 candidatos a arco em torno de 8 deles. O segundo projeto é o chamado CFHT Stripe 82 Survey (CS82), uma colaboração entre grupos de pesquisa franceses, canadenses e brasileiros, que mapeou uma área de  $170^{\circ 2}$  na faixa equatorial 82 do SDSS, na banda  $i$  com magnitude limite de cerca de 23,5 e *seeing* médio de  $0,6''$ . O nosso grupo participou ativamente na busca de arcos nesse projeto, encontrando algumas dezenas de candidatos a arco, entre os quais três são arcos gigantes.

O desenvolvimento das sondagens descritas acima e o advento de sondagens de grande área de cobertura levou à automatização do processo de detecção de arcos, pois buscas visuais são subjetivas e dispendem muito tempo. Assim, alguns algoritmos capazes de detectar

objetos alongados e curvados em imagens astronômicas foram propostos nos últimos anos (Lenzen et al., 2004; Horesh et al., 2005; Seidel & Bartelmann, 2007; Estrada et al., 2007; More et al., 2012). A utilização destes algoritmos permite criar amostras de arcos inequívocas e com propriedades bem definidas, o que pode ser muito útil, por exemplo, para estudos de estatística de arcos. Entretanto, detecções espúrias podem contaminar as amostras de arcos, fazendo com que uma inspeção visual nos candidatos a arco detectados geralmente seja necessária. A ausência de estudos quantificando a pureza e completeza das amostras de arcos produzidas de maneira automatizada motivou nosso grupo a realizar um trabalho de comparação entre 4 diferentes algoritmos de detecção automática de arcos. O objetivo deste trabalho é aplicar os diferentes métodos a uma mesma amostra de arcos simulados com o PAINTARCS e construir uma função de seleção para cada método, investigando seus pontos fortes e fracos em um espaço de parâmetros que caracteriza esses arcos. Este trabalho está em fase de conclusão e seus resultados possibilitarão a melhoria dos métodos e a escolha do método (ou mesmo combinação de métodos) a ser utilizada por nosso grupo para a compilação da amostra de arcos gravitacionais do DES.

## 1.4.2 Modelamento das lentes

Da lei de deflexão da luz, vemos que a observação de imagens múltiplas permite uma estimativa da massa da lente na região interna aos arcos<sup>5</sup>. Para casos com simetria circular, a massa dentro do raio de Einstein ( $\theta_E$ ) é dada por

$$M(\theta < \theta_E) = \pi \Sigma_{crit} D_L^2 \theta_E^2, \quad (1.40)$$

onde  $D_L$  é a distância da lente e  $\theta_E$  pode ser aproximado pelo raio de um arco tangencial  $\theta_{arco}$ .

Enquanto a suposição de simetria axial fornece uma estimativa grosseira da massa nas regiões centrais dos aglomerados, modelamento mais detalhado, incluindo outros observáveis, pode fornecer medidas de massa mais precisas e reproduzir as configurações e posições das imagens observadas. Os observáveis relevantes para o modelamento das lentes e reconstrução da massa são a posição dos arcos com relação ao centro do aglomerado, o número e as características das imagens de fusão, que dão a posição da linha crítica, o comprimento, a largura, orientação, raio de curvatura e desvio para o vermelho dos arcos.

Em geral o modelamento da lente é feito com a utilização de modelos paramétricos, onde a distribuição de massa é descrita pela soma de componentes, que podem ser de pequena escala (galáxias) e grande escala (halo de matéria escura e gás intra-aglomerado), cada

---

<sup>5</sup>Mais precisamente, a massa dentro de um cilindro com diâmetro igual à separação entre os arcos que contém toda a distribuição de matéria na linha de visada entre a fonte o observador, mas que é dominado pela massa da lente.

qual descrito por um número finito de parâmetros associados a um modelo escolhido. Por exemplo, [Kneib et al. \(1993\)](#) utilizaram um modelo bimodal elíptico para modelar a distribuição de matéria escura no aglomerado Abell 370. Nessa abordagem paramétrica, modelos mais simples, como a EIS e NFW descritos anteriormente, são utilizados quando há poucos vínculos observacionais disponíveis para o modelamento.

Descrições mais precisas da distribuição de massa no centro de aglomerados através de modelos paramétricos mais complexos puderam ser feitas com a utilização de imagens profundas do HST, onde um grande número de imagens múltiplas pode ser observado, aumentando o número de vínculos observacionais disponíveis para o modelamento. Exemplos de mapeamentos precisos da distribuição de massa de aglomerados são apresentados em [Kneib et al. \(1996\)](#), para o aglomerado Abell 2218, e em [Coe et al. \(2010\)](#), para o aglomerado Abell 1689.

Nas descrições parametrizadas, geralmente os parâmetros do modelo são encontrados através de métodos de inferência estatística. Neste aspecto, um dos métodos mais utilizados para realizar o modelamento das lentes é o chamado LENSTOOL<sup>6</sup> ([Jullo et al., 2007](#)). Este *software* explora o espaço de parâmetros do modelo utilizado para descrever a lente, buscando os parâmetros que melhor reproduzem a configuração observada de imagens múltiplas, dadas as incertezas fornecidas.

Nos casos em que são detectados arcos radiais, a curva crítica radial pode ser determinada e a densidade superficial de massa nas regiões bem próximas do centro do aglomerado, onde estes arcos são encontrados, também pode ser estudada. Assim, arcos radiais têm sido utilizados para investigar a inclinação do perfil de densidade do halo de matéria escura nas regiões mais internas de aglomerados ([Sand et al., 2008](#); [Newman et al., 2011](#)).

O aumento do número de vínculos observacionais disponíveis a partir de imagens profundas do HST e de telescópios em solo maiores também permitiu o desenvolvimento de métodos de reconstrução de massa não paramétricas ([Suyu et al., 2006](#)). Nestes métodos, a distribuição de massa ou o potencial da lente são reconstruídos como um mapa definido em uma grade de pequenos elementos de massa, por vezes referidos como pixels. A vantagem deste método está no grande número de parâmetros que podem ser ajustados, o que pode ser muito útil para modelar distribuições de massa complexas, como a do aglomerado da Bala ([Bradač et al., 2005](#)).

### 1.4.3 Estatística de arcos

A formação de arcos gigantes depende criticamente da abundância e dos perfis de densidades dos aglomerados, bem como da população de fontes a altos desvio para o vermelho. Como a abundância de aglomerados é sensível à história de expansão do Universo e à taxa

---

<sup>6</sup><http://www.oamp.fr/cosmology/lenstool/>



de crescimento de estruturas, a estatística de arcos é útil para impor vínculos aos parâmetros de modelos cosmológicos e de formação de estruturas.

Simulações numéricas foram realizadas para quantificar a probabilidade de arcos gigantes serem formados em diferentes cosmologias e seus resultados foram comparados com o número de arcos observados. [Bartelmann et al. \(1998\)](#) foram os primeiros a notar que o número de arcos gigantes previsto pelo modelo  $\Lambda$ CDM é uma ordem de grandeza menor do que o número observado. Estudos subsequentes confirmaram este resultado ([Gladders et al., 2003](#); [Zaritsky & Gonzalez, 2003](#)), sugerindo que ou o modelo padrão da cosmologia é inconsistente com a abundância de arcos observada ou elementos importantes da física de aglomerados e população de fontes não foram levados em conta apropriadamente nas simulações. Assim, uma variedade de fatores foi proposta para solucionar esta discrepância entre modelo/simulações e observações. Entre as alternativas propostas está a inclusão da contribuição de subestruturas e das galáxias centrais do aglomerado para a seção de choque para a formação de arcos ([Meneghetti et al., 2000](#)), utilização de modelos triaxiais para os halos de matéria escura ([Oguri et al., 2003](#)). Nenhuma destas alternativas, entretanto, resolve o “problema dos arcos gigantes”. Por outro lado, [Horesh et al. \(2005\)](#), levando em conta uma população realística de fontes e efeitos observacionais nas simulações, e [Bayliss et al. \(2011\)](#), utilizando uma distribuição de desvios para o vermelho de fontes obtida a partir de análise de arcos gigantes encontrados no SDSS, argumentam que os aglomerados previstos pelo modelo  $\Lambda$ CDM possuem a mesma eficiência de produção de arcos que os aglomerados observados.

Entretanto, ainda permanecem questões sobre a dependência da abundância de arcos com o desvio para o vermelho do aglomerado. Estas questões motivaram a criação do SOGRAS, sondagem que será apresentada no capítulo 4.

## 1.5 Lenteamento gravitacional forte no Dark Energy Survey

Como boa parte das ferramentas apresentadas neste trabalho teve seu desenvolvimento voltado para o projeto Dark Energy Survey, faremos nessa seção uma breve introdução do projeto.

O projeto DES é uma colaboração de diversas instituições dos Estados Unidos, Espanha, Inglaterra, Brasil e Alemanha, que tem por objetivo sondar a natureza da energia escura. Para alcançar este objetivo, uma câmera de 570 megapixels, altamente sensível no vermelho, foi instalada no telescópio Blanco (4m), no Cerro Tololo International Observatory (CTIO, Chile). O DES coletará dados durante 5 anos, a partir do final de 2012, utilizando 30% do tempo do Blanco. O que torna o DES um projeto de fronteira é o fato de mapear

uma grande área do céu ( $5000^{\circ 2}$ , ou seja, aproximadamente  $1/8$  da esfera celeste), em cinco bandas ( $g$ ,  $r$ ,  $i$ ,  $z$  e  $Y$ ) e com uma profundidade inédita para um levantamento desta cobertura ( $g = 24,6$ ,  $r = 24,1$ ,  $i = 24,4$ ,  $z = 23,8$  e  $Y = 21,3$ ). Tudo isso resultará numa enorme quantidade de dados da ordem de petabytes (aproximadamente 1,8 terabytes por noite de observação). Após os 5 anos de operação, o DES terá deixado para a comunidade astronômica um legado constituído de imagens de excelente qualidade (*seeing* mediano de cerca de  $0,8''$ ) com fotometria uniforme e magnitudes calibradas com 1% de precisão, além de catálogos com todo tipo de objetos, desde estrelas, quasares e supernovas a galáxias e aglomerados de galáxias, que poderão ser utilizados pela comunidade para diversos estudos. A câmera instalada pelo DES no telescópio Blanco poderá ser utilizada pela comunidade durante e após o levantamento.

A participação do Brasil no DES se dá através de um consórcio de pesquisadores ligados a diversas instituições brasileiras, incluindo a UFRGS, denominado DES-Brazil. A contribuição do DES-Brazil no DES pode ser dividida em três partes: contribuições em infraestrutura, financeira e em ciência. A contribuição em infraestrutura consiste no desenvolvimento de dois *softwares*, um de validação dos dados quando adquiridos pela câmera (Quick Reduce) e outro de redução dos dados de um levantamento em operação que servirá para a calibração do DES (PreCam), além do desenvolvimento de um portal científico, cuja função é reunir e disponibilizar, em um só local, vários conjuntos de dados do projeto e códigos de análises dos dados, provendo meios de serem executados e concatenados dentro desta infraestrutura, mantendo os resultados das análises e o histórico do que foi feito.

A contribuição científica se dá através de grupos de trabalho, divididos por área, cobrindo um amplo espectro da ciência que poderá ser realizada com os dados do DES. São ao todo 11 grupos de trabalho científico: estrutura em grande escala, aglomerados de galáxias, supernovas, lenteamento gravitacional fraco, teoria, lenteamento gravitacional forte, simulações, quasares, desvio para o vermelho fotométrico, evolução de galáxias e Via Láctea. Em particular, os grupos de estrutura em grande escala, aglomerados de galáxias, supernovas e lenteamento gravitacional fraco têm como foco principal determinar o parâmetro  $w$  da equação de estado da energia escura de maneiras independentes e complementares.

Embora o efeito de lenteamento gravitacional forte não seja o foco principal do DES, este será o maior levantamento de arcos gravitacionais de sua época. Extrapolando o número de arcos obtidos pelo CFHTLS (Cabanac et al., 2007) e pelo RCS (Gladders et al., 2003; Horesh et al., 2005) e levando em conta a área e profundidade dos levantamentos, estima-se (Allam et al., 2009) que serão observados em torno de 3000 arcos com o DES, sendo que um terço destes terão razão comprimento-largura alta, da ordem 5 ou mais, o que facilita sua identificação. Essa amostra permitirá pela primeira vez analisar estatisticamente as propriedades dos arcos e chegar a conclusões com alta confiabilidade estatística. Para abordar o desafio de obter a ciência desta significativa amostra de arcos foi criado o grupo de

lenteamento forte, liderado conjuntamente por Elizabeth Buckley-Geer (Fermilab) e Martín Makler (CBPF).

Este grupo, do qual fazemos parte, vem desenvolvendo uma série de ferramentas para análise do efeito de lenteamento forte. Mais especificamente, além das ferramentas que serão apresentadas neste trabalho, o grupo de lenteamento forte do DES tem desenvolvido outros códigos de simulação e medidas de arcos gravitacionais. Por exemplo, o código ADDARCS (ver seções 2.1 e 2.5.1) simula de forma realista arcos gravitacionais e os adiciona a imagens. Todos os códigos em desenvolvimento pelo grupo estão abrigados em um repositório (no portal científico) e possuem uma estrutura de documentação padrão. Além disso, um sistema de controle de versão dos códigos é utilizado. Muitas das ferramentas desenvolvidas estão sendo compiladas em forma de biblioteca, chamada SLtools, a qual será disponibilizada para o público em breve.

No projeto DES foram geradas, com intervalos de aproximadamente um ano, imagens simuladas com o máximo de semelhança possível com as que serão obtidas pelo levantamento. Essas imagens levam em conta os efeitos de atmosfera, do instrumento e dos detectores, além dos filtros a serem utilizados pelo DES e os tempos de exposição. Estas simulações são úteis para testar todo o sistema de processamento de dados (redução, calibração, coadição das imagens, identificação de objetos e armazenamento) e para o desenvolvimento dos códigos de análise científica, que devem ser capazes de reobter os parâmetros fundamentais da simulação, como os do modelo cosmológico e da energia escura. O DES é o primeiro projeto a realizar simulações baseadas em características do levantamento com esse grau de realismo. Cada processo anual de simulação e processamento é chamado de Data Challenge (DC). O último Data Challenge é o DC6, disponibilizado em 2011. Tanto o DC6 quanto o seu antecessor, o DC5 disponibilizado em 2010, incluem a simulação de arcos gravitacionais, adicionados com o auxílio do código ADDARCS e PAINTARCS (veja Capítulo 2).

## 1.6 Estrutura da Tese

Este trabalho está estruturado da seguinte forma. No capítulo 2 definimos o *ArcEclipse*, uma prescrição simples para descrever a forma de arcos gravitacionais, e apresentamos os códigos PAINTARCS e ARCFITTING, que realizam simulação e caracterização de arcos, respectivamente. Os resultados da aplicação do ARCFITTING a amostra de arcos simulados e reais também são apresentados neste capítulo. No capítulo 3 descrevemos a implementação do GALCLEAN, uma ferramenta para pré-processamento de imagens. Também mostramos exemplos de sua aplicação em imagens de diferentes instrumentos e apresentamos os resultados de um estudo sistemático para quantificar sua eficiência e impacto na detectabilidade dos arcos em imagens de aglomerados de galáxias. No capítulo 4 apresentamos a sondagem

---

de arcos gravitacionais SOAR Gravitational Arc Survey e mostramos seus primeiros resultados. As conclusões deste trabalho, bem como suas perspectivas futuras são apresentadas no capítulo [5](#).

# Capítulo 2

## Simulação e modelamento de arcos gravitacionais

### 2.1 Introdução

Apesar do seu grande potencial, os arcos gravitacionais são objetos muito raros e até hoje foram detectados algumas centenas destes objetos (ex: [Luppino et al., 1999](#); [Zaritsky & Gonzalez, 2003](#); [Gladders et al., 2003](#); [Cabanac et al., 2007](#)). Com o advento dos levantamentos de grande área de cobertura com *seeing* menores que 1", como o DES, este número pode chegar a ordem de milhares nos próximos anos, possibilitando assim estudos estatísticos utilizando arcos gravitacionais. Entretanto, devido a suas grandes áreas, é praticamente impossível realizar inspeção visual para procurar por estes objetos nesses levantamentos. Portanto, algoritmos de detecção automática de arcos gravitacionais se fazem extremamente necessários.

Atualmente não existe nenhum algoritmo padrão para a detecção automática de arcos gravitacionais em imagens, embora algumas propostas tenham sido apresentadas na literatura ([Lenzen et al., 2004](#); [Horesh et al., 2005](#); [Alard, 2006](#); [Estrada et al., 2007](#); [Seidel & Bartelmann, 2007](#)). Além disso, estes algoritmos de busca automática de arcos não estão devidamente caracterizados, nem possuem eficiência e contaminação determinadas. Estas quantidades poderiam ser facilmente determinadas se houvesse uma amostra de imagens com arcos simulados, que serviria como tabela verdade para estes estudos.

Simulações de arcos em imagens também são necessárias para testar, de forma controlada, vários métodos de medida e caracterização de arcos gravitacionais. Ademais, o algoritmo de pré-processamento de imagens para evidenciar a presença de arcos gravitacionais que será apresentado no capítulo 3, também requer uma amostra de imagens com arcos simulados para o teste de sua eficiência.

Atualmente, a literatura carece de trabalhos relacionados à rápida simulação e caracterização de arcos gravitacionais. Em particular, trabalhos que apresentam métodos de simulações de arcos são em sua maioria baseados em técnicas de *ray-tracing*, onde uma distribuição de fontes e propriedades da lente são dadas. Para a caracterização dos arcos, a prática comum é medir o comprimento  $L$  do arco, sua largura  $W$  e sua distância ao centro da lente. Poucos autores propuseram métodos para medir a forma e orientação dos arcos. [Miralda-Escude \(1993\)](#) foi o primeiro a introduzir a ideia de medir  $L$  através do ajuste de um arco de círculo aos pontos extremos do arco e ao seu ponto central. [Bartelmann & Weiss \(1994\)](#) foram pioneiros na ideia de aproximar arcos gravitacionais por elipses com eixo maior igual ao comprimento. Entretanto, não temos conhecimento de nenhum estudo na literatura que tenha introduzido a distribuição de brilho superficial para a simulação e caracterização de arcos gravitacionais.

Motivados por estas questões, uma parte deste trabalho foi dedicada ao desenvolvimento de um código, chamado PAINTARCS, que simula figuras geométricas que imitam arcos e as adiciona a imagens. Este código utiliza a prescrição do *ArcEllipse*, que é uma expressão analítica obtida a partir da deformação de uma elipse tal que seu eixo maior se torne um segmento de arco de círculo. Utilizamos o *ArcEllipse* em conjunção com um perfil de Sérsic para descrever a distribuição de brilho superficial do arco simulado. O PAINTARCS permite também incluir efeitos da atmosfera e do detector nas imagens simuladas dos arcos.

Nosso grupo já possui um código para realizar simulações de arcos gravitacionais em imagens, chamado ADDARCS ([Ferreira, 2011](#)). Dado um modelo de fonte e um modelo de lente como entrada, este código controla o aplicativo Gravlens ([Keeton, 2011](#)), que realiza os cálculos de lenteamento gravitacional. O ADDARCS foi utilizado para adicionar arcos a imagens das simulações do DES no Data Challenge 5 (DC5) e é descrito em mais detalhes na seção 2.5.1.

Ao contrário do ADDARCS, os arcos gerados com o PAINTARCS são objetos puramente geométricos. Embora não sejam tão realistas quanto os arcos criados com o ADDARCS, estes arcos são ideais para testar de forma controlada algoritmos de busca automática de arcos, de caracterização de arcos e de pré-processamento de imagens para evidenciar sua presença (veja capítulo 3), uma vez que os testes destes algoritmos requerem objetos que possuem a forma de um arco, independentemente de como estes foram gerados.

A principal vantagem do PAINTARCS é a sua flexibilidade, já que ele permite ao usuário controlar todos os parâmetros de entrada e saída do arco que será adicionado à imagem.

Também apresentamos o ARCFITTING, um código que utiliza *ArcEllipse*+Sérsic para modelar e, assim, caracterizar arcos gravitacionais reais. Por essa caracterização entende-se a determinação de seus parâmetros de forma, como razão comprimento-largura ( $L/W$ ), elipticidade e área e de seus parâmetros de brilho, como magnitude e perfil de luminosidade.

Nosso grupo já possui várias ferramentas de medidas da forma do arco implementadas na forma de módulos da biblioteca SLtools. Porém, nenhuma delas leva em conta a distribuição de brilho do arco. Como as medidas de largura e comprimento de um arco não são unívocas e são muito sensíveis ao ruído, intensidade e tamanho da PSF, especialmente a largura (Meneghetti et al., 2008), a inclusão da informação da distribuição de brilho do arco no processo de medida é muito importante.

Uma importante aplicação deste método no contexto da colaboração do DES é que é possível ajustar arcos simulados de forma mais realista com o ADDARCS e recriá-los de forma simples com o PAINTARCS para adição às imagens simuladas dos *Data Challenges*. Este processo foi utilizado para a simulação de arcos do DC6.

As prescrições adotadas neste capítulo para a forma e estrutura dos arcos certamente são uma simplificação de arcos gravitacionais reais, que geralmente são formados pela fusão de imagens múltiplas de uma fonte. Uma situação deste tipo corresponde ao caso de arcos gigantes, formados quando uma fonte está próxima a um cúspide da cáustica. Em especial, quando arcos reais são observados em alta resolução, a forma do *ArcEllipse* acoplada a um perfil de Sérsic não é capaz de descrever suas subestruturas. Nosso objetivo neste capítulo é exatamente quantificar as discrepâncias observadas a partir de um modelo simples e, como resultado, avaliar quais melhorias são mais promissoras e o quanto modelos simples como este podem ser utilizados em experimentos de controle para testar algoritmos de detecção automática de arcos.

Este capítulo está estruturado da forma que segue. Na seção 2.2, apresentamos o modelo de *ArcEllipse*, incluindo a adição de um perfil de brilho superficial e de assimetria. Na seção 2.3 descrevemos em detalhes a implementação do código PAINTARCS, incluindo os diferentes processos utilizados para a criação de uma imagem digitalizada realista de um arco. O código ARCFITTING é apresentado na seção 2.4 e sua aplicação em arcos reais e simulados com o ADDARCS é apresentada na seção 2.5. Finalmente, na seção 2.6 discutimos os resultados obtidos neste capítulo.

## 2.2 *ArcEllipse*

O *ArcEllipse* consiste em uma ideia simples e original para expressar analiticamente a forma de um arco através da distorção de uma elipse tal que seu semi-eixo maior se torne um segmento de arco de círculo. A figura geométrica resultante possui a forma de um arco e pode ser usada para gerar um mapa de brilho superficial que imita um arco gravitacional.

A ideia do *ArcEllipse* surgiu da necessidade de simular arcos em imagens de maneira simples, rápida e flexível, dadas as diversas aplicações das simulações de arcos gravitacionais, conforme descrito anteriormente.

É importante notar que os arcos criados com a expressão analítica do *ArcEllipse* são objetos puramente geométricos e não possuem nenhuma origem gravitacional, no sentido de que não foram gerados utilizando a equação da lente.

A implementação do *ArcEllipse*, que compreende a digitalização do perfil de brilho superficial do arco criado pela sua expressão analítica, é feita pelo PAINTARCS e será descrita na seção 2.3.

A expressão analítica do *ArcEllipse* também será utilizada por um método que ajusta os parâmetros de um arco a partir de uma imagem, chamado ARCFITTING. Este método será descrito no capítulo 2.4.

A seguir, definiremos o *ArcEllipse* e suas propriedades geométricas e também mostraremos como o perfil de brilho superficial do arco criado com o *ArcEllipse* pode ser obtido.

### 2.2.1 Definição e propriedades geométricas

Uma elipse é uma seção cônica que se obtém pela intersecção de uma superfície cônica com um plano que corta todas as diretrizes dessa superfície. A soma das distâncias de cada um dos pontos da elipse a dois pontos fixos (focos da elipse) é constante. Algebricamente, uma elipse é a curva no plano cartesiano definida por uma equação da forma

$$Ax^2 + Bxy + Cy^2 + Dx + Ey + F = 0, \quad (2.1)$$

tal que  $B^2 \leq 4AC$ , onde todos os coeficientes são reais e onde mais de uma solução, definindo um par de pontos  $(x,y)$  na elipse, existe. Quando os eixos da elipse são paralelos aos eixos coordenados e o seu centro está na origem, a equação anterior toma a forma mais simples

$$\left(\frac{x}{a}\right)^2 + \left(\frac{y}{b}\right)^2 = 1, \quad (2.2)$$

onde  $a$  e  $b$  são, respectivamente, os semi-eixos maior e menor.

Em analogia a uma elipse plana, podemos descrever um *ArcEllipse* como um conjunto de pontos cujas distâncias a um ponto na circunferência ao longo da direção tangencial ( $r_c \Delta\theta$ ) e ao longo da direção radial ( $\Delta r$ ) satisfazem

$$\left(\frac{r_c \Delta\theta}{a}\right)^2 + \left(\frac{\Delta r}{b}\right)^2 = 1, \quad (2.3)$$

onde o novo parâmetro  $r_c$  é o raio de curvatura do círculo e, portanto, corresponde ao raio de curvatura do arco. Os parâmetros  $a$  e  $b$  correspondem, respectivamente, aos semi-eixos maior e menor do arco gerado pelo *ArcEllipse*. Esta simples expressão produz uma figura geométrica que tem a forma de um arco, como é mostrado na figura 2.1.



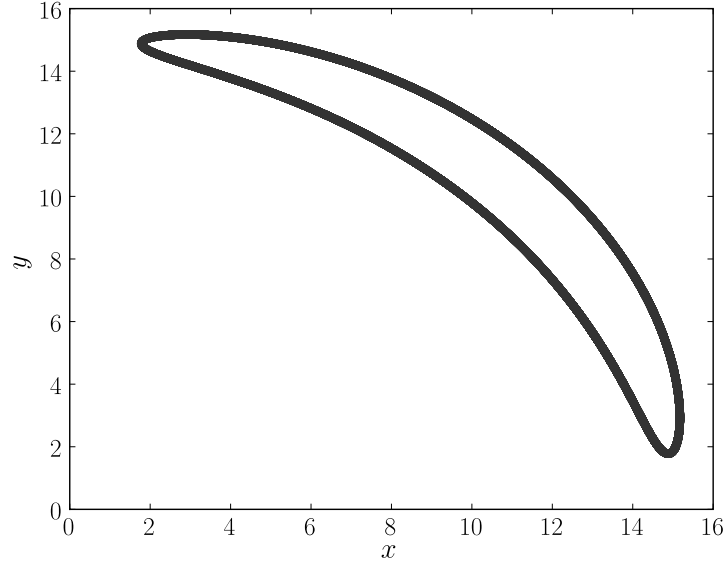


Figura 2.1: Figura geométrica produzida pelo *ArcEllipse* com  $a = 10$ ,  $b = 1$ ,  $r_c = 15$  pixels e  $\theta_0 = \pi/4$ .

Definimos o comprimento de um *ArcEllipse* como o comprimento do segmento de arco entre os dois pontos extremos, onde  $\Delta r = 0$ . Esta definição leva a  $L = 2a$ . A largura em  $\Delta\theta = 0$  define a largura do arco, dada por  $W = 2b$ . Portanto, a razão comprimento-largura é dada simplesmente por  $L/W = a/b$ .

Escolhendo o centro de curvatura (centro do círculo) como o centro do sistema de coordenadas polares, o *ArcEllipse* toma uma forma muito simples. Neste caso  $\Delta r = r - r_c$  e  $\Delta\theta = \theta - \theta_0$ , onde  $\theta_0$  é a orientação do centro do *ArcEllipse*, de tal forma que

$$r_{\pm} = r_c \pm b \sqrt{1 - \left[ \frac{r_c (\theta_0 - \theta)}{a} \right]^2}, \quad (2.4)$$

onde  $r_+$  e  $r_-$  definem os envoltórios externo e interno do *ArcEllipse*, respectivamente.

Portanto, o *ArcEllipse* é definido por quatro parâmetros: o comprimento  $L = 2a$ , a largura  $W = 2b$ , o raio de curvatura  $r_c$  e a orientação  $\theta_0$ . O ponto  $(r_c, \theta_0)$  corresponde às coordenadas polares do centro do arco na imagem.

Na figura 2.1 apresentamos uma figura geométrica produzida pelo *ArcEllipse* através da equação 2.4. Para este caso,  $r_c = 15$ ,  $\theta_0 = \pi/4$ ,  $a = 10$  e  $b = 1$ .

É simples demonstrar que a área do *ArcEllipse* é idêntica à área de uma elipse com semi-eixos equivalentes. A área do *ArcEllipse* é dada por

$$A_{\text{ArcEll}} = \int_{\theta_0 - a/r_c}^{\theta_0 + a/r_c} \int_{r_-(\theta)}^{r_+(\theta)} r \, dr \, d\theta. \quad (2.5)$$

Utilizando a equação 2.4 para  $r_+$  e  $r_-$ , obtemos

$$\begin{aligned}
 A_{\text{ArcEll}} &= \int_{\theta_0 - a/r_c}^{\theta_0 + a/r_c} \frac{r_+(\theta)^2 - r_-(\theta)^2}{2} d\theta = \\
 &= 2b r_c \int_{\theta_0 - a/r_c}^{\theta_0 + a/r_c} \sqrt{1 - \left[ \frac{r_c(\theta - \theta_0)}{a} \right]^2} d\theta = \\
 &= 2b r_c \frac{a\pi}{2r_c} = \pi a b = \frac{\pi L W}{4},
 \end{aligned} \tag{2.6}$$

ou seja, a área do *ArcEllipse* de comprimento  $2a$ , largura  $2b$ , raio de curvatura  $r_c$  e orientação  $\theta_0$  é idêntica à área de uma elipse de semi-eixos  $a$  e  $b$ .

Finalmente, para que o *ArcEllipse* represente um arco, devemos impor alguns limites sobre seus parâmetros. É preciso evitar que a origem do sistema de coordenadas fique dentro da própria figura do arco e também evitar que o arco se feche e se torne um anel. A primeira condição impõe que a metade da largura deve ser menor do que o raio de curvatura do arco, ou seja:

$$b < r_c. \tag{2.7}$$

Já a segunda condição requer que o comprimento do arco seja menor do que a circunferência do círculo sobre o qual a elipse foi distorcida, ou seja,

$$a < \pi r_c, \tag{2.8}$$

para que o arco não se torne um anel.

## 2.2.2 Perfil de brilho superficial do arco

Para criar uma distribuição de brilho superficial com isofotas que possuam a forma do *ArcEllipse*, é preciso simplesmente substituir o argumento do perfil radial pela seguinte função

$$R = \sqrt{\left[ \frac{r_c(\theta - \theta_0)}{a} \right]^2 + \left( \frac{r - r_c}{b} \right)^2}, \tag{2.9}$$

que é constante sobre todos os *ArcEllipses*.

Note que o *ArcEllipse* deve ser centrado na origem do sistema de coordenadas (centro do círculo) e que  $R = 0$  em  $r = r_c$  e  $\theta = \theta_0$ , ou seja, no centro do arco. Note também que a equação 2.9 é adimensional, uma vez que os parâmetros  $a$  e  $b$  estão relacionados com o comprimento e largura do arco. Podemos reescrever esta equação como

$$R = \frac{1}{b} \sqrt{\left[ \frac{r_c(\theta - \theta_0)b}{a} \right]^2 + (r - r_c)^2} \tag{2.10}$$

e, utilizando a definição de elipticidade

$$e = 1 - \frac{b}{a}, \quad (2.11)$$

obtemos

$$R = \frac{1}{b} \sqrt{[r_c (\theta - \theta_0) (1 - e)]^2 + (r - r_c)^2} = \frac{1}{b} R_{prof}. \quad (2.12)$$

Ao criarmos a distribuição de brilho superficial com isofotas da forma de *ArcEllipses*, devemos levar em conta os limites sobre seus parâmetros. Considerando as condições 2.7 e 2.8 e levando em conta que  $a/b = L/W$ , obtemos o seguinte limite

$$\frac{L}{W} < \frac{\pi r_c}{b}. \quad (2.13)$$

### 2.2.3 *ArcEllipse* assimétrico

Como, em geral, arcos gravitacionais são objetos não simétricos, podemos adicionar algum grau de assimetria ao modelo do *ArcEllipse*. A maneira mais simples de implementar isso é considerar dois valores diferentes para o semi-eixo maior,  $a_1$  e  $a_2$ , mas preservando o valor do semi-eixo menor  $b$ . Em outras palavras, equivale a combinar dois *ArcEllipse* com diferentes  $a$  em  $\theta_0$ . Pontos cujo ângulo  $\theta$  é maior do que  $\theta_0$  terão, portanto, elipticidade dada por

$$e_1 = 1 - \frac{b}{a_1}, \quad (2.14)$$

enquanto que pontos cujo ângulo  $\theta$  é menor do que  $\theta_0$  terão

$$e_2 = 1 - \frac{b}{a_2}. \quad (2.15)$$

Na figura 2.2 mostramos um exemplo de *ArcEllipse* assimétrico. Esta figura foi criada com os mesmos valores de  $r_c$  e  $\theta_0$  utilizados para criar o *ArcEllipse* simétrico da figura 2.1. Porém, agora utilizamos  $e_1 = 0,9$ , a mesma elipticidade do *ArcEllipse* simétrico, e  $e_2 = 0,75$ .

## 2.3 PAINTARCS: uma implementação do *ArcEllipse*

O PAINTARCS é um código que consiste na implementação do *ArcEllipse* para simular objetos que possuem a forma de um arco. Ele realiza a digitalização da expressão do perfil de brilho superficial do arco, cujo argumento do perfil radial é dado por 2.10 ou, equivalentemente, por 2.12.

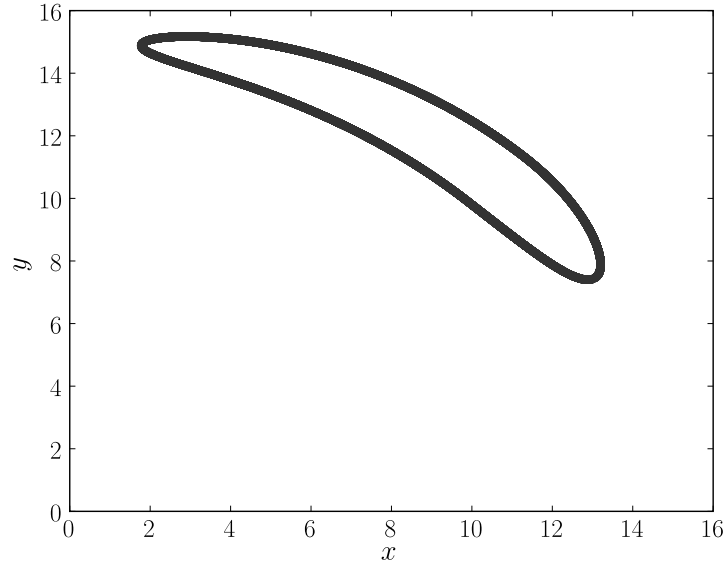


Figura 2.2: Figura geométrica assimétrica produzida pelo *ArcEllipse* com  $e_1 = 0,9$ ,  $e_2 = 0,75$ ,  $r_c = 15$  pixels e  $\theta_0 = \pi/4$ .

Imagens digitais podem ser descritas por matrizes 2D, cujas componentes são chamadas pixels. Para criar uma distribuição discreta em uma grade regular (imagem pixelizada) é conveniente utilizar o sistema de coordenadas Cartesiano, onde  $x$  e  $y$  são obtidos através de

$$r = \sqrt{x^2 + y^2} \quad (2.16)$$

e

$$\theta = \arctan\left(\frac{y}{x}\right). \quad (2.17)$$

O valor de cada pixel representa o sinal integrado dentro deste pixel. Desta forma, distribuir o sinal de um perfil de brilho superficial de um objeto, dado por uma função contínua, sobre uma imagem consiste em encontrar o sinal integrado em cada pixel. Assumindo que os pixels possuem lados  $\delta x$  e  $\delta y$ , o pixel cujo centro corresponde a  $(x_0, y_0)$  terá um sinal

$$S(x_0, y_0) = I(x_0, y_0)\delta x\delta y. \quad (2.18)$$

Entretanto, a equação 2.18 é uma aproximação do sinal, uma vez que a intensidade  $I$  varia dentro do pixel. Portanto, ao digitalizar uma imagem, é preciso estimar o erro resultante desta aproximação.

O PAINTARCS foi implementado de forma modularizada em Python, levando em conta os diferentes processos de criação de uma imagem digitalizada realista. Foram definidos os seguintes módulos:

1. Digitalização do perfil de brilho superficial do arco criado com o *ArcEllipse*;

2. Adição do efeito da atmosfera (*seeing*);
3. Adição do efeito de flutuação Poissônica nas contagens instrumentais.

Após esses processos, o PAINTARCS adiciona o arco simulado a uma imagem de um aglomerado de galáxias. Os parâmetros do arco a ser criado e o nome e local da imagem onde ele será adicionado devem ser indicados em um arquivo de configuração do PAINTARCS. O código ainda possui a opção de ligar ou desligar os processos referentes aos dois últimos itens da lista acima.

Na sua implementação, o PAINTARCS utiliza alguns módulos da biblioteca SLtools<sup>1</sup>, que está sendo desenvolvida pelo grupo de lenteamento gravitacional forte do DES. Esta biblioteca reúne pacotes e funções direcionados para aplicações com lenteamento gravitacional forte, bem como para processamento de imagens e manipulação de catálogos.

Nas seções 2.3.1 e 2.3.2 descreveremos como obter o perfil de brilho superficial para um arco gerado pelo *ArcEllipse*, bem como a forma do perfil escolhido para tal e a estimativa do erro resultante da digitalização deste sinal. Na seção 2.3.3 descrevemos o procedimento adotado para adicionar o efeito da atmosfera à imagem do arco e na seção 2.3.4 descrevemos como o efeito da flutuação Poissônica foi adicionado.

### 2.3.1 Perfil de Sérsic

Para descrever o perfil de brilho superficial do arco gerado pelo *ArcEllipse* escolhemos o perfil de Sérsic (Sersic, 1963, 1968), que representa adequadamente a distribuição de brilho superficial das galáxias elípticas e dos discos das galáxias espirais. Este perfil é usualmente expresso como um perfil de intensidade, dado por

$$I(r) = I_e \exp \left\{ -\beta_n \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\}, \quad (2.19)$$

onde  $I_e$  é a intensidade no raio efetivo  $r_e$ , que inclui metade da luz total do perfil. A constante  $\beta_n$  é definida em termos do parâmetro  $n$ , que descreve a inclinação do perfil e é chamado índice do perfil de Sérsic. O valor de  $\beta_n$  pode ser calculado numericamente ou pode ser obtido através de expressões analíticas que aproximam seu valor. Uma das primeiras aproximações para o valor de  $\beta_n$  foi encontrada por Capaccioli (Capaccioli, 1989) e é dada por  $\beta_n = 1,9992n - 0,3271$ , sendo válida para  $0,5 < n < 10$ . Já Ciotti e Bertin (Ciotti & Bertin, 1999) obtiveram uma expressão assintótica para  $\beta_n$  mais precisa, dada por:

$$\beta_n(n) \approx 2n - \frac{1}{3} + \frac{4}{405n} + \frac{46}{25515n^2} + \frac{131}{1148175n^3} - \frac{2194697}{30690717750n^4} + O(n^{-5}). \quad (2.20)$$

<sup>1</sup>A biblioteca SLtools está disponível em <http://che.cbpf.br/sltools/>

Esta expressão tem precisão maior do que  $10^{-4}$  para  $n > 0,36$  e foi escolhida para ser utilizada neste trabalho. Note que se  $r_e$  for definido de maneira diferente, a expressão de  $\beta_n$  também será diferente.

O modelo de Sérsic é uma generalização e permite a incorporação tanto do perfil de de Vaucouleurs ( $n = 4$ ) quanto do exponencial do disco ( $n = 1$ ) como casos particulares. O perfil de de Vaucouleurs fornece uma boa descrição de galáxias elípticas gigantes, enquanto que o exponencial representa adequadamente o disco de galáxias espirais.

Para um perfil exponencial, 99,1% do fluxo está contido dentro de  $4r_e$  e 99,8% do fluxo está contido dentro de  $5r_e$ . Para o caso do perfil de de Vaucouleurs, 84,7% do fluxo está contido dentro de  $4r_e$  e 88,4% do fluxo está contido dentro de  $5r_e$ .

A expressão 2.19 pode também ser escrita como

$$I(r) = I_0 \exp \left\{ -\beta_n \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/n} \right] \right\}, \quad (2.21)$$

onde

$$I_0 = I_e e^{\beta_n} \quad (2.22)$$

é a intensidade no centro da galáxia ( $r = 0$ ).

Para o caso do arco gerado através da prescrição do *ArcEllipse*, uma boa aproximação é fazer  $b = r_e$ , ou seja, supor que a galáxia que teria dado origem à imagem do arco simulado tenha sido distorcida somente na direção tangencial por um fator  $L/W = a/b$ , tendo seu tamanho efetivo na direção radial ( $r_e$ ) preservado. Nesse caso, sendo o argumento do perfil radial dado por 2.12, o perfil de Sérsic descrito por 2.21 se torna

$$I(r, \theta) = I_0 \exp \left\{ -\beta_n \left[ \frac{\sqrt{[r_e(\theta - \theta_0)(1 - e)]^2 + (r - r_c)^2}}{r_e} \right]^{1/n} \right\}, \quad (2.23)$$

sendo  $\beta_n$  dado por 2.20.

A intensidade do arco dada por 2.23 deve ser normalizada de tal forma que a luminosidade do arco, dada por

$$\mathcal{L} = \int_0^{2\pi} \int_0^\infty I(r', \theta') r' dr' d\theta', \quad (2.24)$$

seja igual ao sinal total do arco na imagem, dado por

$$S_{total} = 10^{-0,4(m - m_{zpt})}, \quad (2.25)$$

onde  $m$  e  $m_{zpt}$  são, respectivamente, a magnitude total do arco e o ponto zero da escala de magnitude da imagem. Desta forma, a constante  $I_0$  pode ser obtida através de

$$I_0 = \frac{10^{-0,4(m-m_{zpt})}}{\int_0^{2\pi} \int_0^\infty \exp \left\{ -\beta_n \left[ \frac{\sqrt{[r_c(\theta' - \theta_0)(1-e)]^2 + (r' - r_c)^2}}{r_e} \right]^{1/n} \right\} r' dr' d\theta'}. \quad (2.26)$$

Para o caso de *ArcEllipse* assimétrica, o denominador da equação 2.26 deve ser substituído por uma soma de duas integrais, cada uma associada a um valor de elipticidade e a um domínio de ângulos (veja equações 2.14 e 2.15). Assim, a equação 2.26, se torna

$$I_0 = \frac{10^{-0,4(m-m_{zpt})}}{\int_{\theta_0-\pi}^{\theta_0} \int_0^\infty \exp \left\{ -\beta_n \left[ \frac{\sqrt{[r_c(\theta' - \theta_0)(1-e_2)]^2 + (r' - r_c)^2}}{r_e} \right]^{1/n} \right\} r' dr' d\theta'} + \frac{10^{-0,4(m-m_{zpt})}}{\int_{\theta_0}^{\theta_0+\pi} \int_0^\infty \exp \left\{ -\beta_n \left[ \frac{\sqrt{[r_c(\theta' - \theta_0)(1-e_1)]^2 + (r' - r_c)^2}}{r_e} \right]^{1/n} \right\} r' dr' d\theta'}. \quad (2.27)$$

Utilizamos a expressão 2.27, juntamente com a expressão 2.20 para criar a distribuição de brilho superficial do arco a ser adicionado na imagem. O valor da integral dupla de 2.27 foi obtido utilizando-se o módulo *scipy.integrate.dblquad* do Python.

Na figura 2.3 mostramos uma imagem ( $150 \times 150$  pixels) de um arco puro (sem adição do efeito de *seeing* e do efeito de flutuação Poissônica) gerado pelo PAINTARCS, cuja forma é dada por  $r_c = 17''$ ,  $\theta_0 = 40^\circ$ ,  $e_1 = 0,85$  e  $e_2 = 0,75$  e sobre o qual o sinal foi distribuído de acordo com o perfil de Sérsic dado por 2.23 com  $r_e = 0,6''$ ,  $n = 1$  e  $m = 21$ . Para este caso o tamanho do pixel é  $0,154''$  e o ponto zero da escala de magnitude é  $m_{zpt} = 31,83$ .

### 2.3.2 Estimativa de erro na digitalização da imagem do arco

A digitalização de uma imagem, ou seja, a distribuição do sinal de uma função contínua sobre uma grade regular discreta, implica uma aproximação, já que a função contínua que representa o sinal varia dentro do pixel. É preciso então estimar o erro resultante desta aproximação.

Podemos estimar um limite superior para o erro na avaliação do sinal integrado em um pixel baseado na variação máxima esperada do perfil de intensidade ao longo do pixel. Então subdividimos o pixel em partes menores. O número de divisões deve ser suficiente para permitir que o erro no sinal integrado, agora dado pela soma dos sinais integrados em cada subpixel, satisfaça o limite superior previamente escolhido para o erro na pixelização.

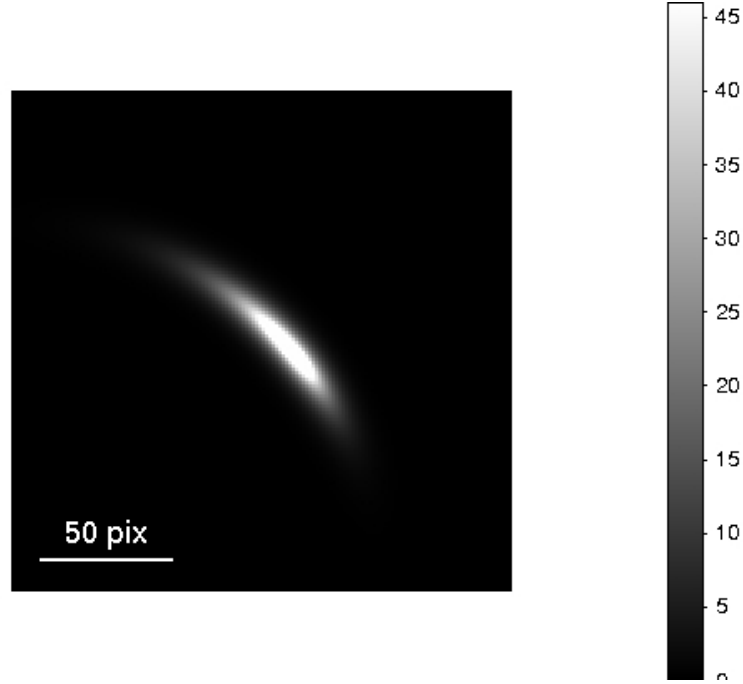


Figura 2.3: Arco gerado com o *PaintArcs* usando  $r_c = 17''$ ,  $r_e = 0,6''$ ,  $\theta = 40^\circ$ ,  $n = 1$ ,  $e_1 = 0,85$ ,  $e_2 = 0,75$ ,  $m = 21$  and  $m_{zpt} = 31,83$ . A escala do pixel dessa imagem é  $0,154''$ .

Para determinar o número de subdivisões dos pixels, exigimos que o erro do sinal integrado em um pixel seja menor do que  $\epsilon$ . Nós assumimos que a variação típica da intensidade do perfil de Sérsic ocorre na direção radial, próximo ao raio efetivo do arco ( $r = r_c + r_e$  e  $\theta = \theta_0$ ). Tal variação ao longo de um pixel quadrado ( $\delta x = \delta y = \delta$ ) será

$$dI = \left. \frac{\partial I}{\partial r} \right|_{r=r_c+r_e, \theta=\theta_0} \delta. \quad (2.28)$$

O erro é então da ordem de

$$\frac{dI}{I} = \frac{\delta}{I(r=r_c+r_e, \theta=\theta_0)} \left. \frac{\partial I}{\partial r} \right|_{r=r_c+r_e, \theta=\theta_0}. \quad (2.29)$$

O limite inferior do número de subdivisões do pixel,  $n_p$ , pode ser obtido igualando a expressão 2.29 a  $\epsilon$ , que resulta em

$$n_p = \frac{1}{\delta} = \frac{1}{\epsilon I(r=r_c+r_e, \theta=\theta_0)} \left. \frac{\partial I}{\partial r} \right|_{r=r_c+r_e, \theta=\theta_0}. \quad (2.30)$$

Portanto, a expressão acima dá o menor número de subdivisões de um pixel necessário para que o erro de aproximação do valor do sinal seja menor do que  $\epsilon$  em relação ao sinal real.

No exemplo da figura 2.3, utilizamos  $\epsilon = 0,1$  como limite superior para o erro da digitalização. Neste caso,  $n_p = 4$ , ou seja, cada pixel foi dividido em 16 partes. O valor exato do erro após a digitalização, calculado através da comparação do sinal total ( $S_{total}$ )



com o sinal que foi realmente distribuído, foi da ordem de  $10^{-3}$ . Esse valor é muito menor do que o  $\epsilon$  adotado, atestando que o critério dado em 2.30 leva em conta somente o pixel onde a variação do perfil é maior do que a média e, conseqüentemente, o erro é maior, enquanto que o valor exato do erro é calculado utilizando-se o valor do sinal em todos os pixels. Como para a maioria dos pixels a variação do perfil é mais suave, o valor exato do erro após a digitalização é menor do que o  $\epsilon$  adotado.

### 2.3.3 Adição do efeito de *seeing*

A distribuição de luz observada em uma imagem astronômica,  $S_{obs}$ , representa a distribuição de luz verdadeira,  $\mathbf{S}$ , convoluída pela função de espalhamento pontual da imagem, PSF (*point-spread function*), que representa os efeitos cumulativos de *seeing*, movimentos do telescópio e foco incorreto, proporcionando uma medida da resolução espacial da fotometria superficial. A distribuição observada pode, então, ser expressa como

$$S_{obs} = S * PSF, \quad (2.31)$$

onde  $*$  representa a convolução.

A PSF é o perfil de brilho aparente de imagens estelares, o qual é determinado por uma combinação da distribuição de luz de estrelas fracas e brilhantes observadas em condições atmosféricas e instrumentais tão parecidas quanto possível às condições em que a imagem foi observada.

Para adicionar o efeito de *seeing* às imagens simuladas dos arcos geradas pelo PAIN-TARCS, convoluímos tais imagens com uma PSF Gaussiana bidimensional normalizada, dada por

$$PSF = g(x, y) = \frac{\exp \left\{ - \left[ \frac{x^2}{2\sigma_x^2} + \frac{y^2}{2\sigma_y^2} \right] \right\}}{\int \int \exp \left\{ - \left[ \frac{x^2}{2\sigma_x^2} + \frac{y^2}{2\sigma_y^2} \right] \right\} dx dy}, \quad (2.32)$$

onde  $\sigma_x$  e  $\sigma_y$  são o desvio padrão na direção  $x$  e  $y$ , respectivamente. Note que a opção  $\sigma_x \neq \sigma_y$ , permite que a Gaussiana seja elíptica.

Assumindo uma função Gaussiana circular, o desvio padrão ( $\sigma = \sigma_x = \sigma_y$ ) pode ser obtido a partir do valor da largura à meia altura, FWHM (*full width at half maximum*), usando a seguinte expressão

$$FWHM = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma. \quad (2.33)$$

Os valores desta distribuição são usados para construir a matriz de convolução que será aplicada à imagem original. O novo valor de um pixel na imagem convoluída será ponderado pelos valores dos pixels da sua vizinhança na imagem original. Quanto mais distantes os pixels vizinhos estiverem, menores serão suas contribuições para o novo valor do pixel na imagem convoluída.

Como a função Gaussiana 2.32 decai rapidamente, pode-se truncar o tamanho da matriz de convolução e convoluir em “janelas” pequenas sem acarretar erros significativos. O desvio padrão  $\sigma$  pode ser utilizado como medida para o tamanho da “janela” de convolução. A convolução também pode ser feita utilizando-se transformada de Fourier, uma vez que a transformada de Fourier de uma Gaussiana resulta em outra Gaussiana. Nesse caso, o sinal da imagem original ( $S$ ) pode ser transformado com uma transformada rápida de Fourier, multiplicado por uma função Gaussiana e então transformado de volta, gerando o sinal observado,  $S_{obs}$ .

Um módulo em Python foi desenvolvido para convoluir imagens com um *kernel* Gaussiano de tamanho dado por um múltiplo  $n_\sigma$  do desvio padrão  $\sigma$  em cada direção. Este módulo, chamado *gauss\_convolution*, possui duas funções para a convolução Gaussiana (convolução normal e convolução utilizando transformada rápida de Fourier) e foi incluído na biblioteca SLtools.

Para testar e validar este novo módulo, foram feitas comparações quantitativas dos resultados deste módulo com os resultados das tarefas de convolução do IRAF e do Gravlens para um conjunto de 30 imagens de arcos simulados. Os resultados deste módulo são equivalentes aos resultados das tarefas de convolução do IRAF e do Gravlens com uma margem de erro menor do que  $10^{-8}$ . O tempo médio de execução deste módulo (12s para cada arco) é muito muito menor do que o do Gravlens (1 min para cada arco), porém não supera o tempo médio de execução do IRAF (1 s por arco).

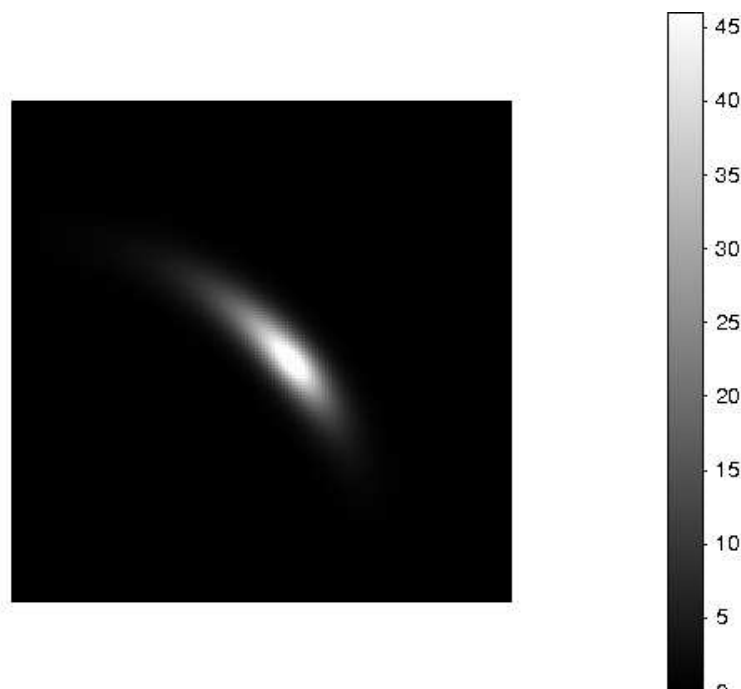


Figura 2.4: Resultado da aplicação da convolução Gaussiana (com  $FWHM = 1,1''$ ) sobre o arco da figura 2.3.

A figura 2.4 mostra o resultado da aplicação da convolução Gaussiana feita com a utilização do módulo *gauss\_convolution* sobre o arco da figura 2.3. Para este caso utilizou-se  $FWHM = 1,1''$ , o que equivale a  $\sigma = 0,47''$ , e  $n_\sigma = 4$  para definir o tamanho da janela de convolução.

Atualmente, somente a convolução Gaussiana é realizada pelo PAINTARCS, mas *kernels* alternativos para o *seeing* podem ser facilmente incluídos, dada a flexibilidade e modularidade do código. Por exemplo, uma função Moffat já está implementada e disponibilizada na biblioteca SLtools. Pretendemos implementar no futuro uma opção no código que possibilite a escolha entre as funções Gaussiana e Moffat para a convolução das imagens dos arcos simulados.

### 2.3.4 Adição de ruído Poissônico

Em um detetor quântico, como um CCD, a contagem de fótons segue uma distribuição de Poisson. Isso porque as fontes astronômicas são fracas, de forma que poucos fótons chegam ao detetor. Se considerarmos  $p$  como a probabilidade de um fóton atingir o detetor em um instante, temos que  $p$  tende a zero. Como as fontes são fracas, os tempos de integração são longos, o que significa que o número de instantes (ou realizações) para a incidência de um fóton,  $N$ , é muito grande, tendendo a infinito. Além disso, esperamos que uma fonte emita, em média, a mesma quantidade de fótons, o que é válido para qualquer fonte não variável durante o tempo de exposição. Assim, o produto de  $N$  por  $p$  é constante.

A distribuição de Poisson representa exatamente esse caso. Ela resulta da distribuição binomial quando o número de realizações  $N$  tende a infinito ao mesmo tempo em que a probabilidade de um dos dois eventos do binômio,  $p$ , tende a zero, de forma a manter o produto  $Np = \mu$  constante. A distribuição de Poisson é dada por:

$$P(x, \mu) = \mu^x \frac{e^{-\mu}}{x!}, \quad (2.34)$$

sendo sua variância dada por

$$\sigma_p^2 = \sum [(x - \mu)^2 p(x, \mu)] = Np = \mu. \quad (2.35)$$

A distribuição de Poisson tem uma interessante propriedade: a variância em torno da média é igual à própria média.

Note que o valor esperado para a contagem de fótons,  $N_e$ , proveniente de uma fonte em um dado tempo de exposição, também será constante,

$$N_e = \frac{dn}{dt} t_e, \quad (2.36)$$

onde  $dn/dt$  é a contagem por unidade de tempo e  $t_e$  é o tempo total de exposição. Se fizermos várias exposições com o mesmo tempo de integração, veremos que esta contagem varia de acordo com a distribuição de Poisson e que a flutuação típica do número de fótons será dada pela raiz quadrada da variância. Mas, como na distribuição de Poisson a variância é igual ao valor esperado, temos que

$$\sigma = \sqrt{N_e}. \quad (2.37)$$

Esta flutuação representa uma forma de ruído na contagem de fótons, ruído este associado ao próprio sinal gerado no detetor.

Entre as fontes de ruído de uma imagem astronômica, podemos citar: ruído randômico (devido à natureza discreta da luz e da carga elétrica), ruído de leitura (devido ao amplificador e ao próprio CCD), erros devido à discretização (relativos ao ganho do CCD) e erros devido à redução (subtração de imagem de escuro, correção pelo *flat field* e correção por zero e *overscan*).

Para adicionar o ruído a uma imagem de um arco produzido pelo *ArcEllipse* e já convoluído com uma Gaussiana, utilizamos a distribuição de Poisson dada em 2.34 com média igual à contagem original em cada pixel para gerar um novo valor de contagem que incorpore a flutuação em torno dessa média. A implementação da adição do ruído à imagem foi feita utilizando-se um módulo em Python da biblioteca SLtools, chamado *add\_noise\_2\_image*. Na figura 2.5, mostramos o resultado da adição de ruído Poissônico à imagem do arco apresentado na figura 2.4, após a convolução Gaussiana.

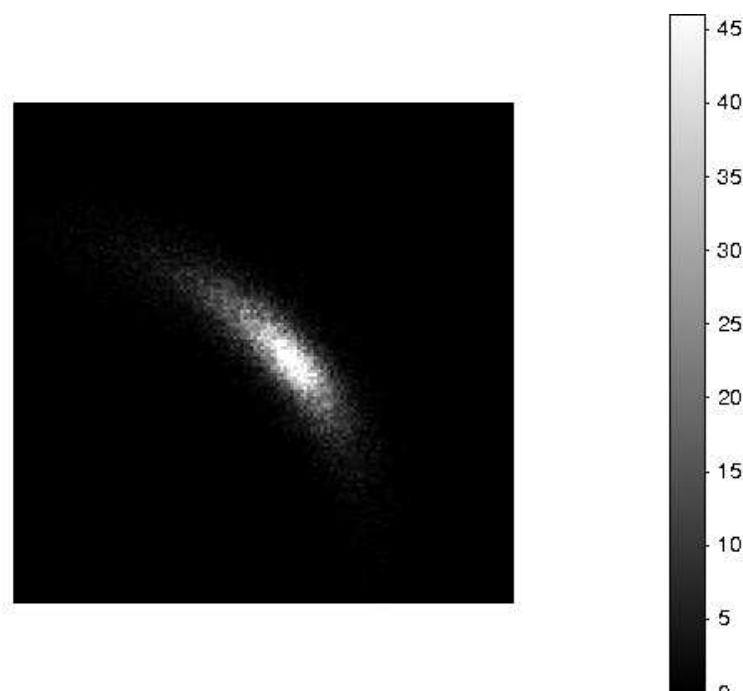


Figura 2.5: Resultado da adição de ruído Poissônico sobre o arco da figura 2.4.

### 2.3.5 Resultados da aplicação do PAINTARCS

Após digitalizar a expressão do brilho superficial do arco criado com o *ArcEllipse* e adicionar os efeitos de *seeing* e flutuação Poissônica à respectiva imagem do arco, o PAINTARCS adiciona o arco simulado a uma imagem de aglomerado de galáxias, cujo nome e local devem ser indicados no arquivo de configuração.

O PAINTARCS também acrescenta automaticamente os parâmetros do arco adicionado ao *header* da imagem. Isso facilita a busca pelos parâmetros do arco que foi adicionado à imagem e na criação de uma tabela verdade com os parâmetros dos arcos simulados que pode ser usada em testes controlados de algoritmos que utilizam imagens com arcos adicionados.

A figura 2.6 mostra um exemplo de um arco simulado com o PAINTARCS e adicionado à imagem do aglomerado de galáxias SOGRAS0328+0044 do SOGRAS (veja capítulo 4). Nesta imagem, dois candidatos a arco gravitacionais foram identificados em torno da galáxia central e mais brilhante do aglomerado (indicados por setas) e podem servir de guias para mostrar quão realistas são os arcos gerados com o PAINTARCS. O arco adicionado possui os seguintes parâmetros:  $m = 21,5$ ,  $e_1 = 0,9$ ,  $e_2 = 0,8$ ,  $r_c = 7,7''$ ,  $\theta_0 = 40^\circ$ ,  $n = 3$  e  $r_e = 0,8''$ . O arco simulado foi convoluído com uma PSF Gaussiana, cuja FWHM foi obtida a partir da imagem ( $FWHM = 0,7''$ ). A origem do sistema de coordenadas do arco coincide com o centro da galáxia mais brilhante do aglomerado. O tamanho do pixel dessa imagem é  $0,154''$ .

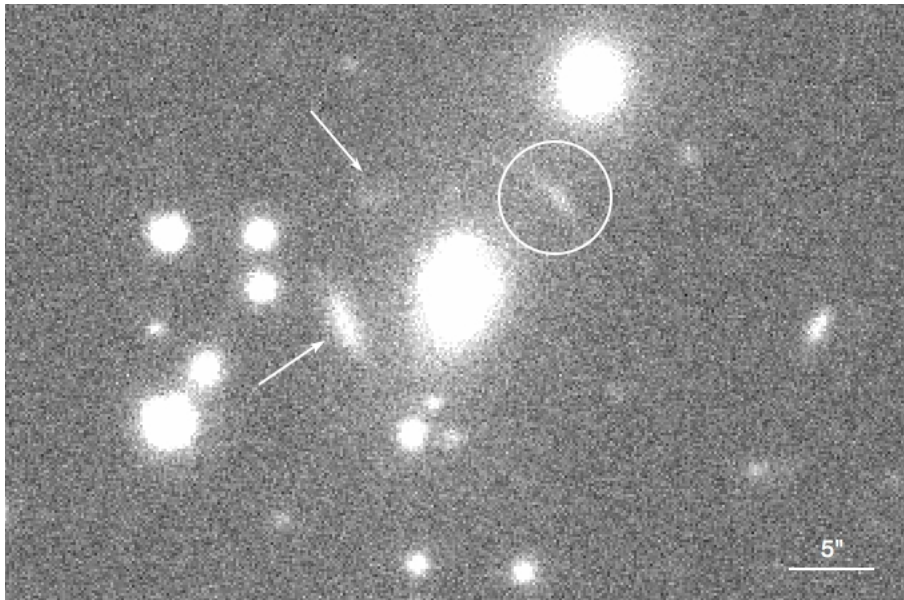


Figura 2.6: Exemplo da aplicação do PAINTARCS: o arco circulado foi criado pelo código utilizando com  $m = 21,5$ ,  $e_1 = 0,9$ ,  $e_2 = 0,8$ ,  $r_c = 7,7''$ ,  $\theta_0 = 40^\circ$ ,  $n = 3$ ,  $r_e = 0,8''$ ,  $FWHM = 0,7''$  e foi adicionado à imagem do aglomerado de galáxias SOGRAS0328+0044 do SOGRAS, onde dois candidatos a arcos gravitacionais foram identificados (indicados pelas setas). O centro de curvatura do arco coincide com o centro da galáxia mais brilhante do aglomerado.

## 2.4 ARCFITTING: algoritmo de ajuste da morfologia de arcos

Nesta seção restringiremos nossa atenção ao processo de medida sobre os arcos gravitacionais para a completa caracterização dos mesmos. Por essa caracterização entende-se a determinação de seus parâmetros, como comprimento, largura, curvatura e brilho superficial.

Motivados pelo sucesso da implementação da ideia do *ArcEllipse* na forma do código do PAINTARCS e pela necessidade de métodos de medidas dos parâmetros de arcos que levem em conta a sua distribuição de brilho superficial, desenvolvemos um método que utiliza a expressão analítica do *ArcEllipse* juntamente com um perfil de Sérsic para ajustar tais parâmetros a partir da imagem de um arco. A esse método, que é original e que pode ser pensado com um processo inverso ao PAINTARCS, demos o nome de ARCFITTING.

O ARCFITTING foi desenvolvido de forma modularizada em Python e seu argumento principal é a imagem do arco cujos parâmetros se deseja ajustar. Como saída, ele retorna um arquivo em formato ASCII com os valores dos parâmetros ajustados. Assim como o PAINTARCS, devido a seu caráter modular, ele permite que diferentes modelos morfológicos e perfis de luminosidade sejam adotados e implementados no futuro. Aqui descreveremos o ajuste de imagens baseado no *ArcEllipse*.

Na seção 2.3 mostramos que o *ArcEllipse* depende dos seguintes parâmetros:

- $x_0$ : posição x do centro de curvatura do arco (dada em pixels)
- $y_0$ : posição y do centro de curvatura do arco (dada em pixels)
- $r_c$ : raio de curvatura do arco ou distância do seu centro ao ponto  $(x_0, y_0)$  (dado em pixels)
- $\theta_0$ : orientação do centro do arco em relação ao eixo x (dada em radianos)
- $e_1, e_2$ : elipticidades do arco
- $b$ : semi-eixo menor do arco (dado em pixels)

Considerando que o perfil de brilho superficial do arco gerado pelo *ArcEllipse* segue o perfil de Sérsic, então adicionamos mais três parâmetros ao ajuste:

- $r_e$ : raio que contém metade da luminosidade total do perfil (dado em pixels)
- $n$ : índice que descreve a inclinação do perfil
- $I_0$ : intensidade do perfil no centro do arco (em  $r = 0$ )

Da mesma forma que no caso do PAINTARCS, se fizermos  $b = r_e$ , reduzimos o número de parâmetros que queremos ajustar. Assim, o conjunto de 9 parâmetros que representa o *ArcEllipse* com um perfil de Sérsic é  $\mathbf{p} = (x_0, y_0, r_c, \theta_0, e_1, e_2, r_e, n, I_0)$ .

### 2.4.1 Criação da imagem do arco a ser ajustado

O ARCFITTING atua sobre uma imagem *postage stamp* de um arco gravitacional, a qual denominamos *imagem do arco*.

Para criar a imagem do arco, inicialmente aplicamos o SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) sobre a imagem original que contém o arco para extrair os objetos dessa imagem. Uma descrição do aplicativo SExtractor pode ser encontrada na seção 3.2. O SExtractor então cria uma imagem de segmentação na qual atribui a todos os pixels pertencentes a um mesmo objeto um mesmo valor, que corresponde ao número que identifica o objeto no catálogo de objetos produzido pelo aplicativo.

Dada a posição do arco na imagem original, obtém-se o número que o identifica na imagem de segmentação e, conseqüentemente, as coordenadas dos pixels associados a ele nessa imagem. Finalmente, a imagem do arco é criada copiando-se da imagem original os pixels do arco cujas coordenadas foram definidas a partir da imagem de segmentação. A todos os outros pixels da imagem do arco atribui-se o valor zero. O tamanho da imagem do arco nas direções  $x$  e  $y$  é dado por um múltiplo do semi-eixo maior e menor do arco obtido pelo SExtractor.

Todo este procedimento para a criação da *imagem do arco* utiliza funções da biblioteca SLtools.

Como a imagem do arco é obtida a partir da imagem original, a intensidade em cada pixel do arco pode conter também contribuição do fundo de céu nos casos em que as imagens originais não possuem fundo de céu subtraído. Assim, uma futura melhoria a ser implementada neste procedimento é a subtração do céu da imagem original antes da criação da imagem do arco.

### 2.4.2 Determinação dos parâmetros a partir da imagem

Nesta seção descreveremos as medidas realizadas pelo ARCFITTING para determinar os parâmetros do arco. É importante notar que, além dos 9 parâmetros do *ArcEllipse+Sérsic* listados anteriormente, o ARCFITTING também determina outros parâmetros do arco, como seu comprimento e sua largura.

A metodologia empregada divide de forma lógica a determinação de parâmetros de forma, que são obtidos através de medidas sobre a imagem, da determinação dos parâmetros que regulam estrutura (distribuição de brilho), os quais são ajustados por minimização do  $\chi^2$ .

### Determinação dos parâmetros do *ArcEllipse*

Primeiramente, o ARCFITTING encontra os pontos extremos do arco segmentado, denotados por  $p_1$  e  $p_2$ . Para isso, ele usa um ponto qualquer do arco como referência e encontra o primeiro extremo como o ponto mais distante deste. Ele então encontra o segundo extremo como o ponto mais distante do primeiro extremo. O ponto extremo cujo ângulo for maior do que  $\theta_0$  (veja equação 2.39) é denominado  $p_1$ , enquanto que o ponto extremo cujo ângulo for menor do que  $\theta_0$  é chamado  $p_2$ .

Após, o ARCFITTING determina os pontos do arco que estão sobre a bissetriz, que é a semirreta que divide o ângulo entre os segmentos de reta que ligam a origem do sistema de coordenadas do arco a  $p_1$  e  $p_2$  em dois ângulos congruentes. Esta linha é perpendicular à linha que conecta esses dois pontos extremos. Então, o ARCFITTING encontra o ponto  $p_3$ , que corresponde ao ponto médio do arco ao longo da direção da bissetriz.

Este processo é repetido outras duas vezes para obter os pontos  $p_4$  e  $p_5$ . O ponto  $p_4$  corresponde à posição média ao longo da linha bissetriz entre  $p_1$  e  $p_3$ , ao passo que o ponto  $p_5$  corresponde à posição média ao longo da linha bissetriz entre  $p_2$  e  $p_3$ . O comprimento do arco,  $L$ , é então obtido como a soma dos segmentos de reta conectando os 5 pontos:

$$L = \overline{p_1p_4} + \overline{p_4p_3} + \overline{p_3p_5} + \overline{p_5p_2}. \quad (2.38)$$

Na painel à esquerda da figura 2.7, ilustramos este processo de determinação do comprimento do arco. Os 5 pontos  $p_i$  ( $i = 1, 5$ ) são indicados ao longo de uma *imagem de arco*. O arco utilizado como exemplo nessa figura foi retirado da amostra de arcos do HST utilizada na seção 2.5.2.

Os parâmetros do *ArcEllipse*  $x_0$ ,  $y_0$  e  $r_c$  são encontrados determinando-se o único círculo que passa pelos pontos extremos,  $p_1$  e  $p_2$ , e pelo ponto de máxima intensidade  $p_{max}$ . Este último é encontrado como o ponto do arco com máxima intensidade entre todos os pontos que estão a uma distância menor do que  $0,5\sigma_b$  em relação aos segmentos de linha da equação 2.38, onde  $\sigma_b$  corresponde à dispersão dos pontos ao longo da linha bissetriz que contém o ponto central  $p_3$ . Este procedimento é feito para eliminar pixels na *imagem do arco* que estão longe da linha traçada ao longo do arco e que podem estar associados a raios cósmicos ou a resíduos do processo de segmentação e separação de objetos feito para gerar esta imagem, uma vez que estes pixels podem enviesar a medida de  $p_{max}$ . O processo de determinação de  $p_{max}$  também é representado no painel à direita da figura 2.7. O pixel de máxima intensidade de toda a imagem do arco,  $m_1$ , não satisfaz o critério de distância de  $0,5\sigma_b$ , neste caso, medido com relação ao segmento de reta  $\overline{p_1p_4}$ . O segundo ponto de máxima intensidade,  $m_2$ , entretanto, está bem posicionado ao longo do arco observado.

O ARCFITTING mede a largura do arco como  $W = 4\sigma_b$ . O semi-eixo menor do *ArcEllipse*,  $b$ , é estimado como sendo a metade da largura ( $b = W/2 = 2\sigma_b$ ).



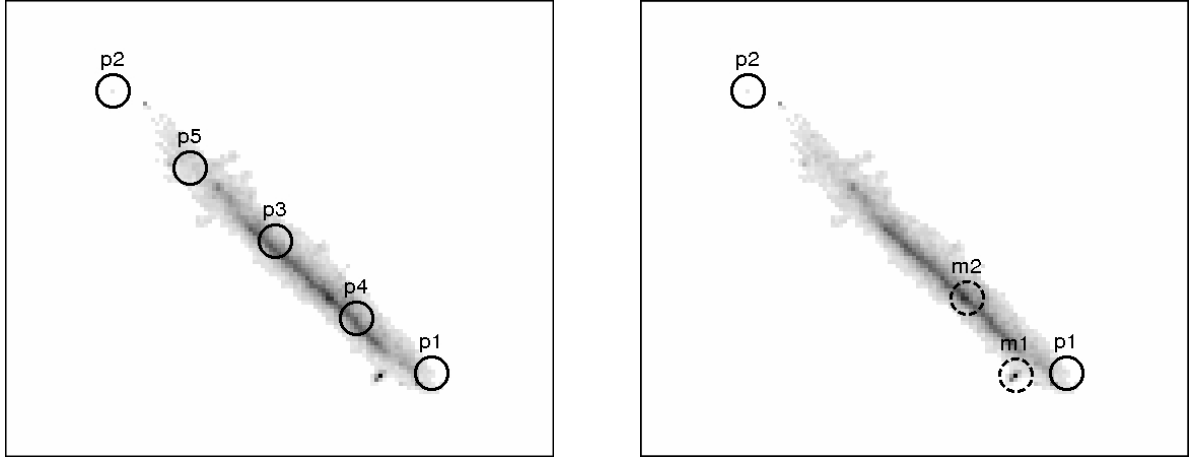


Figura 2.7: Ilustração de alguns dos processos de medida realizados pelo ARCFITTING. O painel à esquerda mostra os 5 pontos  $p$  utilizados para determinar o comprimento do arco. O painel à direita mostra os pontos  $m$  (linhas tracejadas) utilizados para encontrar  $p_{max}$ . O centro e o raio de curvatura são determinados como o círculo contendo os pontos  $p_1, p_2$ , e  $p_{max} = m_2$ . A largura é baseada na linha bissetriz que passa por  $p_3$  e os semi-eixos assimétricos  $a_1$  e  $a_2$  correspondem ao comprimento dos segmentos que ligam  $m_2 = p_{max}$  aos extremos  $p_1$  e  $p_2$ , respectivamente.

O ângulo  $\theta_0$  é obtido através da seguinte expressão:

$$\theta_0 = \arctan\left(\frac{y_c - y_0}{x_c - x_0}\right), \quad (2.39)$$

onde  $(x_c, y_c)$  são as coordenadas do ponto  $p_{max}$ .

As elipticidades assimétricas do *ArcEllipse*,  $e_1$  e  $e_2$ , são medidas a partir das equações 2.14 e 2.15, respectivamente, onde  $a_1$  é o tamanho do segmento de reta  $\overline{p_1 p_{max}}$  e  $a_2$  é o tamanho do segmento de reta  $\overline{p_{max} p_2}$ .

### Determinação dos parâmetros do perfil de Sérsic

O ARCFITTING utiliza minimização do  $\chi^2$  para determinar os parâmetros do perfil Sérsic,  $I_0$ ,  $n$  e  $r_e$ . A seguir, descreveremos como o procedimento de minimização do  $\chi^2$  é realizado.

Considere um conjunto de dados que representa a informação de  $N$  pixels da imagem de um arco. Seja  $I_{img}(j)$  a contagem do  $j$ -ésimo pixel do arco e  $\sigma_j^2$  a sua respectiva incerteza, onde  $j = (1, N)$ . Denotamos  $I_{arc}(j, \mathbf{p})$  como a contagem teórica do  $j$ -ésimo pixel de um *ArcEllipse* acoplado a um perfil de Sérsic, dada pela equação 2.23. Esta contagem teórica depende da posição do pixel e de um conjunto de parâmetros  $\mathbf{p}$ . Exceto por  $I_0$ ,  $n$  e  $r_e$ , cujos valores são desconhecidos, os outros parâmetros são fixados nos valores determinados anteriormente.

Assumindo que as medidas das contagens dos pixels  $I_{img}(j)$  são independentes entre si, para estimar os valores dos parâmetros que fornecem o melhor ajuste para o conjunto de dados devemos minimizar a quantidade

$$\chi^2 = \sum_j \frac{[I_{arc}(j, \mathbf{p}) - I_{img}(j)]^2}{\sigma_j^2}. \quad (2.40)$$

Geralmente utiliza-se o  $\chi^2$  reduzido

$$\chi_{red}^2 = \frac{\chi^2}{N - 1} \quad (2.41)$$

como uma medida da concordância entre o modelo e os dados. Se este valor for próximo da unidade, então o ajuste é considerado bom e os dados consistentes com o modelo. Se  $\chi_{red}^2$  for muito menor do que um, então o ajuste é melhor do que o esperado dados os erros medidos. Isto não pode ser usado como uma evidência contrária ao modelo que está sendo testado, mas pode indicar que os erros foram superestimados. Se  $\chi_{red}^2$  for muito maior do que um, então há razões para duvidar que este modelo é um bom candidato para explicar os dados ou então que os erros foram subestimados.

Se considerarmos que as incertezas nas contagens dos pixels seguem uma distribuição de Poisson, então

$$\sigma_{i,j}^2 = I_{im}(i, j) \quad (2.42)$$

e a equação 2.41 se torna

$$\chi_{red}^2 = \frac{1}{N - 1} \sum_j \frac{[I_{arc}(j, \mathbf{p}) - I_{img}(j)]^2}{I_{img}(j)}. \quad (2.43)$$

A minimização da função  $\chi_{red}^2$  dada pela equação 2.43 é feita com o Pyminuit<sup>2</sup>, que é uma extensão para módulos em Python das funções do Minuit<sup>3</sup>. Minuit é um pacote amplamente usado, principalmente na área de Física de Partículas, para minimizar funções genéricas de múltiplos parâmetros e analisar a forma da função em torno do mínimo.

A determinação das estimativas iniciais dos parâmetros  $I_0$ ,  $n$  e  $r_e$  é feita através de medidas sobre a imagem do arco. O ARCFITTING utiliza a intensidade no ponto  $p_{max}$  como estimativa inicial para  $I_0$  e a estimativa do semi-eixo menor,  $b$ , descrita anteriormente, como estimativa inicial para  $r_e$ . Dada a ausência de um método específico para obter uma estimativa inicial do parâmetro  $n$  a partir da imagem do arco, o valor inicial deste parâmetro é obtida usando o algoritmo Scan do Pyminuit, que procura pelo valor mínimo da função  $\chi_{red}^2$  variando o  $n$  em um intervalo de valores definido, enquanto mantém todos os outros parâmetros do conjunto  $\mathbf{p}$  fixos (os parâmetros morfológicos são fixados nos valores conforme

<sup>2</sup><http://code.google.com/p/pyminuit/>

<sup>3</sup><http://seal.web.cern.ch/seal/snapshot/work-packages/mathlibs/minuit/>

descrito anteriormente e  $I_0$  e  $r_e$  são mantidos fixos nos seus valores iniciais). Este algoritmo simplesmente examina a função, realizando uma espécie de minimização na “força bruta”, e retorna o valor do parâmetro que corresponde ao mínimo da função. Ele não se destina à minimização propriamente dita, mas é muito útil para se encontrar um bom ponto de partida para outros métodos de minimização.

Após determinar as estimativas iniciais dos parâmetros do perfil de Sérsic, o ARCFITTING utiliza o algoritmo Migrad do Pyminuit para realizar a minimização do  $\chi_{red}^2$  e encontrar o melhor ajuste para esses parâmetros. O Migrad é o mais eficiente e confiável algoritmo do Minuit. Ele utiliza método do gradiente para encontrar o mínimo da função e requer como entrada os valores iniciais dos parâmetros a serem ajustados, um valor de tolerância do valor da função em relação ao mínimo e um número máximo de chamadas da função para o caso de o algoritmo não convergir.

A abordagem descrita nesta seção, de estimar os parâmetros de forma do arco a partir de medidas diretas sobre a imagem e de aplicar minimização de uma função  $\chi^2$  para encontrar os parâmetros do perfil de Sérsic, provou ser a mais eficaz. Realizamos algumas tentativas de aplicar outras alternativas, como a minimização de  $\chi^2$  (utilizando o algoritmo Migrad) de todos os parâmetros de forma e de perfil de brilho, ou métodos iterativos que combinavam minimização com o Migrad para alguns parâmetros e Scan (“força bruta”) para outros. Na maioria dos casos que testamos, estes métodos não convergiam ou resultavam em um  $\chi_{red}^2$  muito maior do que a unidade, mesmo tentando a alteração dos chutes iniciais. Estas tentativas fracassadas são provavelmente causadas pela combinação de grandes degenerescências entre os parâmetros do *ArcEllipse* e de Sérsic e pelo limitado número de graus de liberdade do ajuste quando considerado o número disponível de pixels na imagem do arco.

A validação do ARCFITTING é apresentada na seção a seguir e a sua aplicação a arcos reais e simulados de forma realista é apresentada na seção 2.5.

Na sua implementação atual, o ARCFITTING ainda não leva em conta o efeito da PSF da imagem na inferência dos parâmetros do arco. Pretendemos implementar num futuro próximo a convolução do modelo de ArcEllipse+Sérsic a ser ajustado com uma PSF típica da imagem. Isso significa que a quantidade  $I_{arc}(j, \mathbf{p})$  na expressão do  $\chi^2$  (equação 2.40) corresponderá ao modelo de ArcEllipse+Sérsic, onde os parâmetros morfológicos são fixados nos valores conforme descrito anteriormente, convoluído com uma PSF. Assim, os parâmetros inferidos pelo ARCFITTING ao final do processo tenderiam a ser mais representativos do arco em si, já que os efeitos da PSF seriam subtraídos.

### 2.4.3 Validação do ARCFITTING

Para testar e validar o código do ARCFITTING, nós o aplicamos a imagens de arcos puros (não convoluídos e sem ruído) gerados com o PAINTARCS, que também utiliza a prescrição do *ArcEllipse* combinado com um perfil de Sérsic, e dos quais conhecemos todas as propriedades.

Na tabela 2.4.3 mostramos os parâmetros verdadeiros de um arco produzido com o PAINTARCS e comparamos com os valores ajustados pelo ARCFITTING. Neste caso idealizado, o ARCFITTING foi bem sucedido em recuperar os parâmetros do *ArcEllipse* e de Sérsic, retornando  $\chi_{red}^2 \approx 0,19$ . Este resultado já era esperado, pois tanto o PAINTARCS quanto o ARCFITTING utilizam a mesma expressão analítica para a morfologia e distribuição de brilho do arco.

Parâmetros	Valor verdadeiro	Valor ajustado
$x_0$ (pixel)	100,00	98,50
$y_0$ (pixel)	100,00	96,88
$r_c$ (pixel)	50,00	52,85
$r_e$ (pixel)	5,20	5,96
$I_0$ (ADU)	100,00	102,81
$\theta_0$ (radianos)	0,70	0,72
$n$	1,00	1,06
$e_1$	0,90	0,88
$e_2$	0,80	0,77

Tabela 2.1: Resultado do ajuste dos parâmetros de um arco gerado com o PAINTARCS e comparação com os valores verdadeiros dos parâmetros.

## 2.5 Aplicação do ARCFITTING a arcos reais e simulados

Nesta seção apresentamos os resultados da aplicação do ARCFITTING a três conjuntos distintos de arcos gravitacionais. O primeiro conjunto consiste de arcos gravitacionais simulados de forma realista com o código ADDARCS, desenvolvido pelo grupo de lenteamento gravitacional do DES. As outras duas amostras são formadas por arcos gravitacionais identificados em imagem reais obtidas no espaço (com o HST) e em solo (com o CFHT).

Para cada arco dessas amostras utilizamos o procedimento descrito na seção 2.4.1 para criar a respectiva imagem do arco, sobre a qual o ARCFITTING será aplicado.

Utilizamos o contraste de sinal residual  $\Delta S/S$ , definido como

$$\frac{\Delta S}{S} = \frac{\sum_j [I_{img}(j) - I_{arc}(j, \mathbf{p})]}{\sum_j I_{img}(j)}, \quad (2.44)$$

e o  $\chi^2$  reduzido, dado pela equação 2.43, como métricas para a concordância entre os dados e o modelo de *ArcEllipse+Sérsic* reproduzido com o PAINTARCS com os parâmetros resultantes do ajuste do ARCFITTING. Ambas as quantidades são calculadas usando somente os pixels que pertencem ao arco na sua imagem do arco associada.

### 2.5.1 Aplicação do ARCFITTING a arcos simulados com o ADDARCS

ADDARCS é um código que simula arcos gravitacionais realistas e se baseia na técnica de *ray-tracing*. Ele utiliza a abundância de aglomerados de galáxias proveniente de simulações cosmológicas e galáxias de fundo com parâmetros morfológicos e distribuição de desvios para o vermelho obtidas do Hubble Ultra Deep Field Survey (UDF; Coe et al., 2006). Dados os modelos de entrada para a fonte e lente, o ADDARCS controla o aplicativo GravLens (Keeton, 2011) para que este realize os cálculos de lenteamento gravitacional.

Aplicamos o ARCFITTING em imagens de 9 arcos produzidos pelo ADDARCS para inferir seus parâmetros de *ArcEllipse+Sérsic* e recriá-los com o PAINTARCS. Na figura 2.8 mostramos alguns exemplos dessa aplicação do código do ARCFITTING. Nos painéis à esquerda mostramos os arcos originais simulados com o ADDARCS. Nos painéis intermediários mostramos os respectivos modelos de *ArcEllipse+Sérsic* derivados pelo ARCFITTING e reproduzidos com o PAINTARCS. Nos painéis à direita mostramos as imagens residuais resultantes da diferença entre arcos originais e reproduzidos. Todos os painéis possuem a mesma escala de tons de cinza. Nas imagens residuais é possível ver algumas subestruturas, indicando a limitação da prescrição do *ArcEllipse*. Entretanto, os resíduos possuem intensidades muito menores do que os arcos ajustados.

Determinamos o contraste de sinal residual  $\Delta S/S$ , dado pela equação 2.44, entre cada arco simulado do ADDARCS e seu respectivo *ArcEllipse+Sérsic* ajustado. Na figura 2.9 mostramos a distribuição resultante dos valores de  $\Delta S/S$ . A mediana desta distribuição é  $\Delta S/S = -0,09$ , indicando que o processo do ARCFITTING baseado no modelo de *ArcEllipse+Sérsic* tipicamente reproduz 91% do sinal do arco original de entrada. Note que o valor de  $\Delta S$  é negativo para todos os arcos, atestando que o ARCFITTING está superestimando o sinal do arco.

Na figura 2.10 apresentamos a distribuição dos valores de  $\chi_{red}^2$  resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos do ADDARCS. Encontramos que a mediana dessa distribuição é  $\chi_{red}^2 = 5,27$ .

Estes resultados nos mostram que podemos utilizar o ARCFITTING para recuperar os parâmetros dos arcos realistas gerados com o ADDARCS e recriá-los com o PAINTARCS, de forma que possam ser adicionados de uma maneira mais simples às simulações dos Data Challenges do DES. Este procedimento, inclusive, foi utilizado nas simulações de arcos gravitacionais para o DC6.

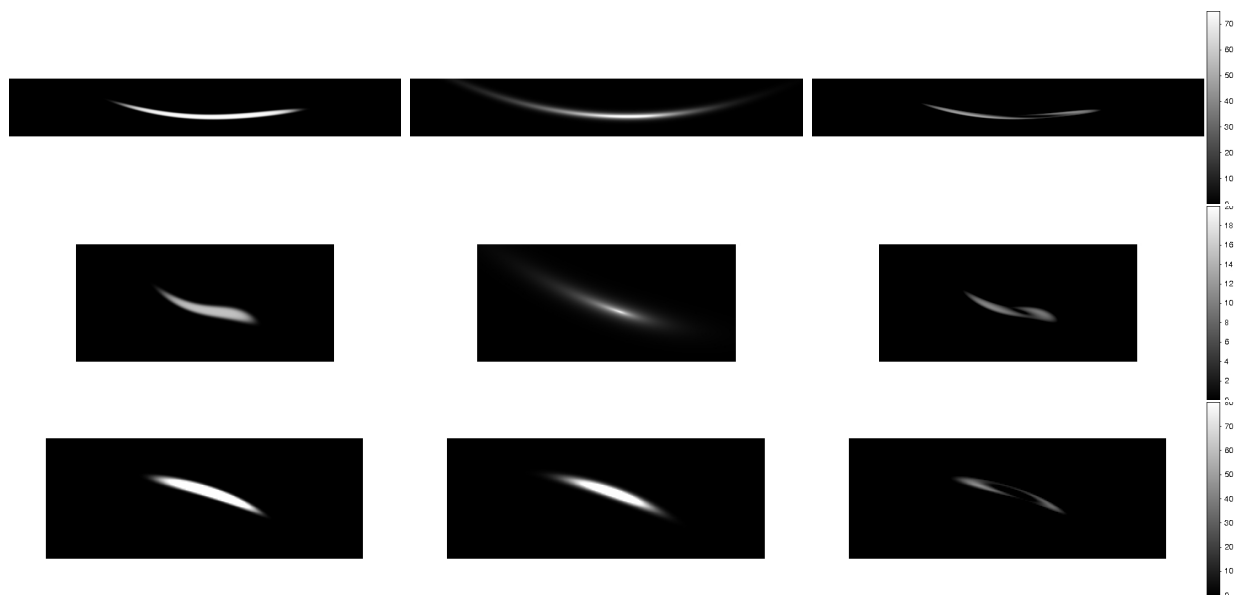


Figura 2.8: Resultados do ARCFITTING em arcos produzidos pelo ADDARCS. Painéis da esquerda: arcos originais; painéis do meio: arcos reproduzidos com o PAINTARCS usando os parâmetros obtidos pela aplicação do ARCFITTING nos arcos originais; painéis da direita: diferença entre arcos originais e reproduzidos.

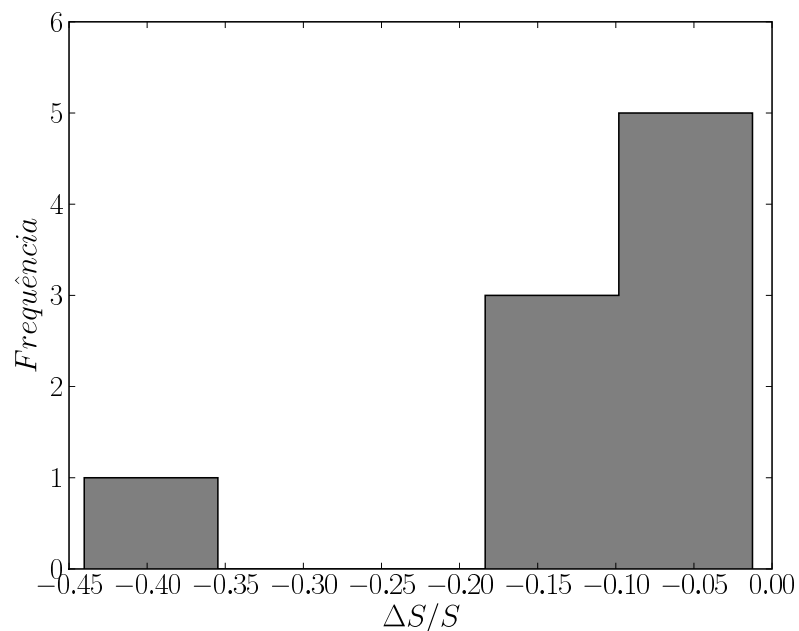


Figura 2.9: Distribuição do contraste de sinal residual  $\Delta S/S$  resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos simulados com o ADDARCS.

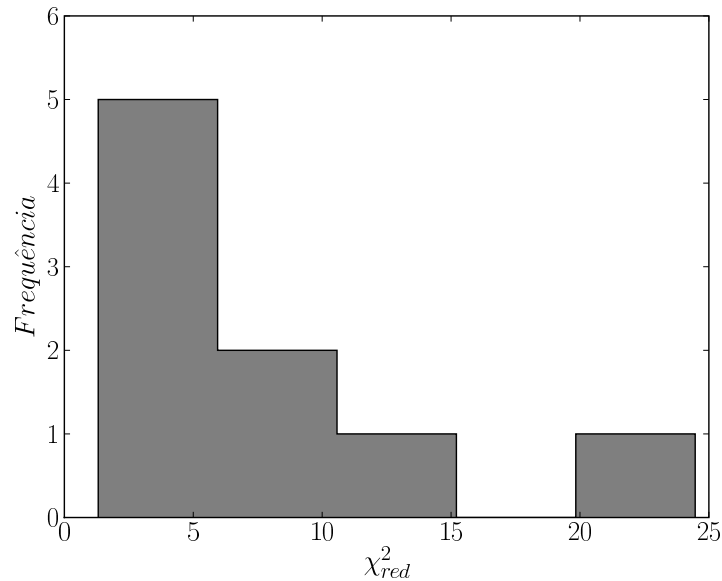


Figura 2.10: Distribuição do  $\chi^2_{red}$  resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos simulados com o ADDARCS.

## 2.5.2 Aplicação do ARCFITTING a arcos observados com o HST

Nesta seção testamos a reconstrução de arcos gravitacionais observados com o HST utilizando o ARCFITTING. Uma amostra desses arcos foi selecionada a partir do trabalho de [Smith et al. \(2005\)](#). Selecionamos arcos brilhantes, isolados e que apresentavam medidas espectroscópicas do desvio para o vermelho que confirmavam sua natureza de fonte lenteada. Um total de 12 arcos foi selecionado. Seguindo a notação dos autores originais, estes arcos são: C4, C8 e C12 do aglomerado de galáxias Abell 68; H0, H1, H2 e H3 do aglomerado Abell 963; B0/B1/B4 do aglomerado Abell 383; M1 e M3 do aglomerado Abell 2218; e P0 e P2 do aglomerado Abell 2219. Algumas propriedades desses objetos, tais como magnitude, razão  $L/W$  e distância à galáxia mais brilhante do aglomerado podem ser encontradas no trabalho de [Sand et al. \(2005\)](#).

Na figura 2.11 apresentamos alguns exemplos da aplicação do ARCFITTING nos arcos observados com o HST que selecionamos. Os painéis desta figura são similares aos da figura 2.8, apresentada na seção anterior. Os painéis à esquerda mostram as imagens dos arcos do HST, os painéis ao centro mostram os modelos de *ArcEllipse*+*Sérsic* ajustados com o ARCFITTING e reproduzidos com o PAINTARCS e os painéis à direita mostram as imagens residuais resultantes da diferença entre as duas imagens anteriores.

Observando os painéis centrais da figura 2.11 verificamos que o ARCFITTING é efetivo em recuperar a curvatura e orientação dos arcos. Em alguns casos, como para o segundo e terceiro arco da figura, além de recuperar a forma do arco, o ARCFITTING também foi

efetivo em reproduzir as distribuições de brilho, de tal forma que as imagens residuais contêm somente algumas subestruturas e ruído. Entretanto, para arcos que apresentam muitas subestruturas, como o primeiro e o último arco da figura, o ARCFITTING não conseguiu reproduzir efetivamente os perfis de brilho destes arcos.

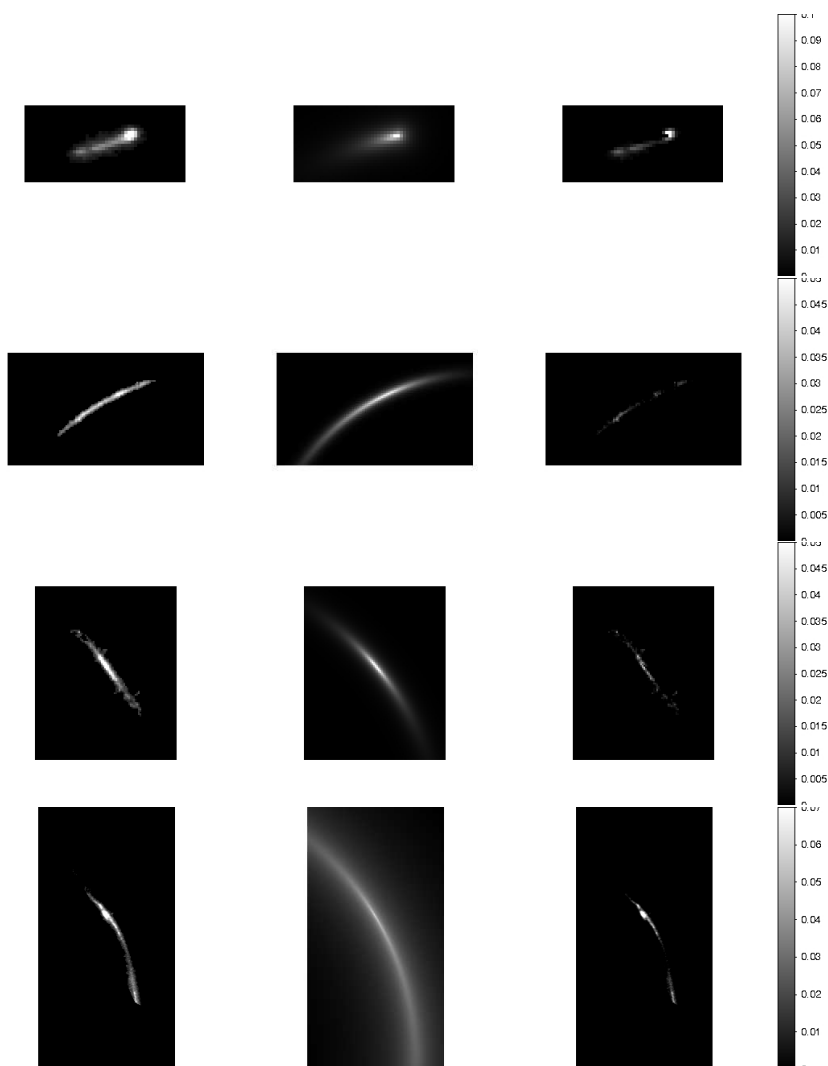


Figura 2.11: Resultados do ARCFITTING em arcos do HST. Painéis da esquerda: arcos originais; painéis do meio: arcos reproduzidos com o PAINTARCS usando os parâmetros obtidos pela aplicação do ARCFITTING nos arcos originais; painéis da direita: diferença entre arcos originais e reproduzidos. De cima para baixo: arco C8 identificado em Abell 68; arco H0 de Abell 963; arco M3 de Abell 2218 e arco B0/B1/B4 de Abell 383.

Novamente utilizamos o contraste de sinal residual  $\Delta S/S$ , dado pela equação 2.44, e o  $\chi_{red}^2$ , dado pela equação 2.43, para avaliar a concordância entre o modelo de *ArcEllipse+Sérsic* e os dados. A distribuição dos valores de  $\Delta S/S$ , obtidos entre cada arco do HST e seu respectivo *ArcEllipse+Sérsic* ajustado é apresentada na figura 2.12, enquanto que a distribuição dos valores de  $\chi_{red}^2$  é mostrada na figura 2.13. A mediana da distribuição de  $\Delta S/S$  é  $-0,13$ , mas valores como  $-0,32$  são encontrados. A mediana da distribuição de  $\chi_{red}^2$  é  $18,39$ , mas esta distribuição possui uma longa cauda na direção de valores maiores.



Esses resultados claramente atestam que há uma discrepância significativamente maior entre o modelo e os dados em relação ao caso de arcos simulados com o ADDARCS. Para todos os arcos desta amostra o  $\Delta S$  é negativo, indicando que o ARCFITTING superestima o sinal do arco. Em ambas as distribuições, os maiores valores correspondem a arcos que apresentam muita subestrutura. Por exemplo, o último arco da figura 2.11 possui  $\Delta S/S = -0,32$  e  $\chi_{red}^2 = 76,26$ .

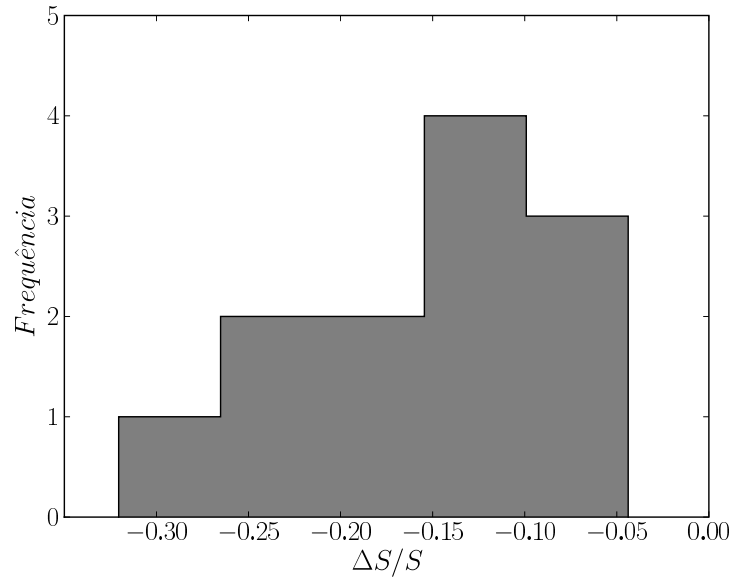


Figura 2.12: Distribuição do contraste de sinal residual  $\Delta S/S$  resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos observados com o HST.

Na figura 2.14 mostramos a comparação dos valores de  $L/W$  medidos por Sand et al. (2005) com os valores obtidos pelo ARCFITTING. Nenhuma sistemática foi observada, o que mostra que o ARCFITTING fornece uma medida robusta e automática da distorção tangencial de arcos gravitacionais reais.

### 2.5.3 Aplicação do ARCFITTING a arcos observados em solo

A reconstrução de arcos gravitacionais observados a partir do solo pelo ARCFITTING também foi testada. Selecionamos arcos brilhantes e isolados em torno de aglomerados e grupos de galáxias da amostra do CFHTLS Strong Lensing Legacy Survey (SL2S), apresentada no trabalho de Cabanac et al. (2007). Seguindo a mesma notação dos autores originais, os 7 arcos selecionados que compõem a nossa amostra do CFHTLS são: SL2SJ021416-050315, SL2SJ021807-051536, SL2SJ085446-012137, SL2SJ141912+532612, SL2SJ142258+512440, SL2SJ143001+554647 e SL2SJ143140+553323.

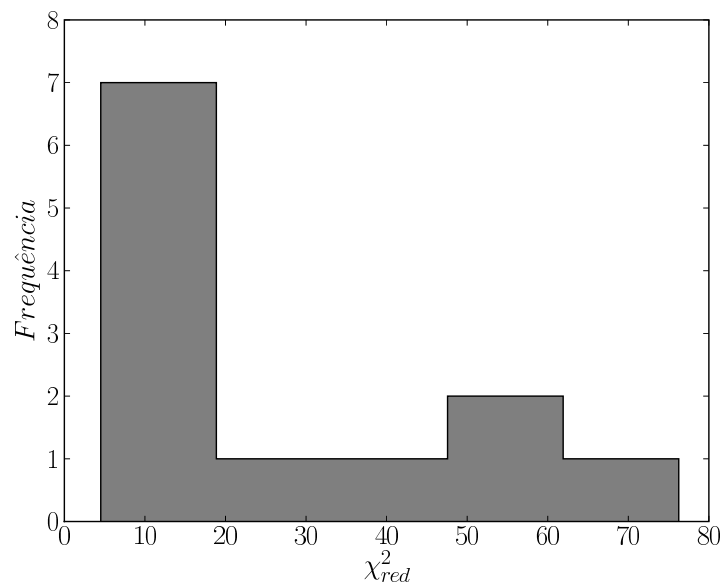


Figura 2.13: Distribuição do  $\chi^2_{red}$  resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos observados com o HST.

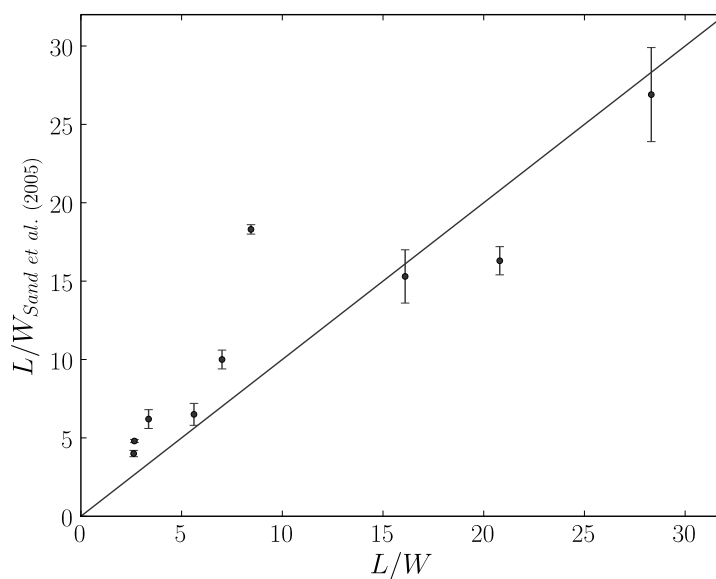


Figura 2.14: Comparação dos valores de  $L/W$  apresentados em Sand et al. (2005) e os obtidos pelo ARCFITTING. A linha sólida representa a identidade.

Os resultados da aplicação do ARCFITTING em 3 arcos do CFHTLS selecionados são mostrados na figura 2.15. Como para o caso das outras amostras de arcos, os painéis à esquerda mostram as imagens originais, os painéis do meio mostram os modelos de *ArcEllipse*+Sérsic ajustados e reproduzidos e os painéis à direita mostram a diferença entre as

duas imagens prévias. Verificamos que o `ARCFITTING` é efetivo em recuperar a forma e distribuição de brilho dos arcos.

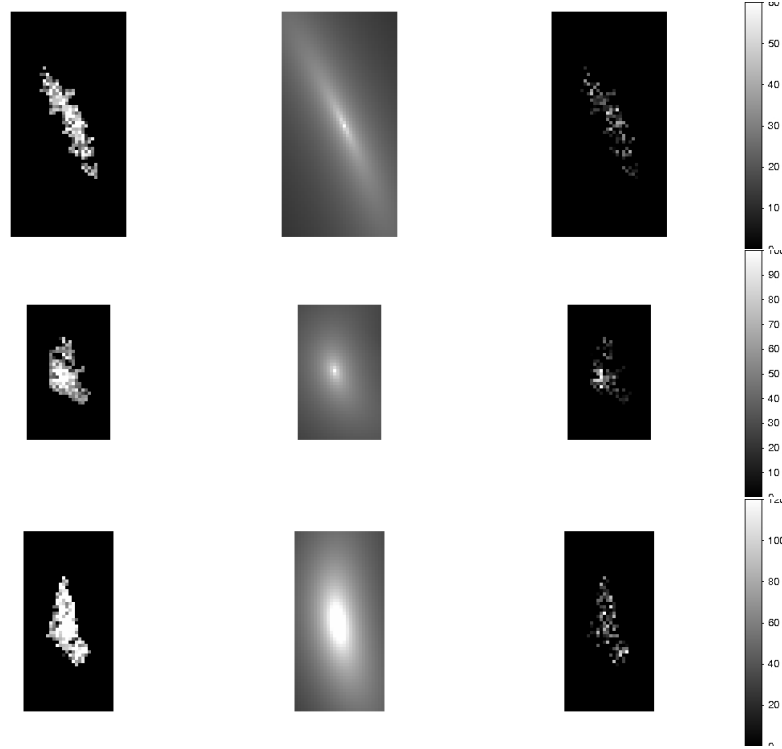


Figura 2.15: Resultados do `ARCFITTING` nos arcos do CFHTLS. Painéis da esquerda: arcos originais; painéis do meio: arcos reproduzidos com o `PAINTARCS` usando os parâmetros obtidos pela aplicação do `ARCFITTING` nos arcos originais; painéis da direita: diferença entre arcos originais e reproduzidos. De cima para baixo: arcos SL2SJ141912+532612, SL2SJ143140+553323 e SL2SJ021807-051536.

A distribuição do contraste de sinal residual para os arcos da nossa amostra do CFHTLS é mostrada na figura 2.16. Da mesma forma que para os arcos do HST, podemos ver que o `ARCFITTING` está superestimando o sinal dos arcos ajustados, já que  $\Delta S < 0$  para todos os arcos desta amostra. A mediana desta distribuição é  $\Delta S/S = -0,11$  e observamos  $\Delta S/S = -0,20$  no pior caso.

Na figura 2.17 mostramos a distribuição dos valores de  $\chi_{red}^2$  obtidos pelo `ARCFITTING` para os arcos do CFHTLS. A mediana dessa distribuição é  $\chi_{red}^2 = 10,76$ . Contrariamente ao caso dos arcos do HST, não observamos uma grande cauda na direção de grandes valores de  $\chi_{red}^2$ . O único *outlier* (ponto fora do padrão) desta distribuição corresponde ao arco SL2SJ085446-012137, o mesmo arco que apresenta o maior valor na distribuição de  $\Delta S/S$ . A melhora nos resultados do `ARCFITTING` para os arcos do CFHTLS com relação aos resultados para os arcos do HST provavelmente é causada pelo efeito do *seeing* que “borra” as imagens dos arcos do conjunto observado em solo, espalhando as suas subestruturas.

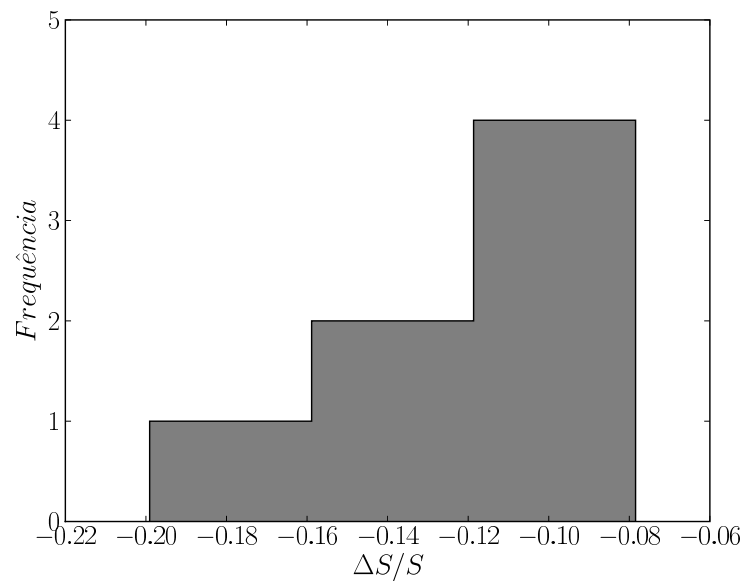


Figura 2.16: Distribuição do contraste de sinal residual  $\Delta S/S$  resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos da nossa amostra do CFHTLS.

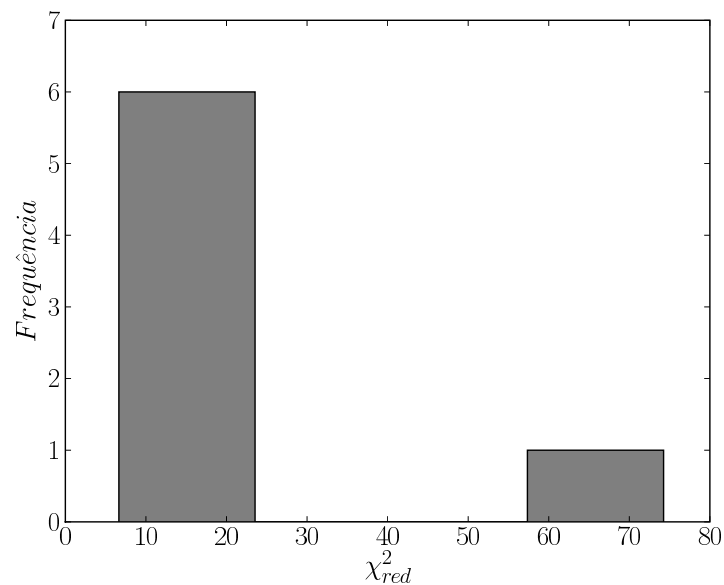


Figura 2.17: Distribuição do  $\chi^2_{red}$  resultante da aplicação do ARCFITTING nos arcos da nossa amostra do CFHTLS.

## 2.6 Discussão

Neste capítulo apresentamos e exploramos em detalhes o *ArcEllipse*, um simples modelo analítico que descreve de forma aproximada a morfologia de arcos gravitacionais reais. *ArcEllipses* são elipses normais cujo semi-eixo maior foi curvado ao longo de um segmento

de arco de círculo, imitando, assim, a forma de arcos tangenciais. O *ArcEllipse* é completamente caracterizado por um número limitado de parâmetros que quantificam sua curvatura, comprimento, largura, grau de deformação e orientação. Também concebemos uma prescrição simples para incorporar assimetria à sua forma. Esta descrição da morfologia do arco é muito mais completa do que qualquer outra encontrada previamente na literatura. Nós também incorporamos um perfil de Sérsic ao *ArcEllipse* na tentativa de explorar um modelo estrutural que representa as características gerais das galáxias lenticadas.

Nós também implementamos o PAINTARCS, uma ferramenta que produz imagens simuladas de *ArcEllipses* com um perfil de Sérsic, e o ARCFITTING, que é um código que deriva os parâmetros deste modelo a partir de imagens reais de arcos. Ambos os códigos são escritos em uma forma modularizada, permitindo, assim, flexibilidade. O PAINTARCS, por exemplo, incorpora os efeitos de digitalização (pixelização), *seeing* atmosférico e ruído de Poisson nas simulações das imagens de *ArcEllipses*, os últimos dois processos podendo ser ligados ou desligados. Já o ARCFITTING é capaz de inferir os parâmetros do modelo de *ArcEllipse*+Sérsic usando diferentes técnicas que variam desde estimativas simples e diretas aplicadas sobre a imagem a métodos de inferência estatística. Embora o PAINTARCS e o ARCFITTING adotem formas de *ArcEllipse* e perfis de Sérsic para caracterizar os arcos, outros modelos mais complexos podem ser adicionados no futuro.

Aplicamos o ARCFITTING a diferentes tipos de arcos gravitacionais. Simulações realistas baseadas em técnicas de *ray-tracing* aplicadas a modelos físicos de lentes e fontes, como o Gravlens, possuem suas características gerais e sinal total relativamente bem ajustados por um modelo de *ArcEllipse*+Sérsic. O modelo resultante do ajuste do ARCFITTING tipicamente equivale a mais de 90% do sinal do arco original. O valor típico do  $\chi_{red}^2$  é da ordem de 5.

Para os arcos gravitacionais em torno de aglomerados ou grupos de galáxias, tanto observados pelo telescópio espacial ou por telescópio em solo, os sinais totais são reproduzidos com uma margem de 10 – 20% para imagens baseada em solo e de 10 – 30% para imagens do HST. Comparando os valores de  $L/W$  inferidos pelo ARCFITTING com os publicados para dados do HST, mostramos que o ARCFITTING quantifica com sucesso o grau de deformação tangencial dos arcos. Atribuímos os piores resultados dos ajustes às imagens do HST à presença de subestruturas nestes arcos. Isto abre a possibilidade de utilizar modelos de *ArcEllipse* para evidenciar estas subestruturas, ajudando a identificar arcos gigantes formados pela fusão de imagens múltiplas. Estendendo este raciocínio, a forma do *ArcEllipse* acoplada a um perfil de Sérsic pode de fato ser utilizada como um discriminador para filtrar galáxias alongadas contaminantes em uma amostra de candidatos de arco. Alternativamente, arcos gravitacionais formados a partir da fusão de múltiplas imagens de uma mesma fonte podem ser ajustados por mais de um componente *ArcEllipse*+Sérsic, de forma a melhorar o modelamento das subestruturas.

Tentativas de aplicar uma minimização de  $\chi^2$  completa, deixando todos os parâmetros do *ArcEllipse*+Sérsic livres, não foram bem sucedidas, dado o pequeno número de graus de liberdade nas já limitadas imagens de arco disponíveis. Nossos resultados também indicam que a prescrição do *ArcEllipse* é demasiado simplista para se obter uma melhora significativa nos modelos baseados em inferência estatística formal. Alcançamos, então, um compromisso no *ArcFitting* no qual inferência estatística é aplicada apenas para os parâmetros estruturais de Sérsic, enquanto que os parâmetros de forma do *ArcEllipse* são baseados em medidas sobre as imagens de arco.

A utilidade da prescrição de *ArcEllipse*+Sérsic, entretanto, não deve ser subestimada. *ArcEllipses* de variadas magnitudes, comprimentos,  $L/W$  e raios de curvatura podem ser produzidas pelo PAINTARCS com um baixo custo computacional e usadas em diversos estudos de arcos gravitacionais, aproveitando-se o total controle do usuário sobre os parâmetros de entrada e saída. As simulações do DES já incluíram uma amostra de quase uma centena de arcos gerados com o PAINTARCS. Milhares de objetos simulados com o PAINTARCS também estão sendo usados em um trabalho em andamento no qual testamos a eficiência de algoritmos de detecção automática de arcos (Furlanetto et al., 2012).

O *ArcEllipse* também permite uma caracterização inicial de arcos gravitacionais observados. Note que mesmo uma caracterização grosseira dos parâmetros morfológicos e estruturais dos arcos não é usualmente encontrada na literatura. Para grandes amostras de arcos, contendo talvez milhares desses objetos, como o caso do DES, a determinação eficiente dos parâmetros dos arcos é uma ferramenta necessária e que pode ser associada aos próprios algoritmos de detecção automática.

# Capítulo 3

## GALCLEAN: pré-processamento de imagens para realçar arcos gravitacionais

### 3.1 Introdução

Arcos gravitacionais fornecem um importante diagnóstico da distribuição de massa nas regiões mais internas de aglomerados de galáxias e, portanto são uma importante ferramenta para a investigação de uma variedade de questões em cosmologia e formação de estruturas. Até agora, eles foram detectados quase que exclusivamente por inspeção visual de imagens de aglomerados de galáxias, embora alguns algoritmos para sua detecção automática tenham sido propostos recentemente (Lenzen et al., 2004; Horesh et al., 2005; Alard, 2006; Estrada et al., 2007; Seidel & Bartelmann, 2007).

Há várias razões para procurar arcos de maneira automatizada. A principal delas é que sondagens de grandes áreas, como o iminente DES, que combinam grande cobertura angular com imagens profundas, levarão à descoberta de milhares de sistemas de lentes gravitacionais fortes. Entretanto, examinar visualmente imagens de grandes campos à procura de arcos parece um esforço praticamente inviável. Em segundo lugar, esse grande número de sistemas de arcos gravitacionais permitirá a realização de estudos estatísticos com arcos, que fornecerão informações relevantes sobre a estrutura dos aglomerados de galáxias e sua evolução com o desvio para o vermelho. Porém, estudos de estatística de arcos necessitam de amostras onde os arcos são detectados e suas propriedades medidas de forma homogênea, o que só pode ser feito com algoritmos de detecção automática.

Tipicamente, um algoritmo de detecção automática de arcos consiste de quatro etapas. A primeira é o pré-processamento da imagem, feita para evidenciar as características dos arcos gravitacionais. Esta etapa pode ser realizada de diversas maneiras. Por exemplo, no

algoritmo de detecção automática apresentado em [Lenzen et al. \(2004\)](#), o pré-processamento da imagem é feito através de uma suavização anisotrópica na direção perpendicular ao gradiente de brilho em cada pixel da imagem, o que faz com que objetos finos e alongados sejam evidenciados. Já no algoritmo de detecção automática apresentado na referência [Estrada et al. \(2007\)](#) é feita uma média de imagens de diferentes filtros normalizadas pela suas respectivas variâncias em relação ao fundo de céu para evidenciar o sinal dos objetos cujo brilho superficial é próximo ao do nível do fundo de céu. A segunda etapa consiste na identificação dos objetos na imagem, que é seguida pela etapa de pós-processamento. Na etapa de pós-processamento são realizadas medidas sobre os objetos identificados, como determinação da razão comprimento-largura e curvatura. A etapa final compreende a decisão de quais dos objetos identificados podem ser considerados candidatos a arco gravitacional. Em geral, a decisão é feita baseada na imposição de critérios (limites) sobre as propriedades medidas dos objetos, mas também pode ser feita através do uso de uma rede neural ([Estrada et al., 2007](#)).

Neste capítulo propomos um método de pré-processamento de imagens de aglomerados de galáxias que tem por objetivo evidenciar a eventual presença de arcos gravitacionais nas mesmas, chamado GALCLEAN. Como arcos gravitacionais em aglomerados de galáxia em geral são encontrados em sistemas ricos, contendo centenas de galáxias, é de extrema importância um método de pré-processamento que realce e separe o arco da luz difusa das galáxias que estão à sua volta. O algoritmo que propomos consiste em subtrair da imagem a distribuição de brilho das galáxias de maneira automatizada utilizando para isso perfis de Sérsic. Como saída, o GALCLEAN retorna uma imagem onde os perfis de brilho das galáxias foram subtraídos, além de um catálogo com os parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias subtraídas.

O GALCLEAN é um algoritmo que controla e executa outros dois aplicativos: o SEXTRACTOR ([Bertin & Arnouts, 1996](#)), utilizado para a detecção das galáxias que serão subtraídas, e o GALFIT ([Peng et al., 2002](#)), que faz o ajuste e subtração dos modelos para a distribuição de intensidade das galáxias. O aplicativo GALFIT foi escolhido dentre outros métodos para o ajuste pois, além de ser publicamente disponível, é rápido, robusto e se mostrou melhor em comparação com outros métodos semelhantes ([Häussler et al., 2007](#)).

Embora o GALCLEAN seja original em seu propósito inicial, o de evidenciar a presença de arcos nas imagens de aglomerados de galáxias, existem outros códigos para o ajuste automático de perfis de intensidade para as galáxias. Por exemplo, a nova versão do SEXTRACTOR<sup>1</sup> (v 2.13.2) permite o ajuste de alguns tipos de perfis de brilho, incluindo o perfil de Sérsic. Embora extremamente rápida e robusta, esta versão não possui a flexibilidade de ajuste de modelos e de parâmetros como no GALCLEAN. O modelo mais geral cujo ajuste é permitido pela nova versão do SEXTRACTOR equivale à combinação de um componente Sérsic com um disco exponencial, ambos compartilhando um mesmo centro, tendo 11

---

<sup>1</sup><http://astromatic.net/software/sextractor>



parâmetros livres. Já o modelo com duas componentes do tipo Sérsic mais geral do GALCLEAN, possui 16 parâmetros livres (veja a Seção 3.4). Outro código que realiza o ajuste automático de perfis de brilho de galáxias sobre grandes áreas é o Galapagos (Barden et al., 2012), que, como o GALCLEAN, também utiliza o SExtractor para detecção de objetos e o GALFIT para o ajuste de modelos de perfis de brilho das galáxias. Apesar de sua semelhança, o Galapagos não é um algoritmo de pré-processamento de imagens, pois não subtrai os perfis ajustados. Além disso, ele foi escrito em IDL, cuja licença é paga, enquanto o GALCLEAN é codificado em Python, seguindo os princípios do nosso grupo de desenvolver códigos em linguagem livre, com documentação e controle de versão. É importante notar que tanto o Galapagos quanto a nova versão do SExtractor não foram otimizados para evidenciar a presença de arcos gravitacionais nas imagens.

Este capítulo está estruturado da seguinte forma. Na seções 3.2 e 3.3 descrevemos os aplicativos SExtractor e GALFIT, respectivamente, que serão utilizados pelo GALCLEAN. Na seção 3.4 descrevemos a implementação do GALCLEAN e mostramos exemplos de sua aplicação em imagens de diferentes instrumentos. Na seção 3.5 testamos a eficiência do pré-processamento feito pelo GALCLEAN utilizando um algoritmo de detecção automática de arcos. Já na seção 3.6 realizamos um estudo sistemático para quantificar a eficiência do GALCLEAN e o seu impacto na detectabilidade dos arcos em imagens de aglomerados. Finalmente, uma discussão sobre os resultados é feita na seção 3.7.

## 3.2 SExtractor

SExtractor (*Source Extractor*) (Bertin & Arnouts, 1996) é um programa que detecta, separa, realiza medidas e classifica fontes em imagens astronômicas, gerando um catálogo com as suas posições, fluxos e outros parâmetros de interesse.

Para a detecção de fontes, o SExtractor determina o fundo de céu da imagem e se um dado pixel pertence ao céu ou a um objeto, de acordo com um limite de detecção estabelecido pelo usuário em seu arquivo de configuração. Então, ele conecta os pixels que não fazem parte do fundo do céu em objetos separados e determina as propriedades de cada objeto, escrevendo-as em um catálogo. Além disso, o SExtractor realiza classificação estrela-galáxia utilizando uma rede neural treinada em imagens simuladas.

Entre as principais características do SExtractor estão sua habilidade em processar imagens muito grandes de forma muito rápida e com mínima intervenção humana e em lidar com uma grande variedade de formas e magnitudes de objetos. Dessa forma, ele é particularmente útil na análise de dados de sondagens de grandes áreas, sendo utilizado como algoritmo padrão para detecção e fotometria em vários projetos. Em particular, o SExtractor está sendo usado como algoritmo padrão para detecção de objetos no DES.

### 3.3 GALFIT

GALFIT (Peng et al., 2002) é um algoritmo de ajuste bidimensional que modela a distribuição de brilho superficial de galáxias através da sua decomposição em uma ou mais funções analíticas. Cada função tem um conjunto de parâmetros livres que podem ser ajustados para reproduzir o perfil de brilho superficial de uma imagem. O algoritmo possibilita que múltiplas funções sejam ajustadas simultaneamente, além de permitir a subtração da distribuição de intensidades ajustada da imagem original da galáxia.

Para encontrar o melhor ajuste, o GALFIT minimiza o  $\chi^2$  residual entre a imagem e o modelo, ajustando todos os parâmetros livres simultaneamente. Isto é feito utilizando um algoritmo Levenberg-Marquardt, que é um algoritmo de gradiente descendente com a característica de ser rápido para localizar mínimos de funções que são expressas como uma soma de quadrados em grandes espaços de parâmetros. A definição do  $\chi^2$  é

$$\chi^2 = \sum_{x=1}^{nx} \sum_{y=1}^{ny} \frac{(F_{x,y} - M_{x,y})^2}{\sigma_{x,y}^2} \quad (3.1)$$

onde  $F_{x,y}$  é o fluxo do pixel  $(x, y)$ ,  $M_{x,y}$  é o fluxo dado pelo modelo ajustado para o mesmo pixel, e  $\sigma_{x,y}$  é o peso dado a cada pixel, que pode ser calculado pelo GALFIT automaticamente através de ruído Poissônico ou Gaussiano ou pode ser dado pelo usuário através de uma imagem chamada *imagem sigma*. O processo de minimização é repetido até a convergência ser alcançada, o que acontece quando o  $\chi^2$  não muda mais do que 5 partes em  $10^4$  para cinco iterações.

Por ser um algoritmo relativamente rápido e flexível, o GALFIT pode ser utilizado para estudar a morfologia de galáxias em sondagens de grandes áreas, onde o ajuste é feito de maneira automática através de um *script*.

Na versão utilizada (2.0.3c) estão disponíveis para ajuste as seguintes funções: Sérsic (incluindo de Vaucouleurs), Nuker, exponencial, Moffat, Gaussiana, King e PSF. Todos os modelos, exceto a PSF, podem ser convoluídos com uma PSF para simular o efeito causado pela atmosfera e óptica do telescópio.

O GALFIT considera a forma das isofotas de todos os perfis como elipses generalizadas, no sentido de que possuem um parâmetro livre  $c$  (*diskiness/boxiness*), que controla se a isofota tem uma forma que se assemelha mais a um disco ( $c > 0$ ) ou que se assemelha mais a um retângulo ( $c < 0$ ). No caso de  $c = 0$ , a isofota tem a forma exata de uma elipse.

Para utilizar o GALFIT o usuário necessita de um arquivo de configuração, contendo informações da imagem de entrada e os parâmetros iniciais dos modelos a serem ajustados.

GALFIT é escrito em C, porém somente seu executável está disponível publicamente<sup>2</sup>.

<sup>2</sup><http://users.obs.carnegiescience.edu/peng/work/galfit/galfit.html>

### 3.4 Implementação do GALCLEAN

Para subtrair a distribuição de brilho superficial das galáxias de maneira automatizada, desenvolvemos um algoritmo que consiste em um *script* em Python, implementado de forma modular e dividido essencialmente em quatro etapas (veja figura 3.1). O código do GALCLEAN possui dois argumentos de entrada obrigatórios: uma imagem astronômica e um arquivo de configuração. O arquivo de configuração (em formato ASCII) contém os parâmetros de entrada e os parâmetros opcionais, que indicam diferentes processos que o código pode executar. A seguir, descreveremos em detalhes cada uma das etapas do GALCLEAN.

Na primeira etapa, o algoritmo controla e executa o aplicativo SExtractor (veja seção 3.2), que é utilizado para detectar os objetos da imagem que serão ajustados e subtraídos e para produzir um catálogo com informações destes. Os parâmetros de detecção do SExtractor podem ser escolhidos pelo usuário e alterados no arquivo de configuração do GALCLEAN. A segunda etapa consiste em ordenar os objetos do catálogo gerado pelo

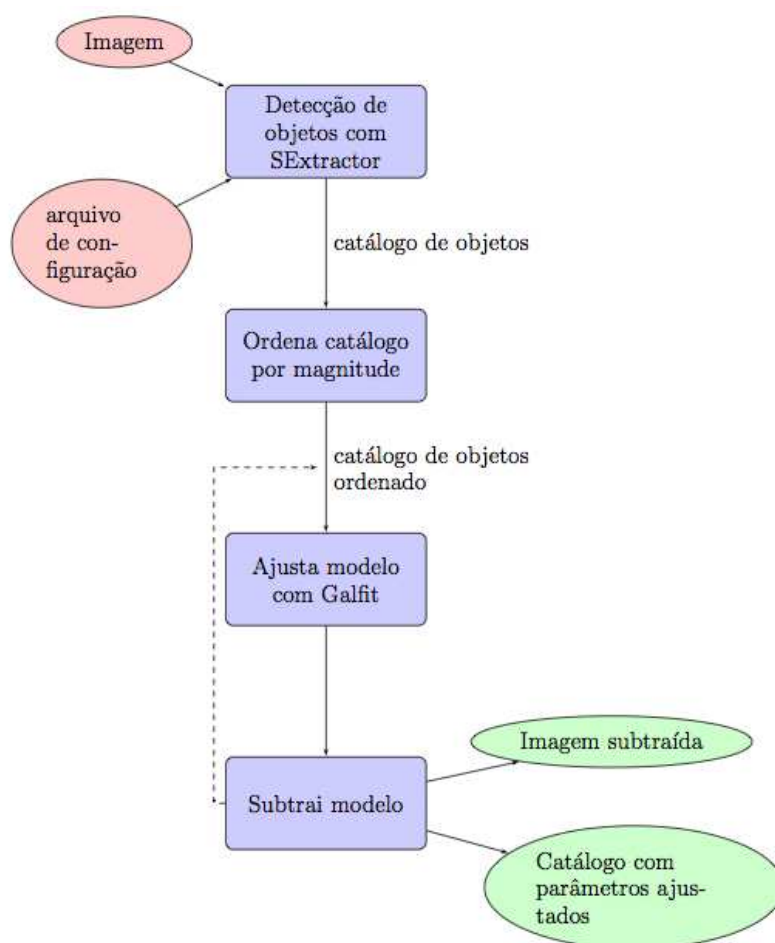


Figura 3.1: Fluxograma do algoritmo do GALCLEAN.

SExtractor de acordo com sua magnitude, do mais brilhante para o mais fraco, uma vez

que é preciso subtrair primeiramente as galáxias mais brilhantes para evitar que a luz delas contamine a subtração das galáxias menos brilhantes.

Na terceira etapa, o algoritmo executa o aplicativo GALFIT (Peng et al., 2002), descrito na seção anterior, para ajustar e subtrair um modelo da distribuição de brilho superficial para cada objeto do catálogo que foi classificado como galáxia. O critério de separação estrela-galáxia é especificado no arquivo de configuração e baseia-se na classificação feita pelo SExtractor. Um corte na elipticidade dos objetos é aplicado para evitar que objetos alongados sejam subtraídos juntamente com as galáxias, dessa forma preservando e evidenciando potenciais arcos gravitacionais. Novamente, o critério para o corte em elipticidade pode ser ajustado no arquivo de configuração. O algoritmo também evita subtrair objetos saturados ou muito próximos da borda da imagem, fazendo uso da informação de *flags* contidas no catálogo do SExtractor.

O GALCLEAN cria uma imagem “recortada” (*postage stamp*) a partir da imagem original, centrada na posição de cada objeto selecionado para ajuste e subtração. O tamanho desta imagem é dado por um múltiplo do semi-eixo maior do objeto tal qual medido pelo SExtractor, sendo que este múltiplo pode ser alterado no arquivo de configuração. Então o GALCLEAN edita automaticamente o arquivo de configuração de entrada do GALFIT para que este realize o ajuste e subtração de um ou dois perfis de Sérsic para cada objeto. Para cada perfil de Sérsic, o GALFIT permite ajustar 8 parâmetros: duas coordenadas do centro do objeto ( $x_c, y_c$ ), magnitude total ( $mag_t$ ), raio efetivo ( $r_e$ ), índice de Sérsic ( $n$ ), ângulo de posição ( $\theta$ ), razão axial ( $b/a$ ) e parâmetro *diskiness/boxiness* ( $c$ ). Como estimativas iniciais desses parâmetros são utilizadas as correspondentes medidas do objeto que estão no catálogo do SExtractor, exceto para  $r_e$ ,  $n$  e  $c$ . A estimativa inicial de  $r_e$  é dada pela medida do semi-eixo menor e as estimativas de  $n$  e  $c$  são dadas pelo usuário no arquivo de configuração do GALFIT.

A escolha entre o ajuste de um ou dois perfis é feita de acordo com a magnitude do objeto. A objetos brilhantes (com magnitude menor que um limite *mag\_thresh* especificado no arquivo de configuração) são ajustados dois perfis de Sérsic, permitindo que todos os seus parâmetros sejam livres para o ajuste. Nesse caso, as estimativas iniciais para todos os parâmetros de ambas as componentes Sérsic são idênticas, exceto pela magnitude, para a qual adiciona-se 0,75 mag a cada componente, o que significa que a estimativa inicial para o fluxo foi igualmente dividida entre as duas. Já para objetos tênues (com magnitude maior que *mag\_thresh*), que em geral são menores e contêm menos informação (menos pixels para ajuste), somente um perfil de Sérsic é ajustado, permitindo que todos os seus parâmetros sejam livres, exceto pelo parâmetro  $c$  que é mantido fixo com valor igual a zero.

O processo de ajuste e subtração é feito objeto a objeto, iniciando pelo mais brilhante. Para cada objeto, as etapas descritas acima se baseiam na imagem anterior, já com os objetos mais brilhantes subtraídos. Caso o GALFIT não consiga ajustar um modelo ao objeto e retorne uma mensagem de erro, o que pode ocorrer no caso em que o objeto não possa ser

bem descrito por um perfil de Sérsic, o GALCLEAN desconsidera o objeto e segue para o próximo objeto no catálogo ordenado.

Como etapa final, o GALCLEAN lê o arquivo de saída do GALFIT e gera um catálogo com os parâmetros de Sérsic dos objetos ajustados e subtraídos. Esse é um subproduto do GALCLEAN que pode ser muito útil em sondagens de grandes áreas, como o CS82 (veja o capítulo 4) e também em sondagens como o SOGRAS, uma vez que os catálogos com parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias são muito importantes para o estudo da evolução das mesmas. Tal catálogo é salvo em formato de tabela FITS. Objetos ajustados com êxito são sinalizados com uma *flag* igual a 1, enquanto que objetos para os quais o GALFIT falhou no ajuste do modelo da distribuição de brilho superficial recebem uma *flag* igual a  $-1$  e possuem todos os parâmetros sinalizados com valor igual a  $-99.99$ .

A tabela 3.1 mostra os parâmetros do catálogo produzido pelo GALCLEAN. O sufixo *i* no nome de cada parâmetro indica a qual componente Sérsic o mesmo se refere, podendo assumir os valores 1 ou 2. No caso de somente um componente Sérsic ser ajustado, todos os parâmetros do segundo componente são sinalizados com uma *flag* igual a  $-99.99$ .

Nome do parâmetro	Definição
OBJ_ID	Identificador do objeto tal qual dado no catálogo do SExtractor
FIT_SUC <sub><i>i</i></sub>	<i>flag</i> que identifica sucesso do ajuste (1: êxito; $-1$ : sem êxito)
RA <sub><i>i</i></sub>	ascensão reta (em graus)
ERR_RA <sub><i>i</i></sub>	erro na ascensão reta
DEC <sub><i>i</i></sub>	declinação (em graus)
ERR_DEC <sub><i>i</i></sub>	erro na declinação
MAG <sub><i>i</i></sub>	magnitude
ERR_MAG <sub><i>i</i></sub>	erro na magnitude
RE <sub><i>i</i></sub>	raio efetivo (em pixels)
ERR_RE <sub><i>i</i></sub>	erro no raio efetivo
EXP <sub><i>i</i></sub>	índice de Sérsic
ERR_EXP <sub><i>i</i></sub>	erro no índice de Sérsic
AX_RAT <sub><i>i</i></sub>	razão axial
ERR_AX_RAT <sub><i>i</i></sub>	erro na razão axial
POS_ANG <sub><i>i</i></sub>	ângulo do posição* (em radianos)
ERR_POS_ANG <sub><i>i</i></sub>	erro no ângulo do posição
DISK_BOX <sub><i>i</i></sub>	<i>diskiness</i> (-)/ <i>boxiness</i> (+)
ERR_DISK_BOX <sub><i>i</i></sub>	erro no <i>diskiness</i> (-)/ <i>boxiness</i> (+)
CHI2	$\chi^2$ mínimo resultante do ajuste do GALFIT
NDOF	número de graus de liberdade

\*Definido de forma que é 0 se o semi-eixo maior está alinhado paralelamente com o eixo *y* e cresce no sentido anti-horário.

Tabela 3.1: Descrição das colunas do catálogo produzido pelo GALCLEAN. O sufixo *i* indica o número da componente Sérsic ( $i = 1, 2$ ).

Como saída, além do catálogo com os parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias subtraídas, o GALCLEAN retorna uma imagem onde os perfis de brilho superficial das galáxias foram subtraídos, chamada *imagem subtraída*. Ambos catálogo e *imagem subtraída* são colocados em um diretório definido pelo usuário no arquivo de configuração. Caso esse diretório não exista, o GALCLEAN cria um diretório chamado *output*, onde os produtos finais serão disponibilizados.

A descrição feita até aqui corresponde à versão padrão do GALCLEAN. Porém, buscando a flexibilização do código, algumas opções foram implementadas, de forma a possibilitar a alteração das etapas de execução apresentadas acima. O código pode ser executado a partir de um catálogo de objetos do SExtractor (em formatos FITS\_1.0 or FITS\_LDAC) já existente. A essa opção corresponde o parâmetro *exist\_cat* no arquivo de configuração. Também é possível escolher entre o ordenamento ou não do catálogo de objetos antes da execução do GALFIT, através do parâmetro *rank\_mag*, que pode assumir as condições lógicas *True* ou *False*. Uma terceira opção é a escolha entre a subtração ou não do modelo ajustado pelo GALFIT (parâmetro *subtract* que assume as mesmas condições lógicas anteriores). Caso a escolha seja pela não subtração, a imagem final subtraída não é gerada. Todas essas opções também podem ser alteradas a partir da linha de comando.

Para rodar o GALCLEAN a partir da linha de comando, o usuário deve fazer:

```
> python GalClean.py <image.fits> [options]
```

As opções que podem ser alteradas na linha de comando são:

- `-c CONFIG` para alterar o nome do arquivo de configuração
- `--cat=EXIST_CAT` para rodar utilizando um catálogo do SExtractor ( em formato FITS\_1.0 ou FITS\_LDAC) já existente
- `--rank=RANK_MAG` para ordenar os objetos a serem ajustados e/ou subtraídos pela magnitude (*True* ou *False*)
- `--subtract=SUBTRACT` para subtrair ou não os objetos (*True* ou *False*)

Nas figuras 3.2-3.4 apresentamos a aplicação do GALCLEAN em três imagens distintas: uma imagem simulada e duas imagens reais, sendo que destas uma foi obtida no espaço e outra em solo. A primeira é uma imagem do aglomerado de galáxias Abell 2218 obtida com a Wide Field Planetary Camera 2 do HST e disponível publicamente; a segunda é uma imagem simulada do Data Challenge 4 (DC4) do DES onde um arco de  $mag = 25$  foi adicionado com o algoritmo ADDARCS e a terceira é uma imagem de um aglomerado de galáxias da sondagem CS82 (veja seção 4.2.1).

Os painéis da esquerda das figuras 3.2-3.4 mostram as imagens originais, enquanto que os painéis da direita mostram o resultado da aplicação do GALCLEAN. Podemos ver que nos três casos a subtração foi eficiente e os arcos aparecem mais claramente nas imagens subtraídas do que nas imagens originais, especialmente no caso da figura 3.3, que possui

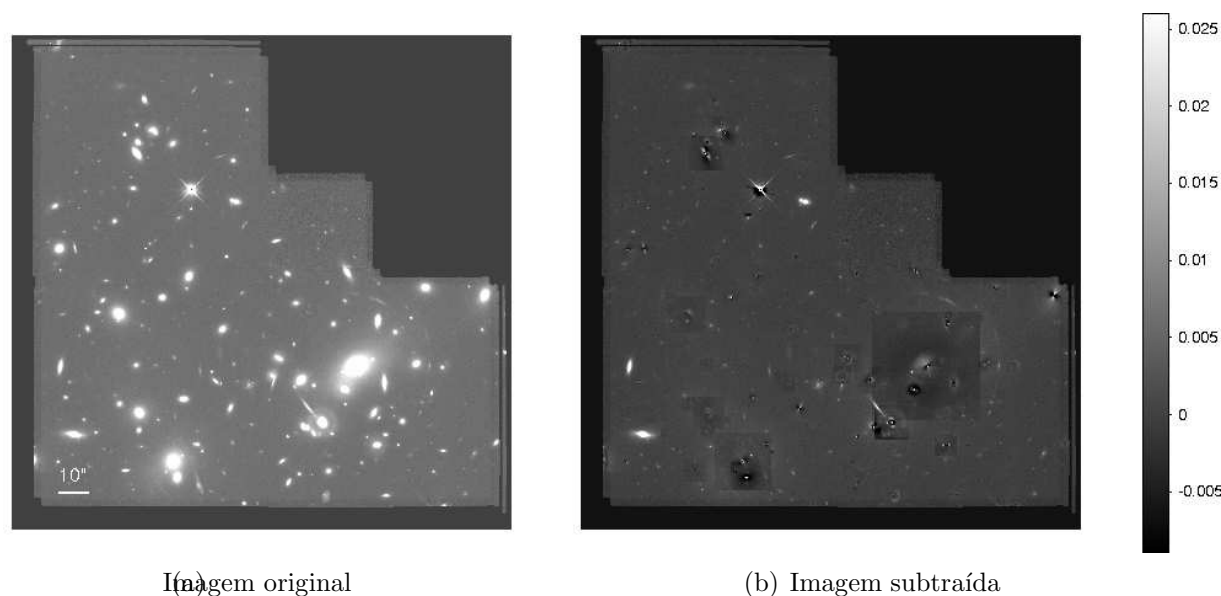


Figura 3.2: Imagem do aglomerado Abell 2218 obtida com o HST. O painel (a) mostra a imagem original, na qual foi aplicado o GALCLEAN, enquanto que o painel (b) mostra a imagem subtraída resultante. Ambos os painéis apresentam a mesma escala de intensidades.

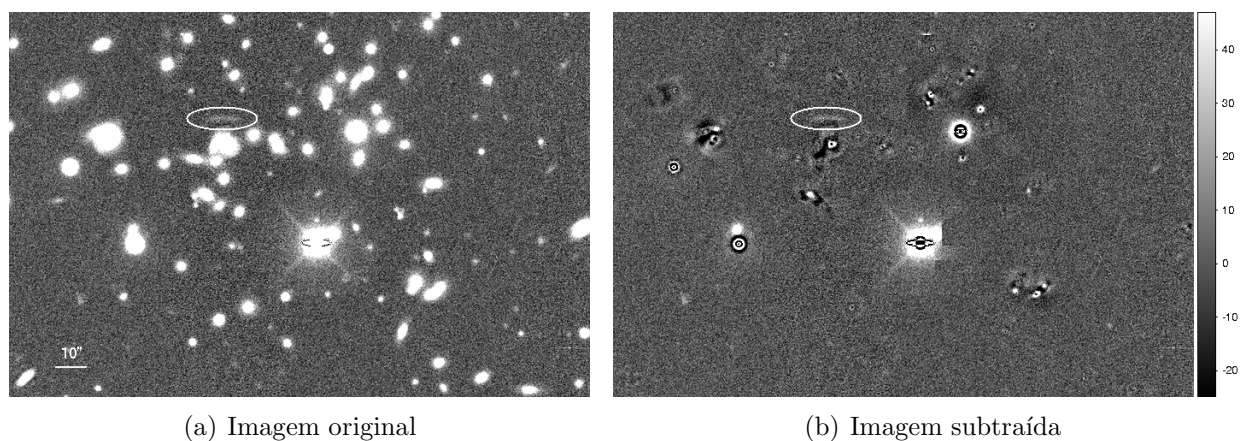
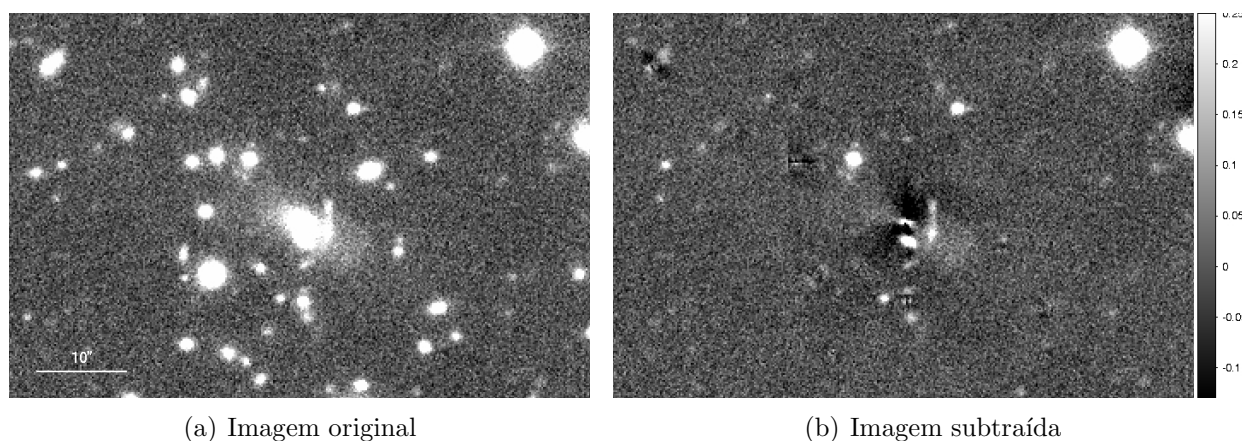


Figura 3.3: Imagem simulada de um aglomerado do DC4 do DES, onde um arco (circulado) de  $mag = 25$  foi adicionado com o algoritmo ADDARCS. O painel (a) mostra a imagem original, na qual foi aplicado o GALCLEAN, enquanto que o painel (b) mostra a imagem subtraída resultante. Ambos os painéis apresentam a mesma escala de intensidades.

um arco muito fraco ( $mag = 25$ ). Nos três casos o sinal residual na imagem subtraída corresponde a menos de 10% do sinal da imagem original.

Os objetos não subtraídos que restaram nas imagens correspondem a menos de 15% dos objetos inicialmente detectados. Na maioria dos casos esses objetos são estrelas, objetos saturados e objetos nas bordas, que, por construção, não devem ser subtraídos pelo GALCLEAN, mas também há objetos para os quais o GALFIT não conseguiu ajustar um perfil de Sérsic.

Podemos notar também que algumas regiões quadradas se destacam na figura 3.2. Estas regiões correspondem às regiões utilizadas pelo GALFIT para ajustar e subtrair os



(a) Imagem original

(b) Imagem subtraída

Figura 3.4: Imagem de um aglomerado da sondagem CS82. O painel (a) mostra a imagem original, na qual foi aplicado o GALCLEAN, enquanto que o painel (b) mostra a imagem subtraída resultante. Ambos os painéis apresentam a mesma escala de intensidades.

modelos para a distribuição de brilho superficial das galáxias. Essas regiões são mais pronunciadas quanto mais brilhante for a galáxia a ser ajustada. Tal problema ocorre porque o GALFIT, ao subtrair o modelo ajustado, acaba subtraindo também uma parte do fundo de céu nestas regiões. Entretanto, não observamos problema semelhante nas imagens do DC4 e do CS82, porque o fundo de céu nessas imagens foi subtraído durante sua redução. Para solucionar o problema do GALCLEAN em imagens como a do HST, onde o fundo de céu não foi subtraído, é necessário desenvolver um método que subtraia eficientemente o fundo de céu na imagem antes da aplicação do algoritmo. Nas próximas versões do GALCLEAN pretendemos incluir um método para subtração do céu a ser utilizado nos casos em que este último não tenha sido subtraído previamente ou adequadamente.

Outra melhoria que desejamos implementar nas futuras versões do GALCLEAN é a possibilidade de que vários objetos, desde que distantes uns dos outros, sejam ajustados e subtraídos simultaneamente. Assim, poderemos paralelizar o código e, com o benefício de um *cluster* de computadores, fazer com que o tempo de execução do GALCLEAN seja reduzido drasticamente. Também planejamos implementar um método para separar o ajuste de dois objetos muito próximos, pois, na forma atual em que o algoritmo está codificado, se dois objetos estiverem muito próximos (de tal forma que um dos objetos se encontre dentro da região de ajuste do outro), quando o GALFIT tentar ajustar um modelo com dois componentes Sérsic a um dos objetos, o que pode ocorrer é a *migração do ajuste* de um componente para o outro objeto.



### 3.5 Eficiência do GALCLEAN e algoritmos de busca automática de arcos

Na seção anterior verificamos que visualmente a subtração feita pelo GALCLEAN por si só é efetiva. Porém, é preciso verificar se este método é efetivo como pré-processamento para detecção de arcos. Para testar a eficiência da subtração de perfis de brilho superficial de galáxias realizado pelo GALCLEAN para a detecção de arcos é preciso aplicar um algoritmo automatizado de busca de arcos e comparar seu resultado na imagem original e na imagem subtraída.

Tipicamente, um algoritmo de detecção automática de arcos deve consistir das seguintes etapas: pré-processamento da imagem, identificação dos objetos, pós-processamento (medida sobre os objetos) e decisão. Existem algumas propostas de algoritmos automatizados de busca de arcos na literatura, que serão descritos a seguir, embora nem todas elas cubram todas essas etapas. É importante notar que todos estes algoritmos selecionam candidatos a arco em imagens contendo muitos objetos. Uma inspeção visual é requerida para separar os objetos que realmente podem ser arcos dos objetos que correspondem a falsas detecções.

Lenzen et al. (2004) propuseram um algoritmo de detecção automática de arcos que usa suavização da imagem combinada com detecção de fontes e seleção de arcos. O método desenvolvido por estes autores consiste em fazer inicialmente um remapeamento das intensidades da imagem para focar no intervalo típico de intensidades dos arcos e após aplicar um filtro de suavização anisotrópica. Tal filtro suaviza na direção perpendicular ao gradiente de brilho em cada pixel, evidenciando assim objetos finos e alongados como os arcos. A detecção de objetos é realizada através da procura por máximos locais de intensidade e pela conexão de todos os pixels em torno destes que tenham intensidade acima de um certo limite. Finalmente, os candidatos a arco são selecionados impondo-se limites nas excentricidades medidas para os objetos. Esse é um algoritmo de detecção completo, pois cobre todas as etapas. A principal vantagem desse algoritmo é que ele resolve bem os arcos próximos a galáxias. Em contrapartida, ele tende a ignorar regiões dos arcos com baixo brilho superficial e possui o risco de criar características alongadas a partir do ruído, gerando falsas detecções.

Horesh et al. (2005) apresentam outro método de detecção automática de arcos, mais simples que o anterior, implementado na forma de um *script* que faz chamadas repetidas do SExtractor, usando em cada uma delas parâmetros de detecção diferentes. Os candidatos a arcos são detectados entre os objetos de uma imagem resultante da combinação das imagens segmentadas produzidas em cada chamada do SExtractor através da imposição de um limite na sua razão axial. Além de simples, esse algoritmo é rápido e possibilita a detecção de candidatos a arco fracos. Porém, às vezes tende a fundir dois candidatos a arco próximos em um único ou a fundir parte de uma galáxia próxima com um candidato a arco.

Já [Alard \(2006\)](#) apresenta um método de busca automática de arcos baseado em um estimador local de alongação em pequenas escalas. Em seu método os momentos de segunda ordem da distribuição de luz da imagem são calculados, permitindo obter as orientações locais. Então, em cada ponto da imagem é definido um parâmetro  $Q$ , que fornece uma medida da alongação local. Os objetos são identificados através de um corte mínimo na alongação em um mapa da quantidade  $Q$ . Por fim, um catálogo de objetos alongados é produzido, contendo as propriedades medidas de cada objeto e este é utilizado para a seleção final dos candidatos a arco. Uma nova versão deste código, onde algumas modificações foram implementadas, é apresentada em [More et al. \(2012\)](#).

[Estrada et al. \(2007\)](#) também propuseram um algoritmo de detecção automática de arcos que foi utilizado para a busca de arcos gigantes em uma amostra de 825 aglomerados de SDSS. A primeira etapa deste algoritmo tem por objetivo evidenciar o sinal dos objetos que possuem a forma de arco em relação ao fundo de céu e consiste na combinação de imagens de diferentes filtros, sendo as intensidades de cada imagem escalonadas pela variância de seu respectivo fundo de céu. Então, os objetos são detectados e catalogados com o auxílio do SExtractor e uma pré-seleção de candidatos a arcos é feita utilizando medidas da razão axial dos objetos. A seleção final dos candidatos a arcos é feita através de um método que utiliza uma rede neural, que foi treinada para selecionar arcos simulados com base nas medidas de curvatura e razão axial.

Finalmente, [Seidel & Bartelmann \(2007\)](#) apresentam um algoritmo que procura por estruturas finas e alongadas. Este algoritmo subdivide a imagem em uma grid de células (que podem se superpor umas às outras) e desloca iterativamente estas células em direção a um centro de brilho na sua vizinhança imediata. Após encontrar uma posição final sobre ou próxima a um pico de intensidade local, ele computa a elipticidade e a orientação de cada célula utilizando os momentos de segunda ordem da distribuição de luz e conecta as células com elipticidade e orientação correlacionadas em objetos. Os objetos encontrados desta maneira podem ser automaticamente classificados em candidatos a arco de acordo com sua razão axial. Este algoritmo é eficiente, robusto e rápido e possui a vantagem de medir propriedades da imagem como médias locais, levando em conta a distribuição de intensidade. A desvantagem deste método é que as elipticidades podem ser tendenciosas, causando falsas detecções. Além disso, os resultados dependem da escolha do tamanho da célula.

De todos estes algoritmos de busca automática de arcos, somente os algoritmos de [Horesh et al. \(2005\)](#) e de [Lenzen et al. \(2004\)](#) são disponíveis para uso público. Neste trabalho, escolhemos o algoritmo de [Horesh et al. \(2005\)](#) para testar a eficiência do GAL-CLEAN, pois este é o mais simples dos buscadores de arcos que está disponível publicamente. Na próxima seção descrevemos este algoritmo em detalhes.

Dada a ausência de estudos que quantifiquem e comparem a eficiência dos algoritmos disponíveis, um estudo de comparação de quatro algoritmos disponíveis publicamente

encontra-se em preparação (Furlanetto et al., 2012). Este trabalho está sendo feito em colaboração com outros membros do grupo de lenteamento gravitacional forte do DES. Nele, os algoritmos de Lenzen et al. (2004), Horesh et al. (2005), More et al. (2012) e Bom et al. (2012) são aplicados a um mesmo conjunto de imagens de arcos simuladas com o PAIN-TARCS. O principal objetivo deste trabalho é quantificar e comparar a completeza e pureza na seleção de arcos de cada algoritmo.

### 3.5.1 O algoritmo de detecção automática de arcos de Horesh

O algoritmo de detecção automática de arcos desenvolvido por Horesh et al. (2005), de agora em diante chamado de algoritmo de Horesh, consiste em um *script* que possui seis estágios, três de detecção (estágios A1, A2 e A3) e três de eliminação (estágios B1, B2 e B3) de objetos. Em cada estágio A, objetos são detectados com o SExtractor usando parâmetros de detecção ligeiramente diferentes e uma imagem de segmentação com os objetos detectados é criada. Nos estágios B correspondentes, objetos mais arredondados, que possuem razão axial ( $b/a$ ) acima de um certo limite (dado no arquivo de entrada) são removidos da imagem de segmentação, sendo seus pixels substituídos por um fundo de céu constante. Os estágios de detecção e eliminação são aplicados alternadamente entre as imagens originais e as imagens de segmentação.

Como estágio final, as imagens de segmentação resultantes dos estágios B são combinadas em uma nova imagem de segmentação, na qual a todos os pixels não nulos são atribuídos um valor constante, e o processo de detecção do SExtractor é executado mais uma vez sobre essa imagem combinada.

Sobre a imagem de segmentação produzida pela última chamada do SExtractor, o código de Horesh realiza medidas morfológicas sobre os objetos detectados. A largura  $L$  do arco é definida como a soma das distâncias do centro do arco (pixel de máxima intensidade) aos dois pontos extremos (o primeiro extremo é o ponto mais distante do ponto central e o segundo extremo é o ponto mais distante do primeiro extremo). A largura  $W$  do arco é medida como a área do arco dividida pelo seu comprimento. Os objetos detectados que possuírem razão  $L/W$  medida menor do que um limite definido pelo usuário são eliminados da última imagem de segmentação, produzindo então uma imagem de segmentação final com os candidatos a arco detectados. Além disso, o código produz um catálogo com as propriedades medidas dos candidatos a arco, tais como posição, magnitude, comprimento e largura.

O *script* deste algoritmo é escrito na linguagem C e utiliza a biblioteca CFITSIO<sup>3</sup>. Tanto o código fonte quanto o executável do algoritmo estão disponíveis publicamente<sup>4</sup>.

---

<sup>3</sup><http://heasarc.gsfc.nasa.gov/fitsio/>

<sup>4</sup><http://wise-obs.tau.ac.il/~assafh/>

Como o código original foi otimizado para detecção de arcos em imagens do HST, além de alterar os parâmetros de entrada, também foi necessário mudar alguns parâmetros internos de forma a otimizar o código para outras imagens. Os parâmetros internos do código que foram alterados são os limites de detecção do SExtractor para cada estágio de detecção e os limites nas razões axiais utilizadas em cada estágio de eliminação.

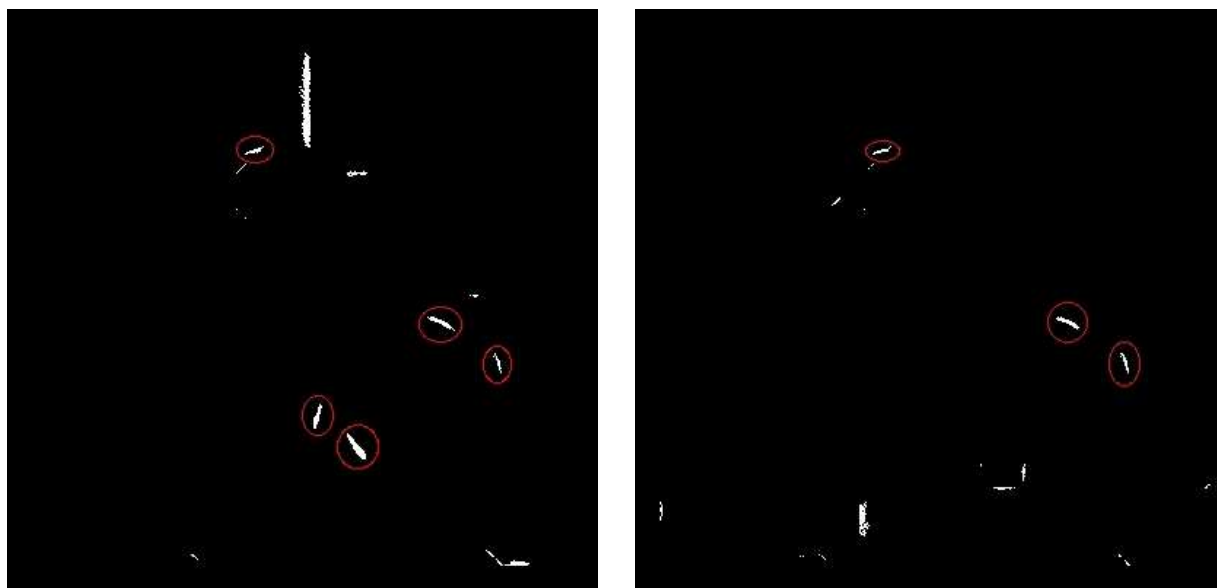
A seguir, mostramos exemplos da aplicação deste algoritmo em imagens antes e depois da aplicação do GALCLEAN.

### 3.5.2 Aplicação do algoritmo de detecção automática de arcos de Horesh

As figuras 3.5a e 3.5b mostram as imagens de segmentação resultantes da aplicação do algoritmo de Horesh sobre as imagens das figuras 3.2a (antes da aplicação do GALCLEAN) e 3.2b (após a aplicação do GALCLEAN), respectivamente. Como a imagem deste aglomerado foi obtida com o HST, utilizamos os mesmos parâmetros de detecção e seleção dos arcos apresentados em Horesh et al. (2005). Verificamos que 14 candidatos a arco foram identificados na figura 3.5a, enquanto que na 3.5b, foram identificados 17 candidatos. Uma inspeção visual revela que alguns desses candidatos (circulados na figura) são arcos gravitacionais confirmados espectroscopicamente (Smith et al., 2005), enquanto que outros são detecções espúrias e correspondem a sinais de cruzes de difração de estrelas e efeitos da borda das imagens. Notamos que dos 14 candidatos a arco da figura 3.5a 5 correspondem a arcos gravitacionais confirmados espectroscopicamente e que 3 dos 17 candidatos a arco da 3.5b são realmente arcos gravitacionais. No caso da imagem de segmentação resultante da aplicação do algoritmo de Horesh sobre a imagem após a aplicação do GALCLEAN, muitas detecções espúrias correspondem a resíduos da subtração dos perfis de brilho superficial das galáxias bem como às bordas das regiões utilizadas pelo GALFIT para realizar o ajuste e subtração.

As figuras 3.6a e 3.6b mostram as imagens de segmentação resultantes da aplicação do algoritmo de Horesh sobre as imagens simuladas de um aglomerado do DC4 do DES das figuras 3.3a (antes da aplicação do GALCLEAN) e 3.3b (após a aplicação do GALCLEAN), respectivamente. Em ambas as imagens de segmentação o arco de  $mag = 25$  foi identificado. Porém, o número de objetos espúrios detectados na figura 3.6b (35) é maior do que na figura 3.6a (21). A maioria dos objetos espúrios detectados nessas imagens corresponde a defeitos do CCD. Mas, como no caso do aglomerado Abell 2218, há objetos espúrios que correspondem a resíduos da subtração.

Com esses dois exemplos, onde utilizamos um algoritmo simples de busca de arcos, verificamos que ao subtrair a distribuição de luz das galáxias com o GALCLEAN não aumentamos a eficiência de detecção, mas aumentamos o número de detecções espúrias. Para



(a) Candidatos a arco identificados na imagem original.

(b) Candidatos a arco identificados na imagem subtraída.

Figura 3.5: Imagens de segmentação resultantes da aplicação do algoritmo de busca de arcos de Horesh sobre as imagens original do aglomerado Abell 2218 obtida com o HST (esquerda) e subtraída com o GALCLEAN (direita). Os objetos circulado correspondem a arcos gravitacionais identificados e confirmados por [Smith et al. \(2005\)](#).



(a) Candidatos a arco identificados na imagem original.

(b) Candidatos a arco identificados na imagem subtraída.

Figura 3.6: Imagens de segmentação resultantes da aplicação do algoritmo de busca de arcos de Horesh sobre as imagens original e subtraída de um aglomerado do DC4 onde um arco com  $mag = 25$  foi adicionado.

determinar a eficiência na detecção de arcos é preciso fazer um estudo estatístico e quantificar o impacto do GALCLEAN na detectabilidade dos arcos. Esse estudo será apresentado na seção a seguir.

### 3.6 Impacto do GALCLEAN na detectabilidade dos arcos

Para melhor quantificar a eficiência do GALCLEAN para a detectabilidade dos arcos em imagens de aglomerados de galáxias, realizamos um estudo sistemático do impacto do GALCLEAN em uma amostra de imagens simuladas de aglomerados, nas quais arcos com parâmetros conhecidos foram adicionados.

Utilizamos imagens simuladas da banda  $i$  do DC5 do DES (com magnitude limite  $\sim 24$  para  $S/N = 10$ ) contendo diversos aglomerados de galáxias. Nessas imagens simuladas, os aglomerados de galáxias estão associados a halos de matéria escura provenientes das simulações. Seleccionamos aglomerados que possuíam massas e desvios para o vermelho dentro de um dado intervalo de valores em um catálogo de halos do DC5. Para cada aglomerado selecionado, fizemos um corte na imagem em torno de seu centro, sendo o tamanho da imagem de corte dado pelo  $r_{200}$ <sup>5</sup> do aglomerado, convertido para segundos de arco levando em conta o desvio para o vermelho do aglomerado. A tabela 3.2 mostra as massas e os desvios para o vermelho dos aglomerados selecionados.

	$M_l, z_l$	$M_l, z_m$	$M_l, z_h$	$M_m, z_m$	$M_m, z_h$	$M_h, z_h$
$M(10^{13}M_\odot)$	1,1	1,04	1,41	4,24	7,36	17,87
$z$	0,20	0,54	1,14	0,51	0,87	0,94

Tabela 3.2: Massas e desvios para o vermelho dos aglomerados selecionados para o estudo sistemático da detectabilidade dos arcos. Os símbolos  $l$ ,  $m$  e  $h$  significam baixo, médio e alto, respectivamente.

Para cada uma desses imagens dos aglomerados, adicionamos arcos simulados simétricos com diferentes parâmetros gerados com o PAINTARCS. Vale lembrar que estes objetos simulados reproduzem aproximadamente a morfologia de arcos gravitacionais reais (veja o capítulo 2). Cada arco adicionado a um aglomerado difere dos outros em razão  $L/W$ , magnitude, posição e PSF de acordo com

$$\frac{L}{W} = \begin{cases} 5 \\ 7 \\ 9 \\ 11 \\ 13 \end{cases} \quad mag = \begin{cases} 20,0 \\ 20,8 \\ 21,6 \\ 22,4 \\ 23,2 \end{cases} \quad FWHM = \begin{cases} 0,60'' \\ 0,75'' \\ 0,90'' \\ 1,05'' \\ 1,20'' \end{cases} \quad r_c = \begin{cases} 0,1 r_{200} \\ 0,3 r_{200} \\ 0,5 r_{200} \\ 0,7 r_{200} \end{cases}$$

A posição do arco adicionado é dada pelo  $r_c$  acima e por 6 valores distintos de orientação  $\theta_0$ , que são determinados de forma aleatória. Desta forma, adicionamos às imagens 3000 ( $5 \times 5 \times 5 \times 4 \times 6$ ) arcos simulados com diferentes parâmetros.

<sup>5</sup>raio dentro do qual a densidade do halo é 200 vezes a densidade crítica do Universo ( $\rho_c$ )

Todos os parâmetros dos arcos são conhecidos e se encontram no *header* das imagens dos aglomerados nas quais eles foram adicionados.

Aplicamos o GALCLEAN sobre todas as imagens, utilizando sua versão padrão (veja seção 3.4). O critério para o corte em elipticidade foi  $e = 0,7$  e o para separação estrela-galáxia foi CLASS\_STAR=0,9. Por motivos computacionais, optamos por ajustar somente um perfil de Sérsic para cada galáxia. O lado da imagem quadrada recortada em torno de cada galáxia utilizada pelo GALCLEAN correspondeu a 8 vezes o semi-eixo maior do objeto, segundo medida feita pelo SExtractor.

Novamente escolhemos o algoritmo de detecção automática de arcos de Horesh (com limite  $L/W = 3$ ) para identificar os arcos nas imagens antes e após a aplicação do GALCLEAN. Identificamos se o arco foi detectado ou não na imagem de segmentação produzida pelo algoritmo de Horesh através da comparação das posições dos objetos nessa imagem com a posição do arco adicionado pelo PAINTARCS, que é informada no *header* da imagem do aglomerado com o arco adicionado. O raio utilizado para a comparação das posições foi  $2''$ . Objetos detectados que estavam em regiões da imagem mascaradas foram excluídos desse estudo comparativo.

Para realizar esse estudo sistemático da detectabilidade dos arcos, implementamos um *script* em Python que automatiza todo o processo, desde a seleção dos aglomerados e corte nas imagens até a identificação das detecções dos arcos que foram adicionados. Esse *script* concatena todos os algoritmos envolvidos (PAINTARCS, GALCLEAN e Horesh). A estrutura central desse *script* está ilustrada na figura 3.7.

### 3.6.1 Resultados

As figuras 3.8-3.13 mostram os resultados do estudo sistemático da detectabilidade dos arcos em imagens de aglomerados antes e depois da aplicação do GALCLEAN.

Como esperado, a figura 3.8 mostra que a detecção é fortemente determinada pela magnitude do arco. Comparando esses resultados antes e depois da aplicação do GALCLEAN, podemos ver um aumento na fração de arcos detectados (razão entre o número de arcos que foram detectados e o número total de arcos que foram adicionados) para as magnitudes mais tênues. Para arcos com  $mag = 22,4$  notamos um aumento típico de 10% na fração de arcos detectados após a aplicação do GALCLEAN. Para arcos com  $mag = 23,2$ , esse aumento foi ainda mais significativo, sendo maior do que 100% na maioria dos casos. Podemos encontrar indicações de que o GALCLEAN melhora a detecção dos arcos para os aglomerados de alto desvio para o vermelho (veja as curvas ciano, magenta e verde nas figuras 3.8a e 3.8b).

A figura 3.9 mostra a dependência da fração de arcos detectados em função do *seeing* do arco para o caso dos arcos com  $mag = 22,4$ , que é a magnitude a partir da qual o GALCLEAN melhora a detecção dos arcos (veja figura 3.8). Verificamos que o *seeing* tem um

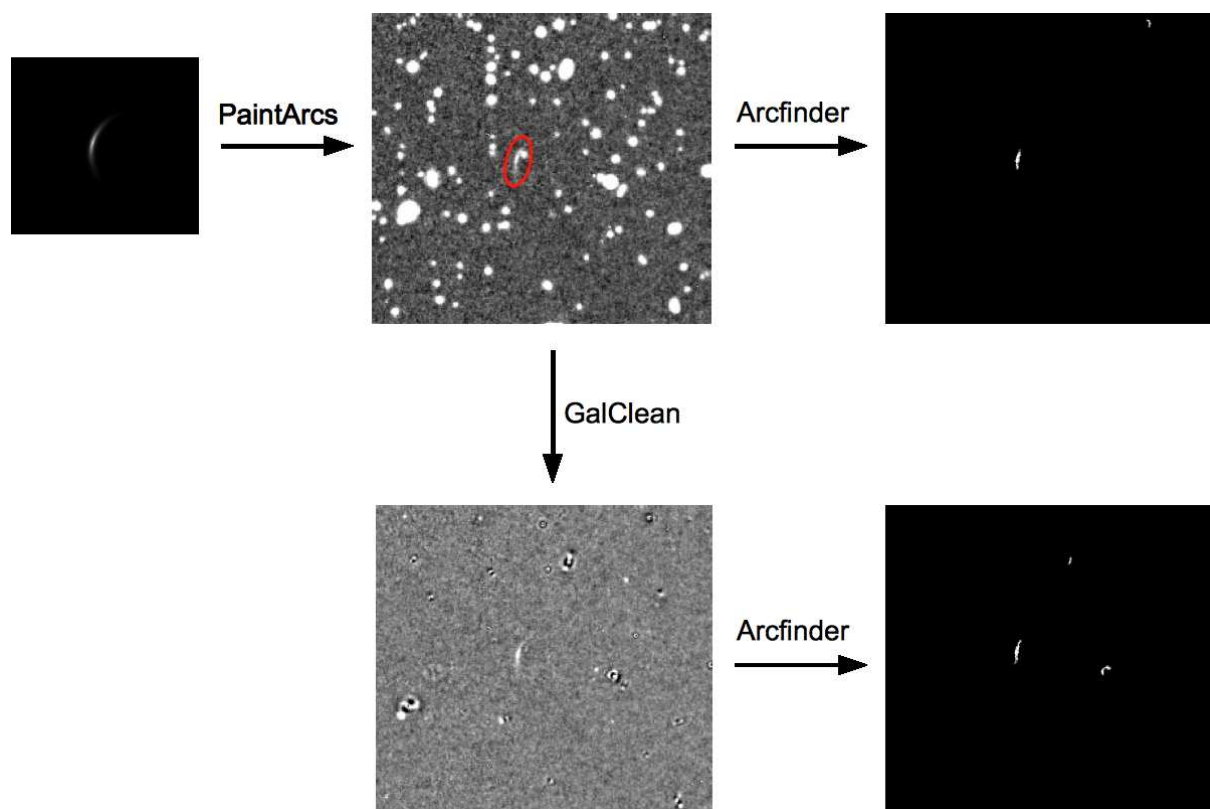


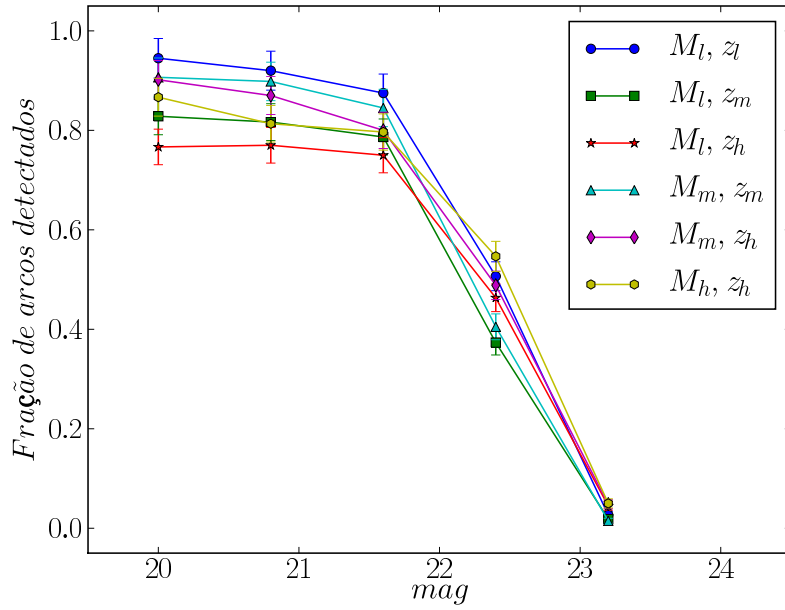
Figura 3.7: Ilustração do *script* implementado que concatena os algoritmos PAINTARCS, GALCLEAN e Horesh, utilizados para o estudo sistemático da detectabilidade dos arcos.

impacto significativo na detecção dos arcos. As curvas são declinantes, na média, mostrando, como esperado, que o *seeing* realmente dificulta a detecção dos arcos. Notamos que o GALCLEAN melhora a detecção dos arcos e este efeito é mais pronunciado para os aglomerados de alto desvio para o vermelho. O aumento típico na fração de arcos detectados após a aplicação do GALCLEAN foi de 13%.

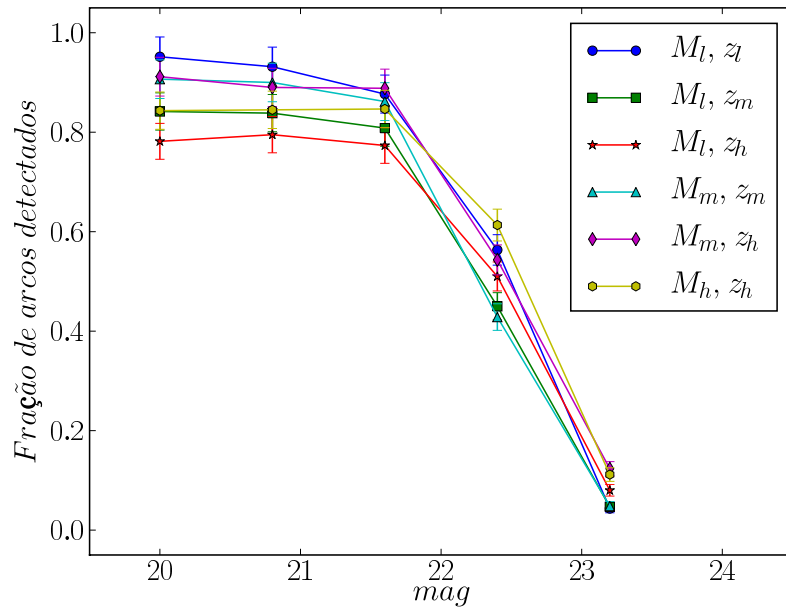
Para objetos brilhantes, a detectabilidade dos arcos não apresenta uma dependência clara em relação à razão  $L/W$  do arco, como mostra a figura 3.10, para o caso de arcos com  $mag = 20,8$ . Já para magnitude altas ( $mag = 22,4$ , na figura 3.11) a fração dos arcos detectados apresenta uma tendência a diminuir para  $L/W$  mais altos, contrariamente ao que se esperaria. Isso provavelmente está relacionado com o fato de que os arcos gigantes são “quebrados” em vários objetos ao serem detectados. Assim, ao fazermos a comparação das posições dos arcos detectados na imagem com a posição do arco originalmente adicionado, acabamos por não detectá-lo. Essa tendência é mais pronunciada para arcos com magnitudes mais fracas, o que faz sentido, pois quanto mais fracas forem os arcos gigantes, mais facilmente o algoritmo de detecção automática pode identificar diferentes picos na sua distribuição de luz como objetos separados.

Já na figura 3.12 comparamos o valor  $L/W$  dos arcos *detectados* nas imagens (medido pelo algoritmo de detecção automática) com os valores *verdadeiros* desse parâmetro ( $L/W_{\text{verdadeiro}}$ ), ou seja, os valores de entrada do arco adicionado com o PAINTARCS. Essa





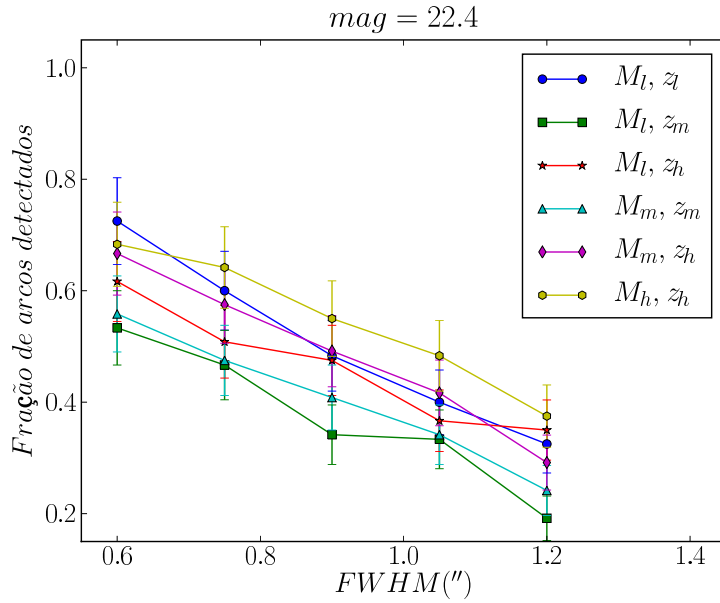
(a) Sem GALCLEAN



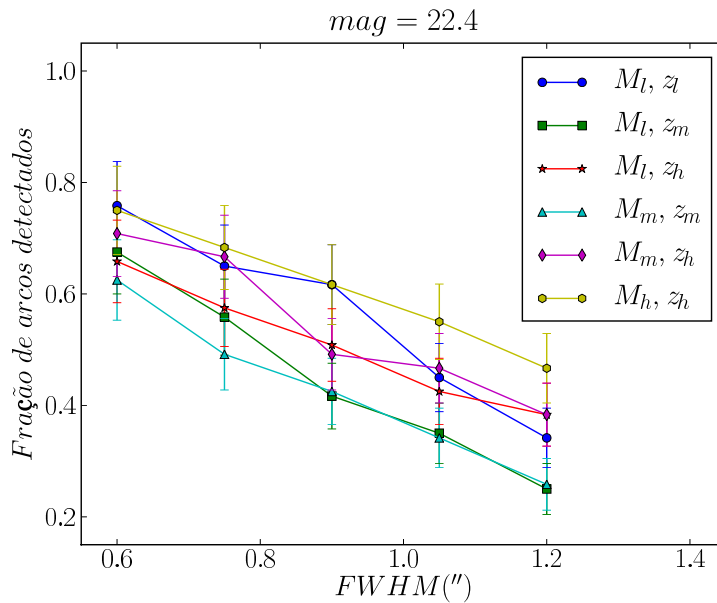
(b) Com GALCLEAN

Figura 3.8: Fração dos arcos detectados em função da magnitude do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson.

comparação foi feita para os arcos com  $mag = 20$  adicionados à imagem do aglomerado identificado como  $M_h, z_h$ . Verificamos que os valores de  $L/W$  medidos para os arcos detectados se correlacionam claramente com os respectivos valores de entrada. Há uma tendência de o



(a) Sem GALCLEAN

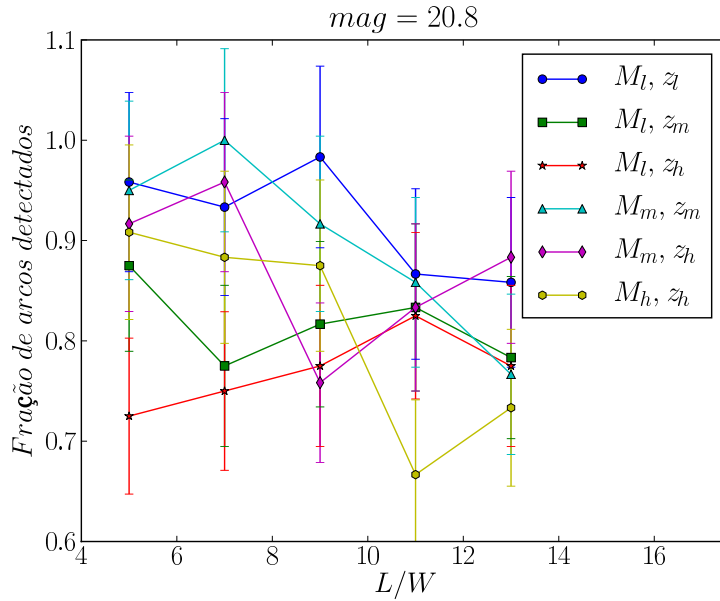


(b) Com GALCLEAN

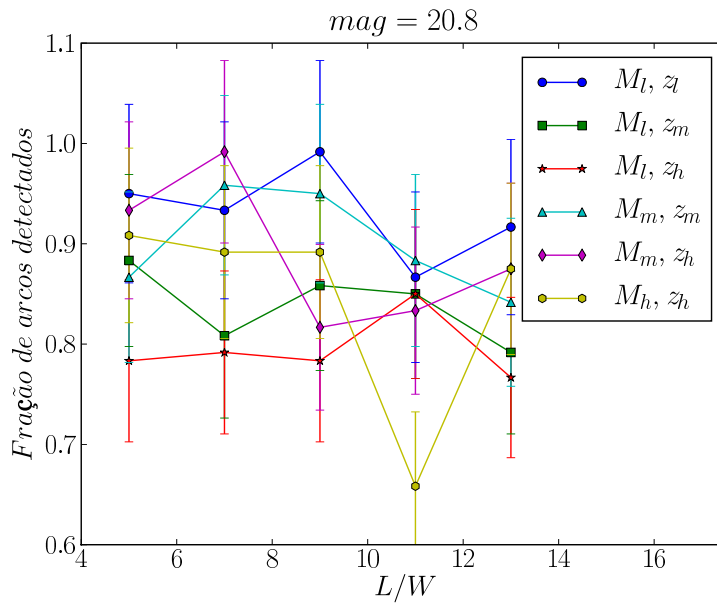
Figura 3.9: Fração dos arcos detectados com  $mag = 22,4$  em função do *seeing* (FWHM) do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson.

algoritmo do Horesh subestimar os valores de  $L/W$ , exceto para os casos em que o valor de entrada  $L/W_{verdadeiro}$  é baixo.

Finalmente, investigamos as detecções espúrias antes e após a aplicação do GALCLEAN. Este resultado é apresentado na figura 3.13, onde quantificamos a média das detecções espúrias das 3000 imagens com arco para cada um dos 6 aglomerados desse estudo. Confirmamos, assim, um aumento, em alguns casos bastante significativo, do número de



(a) Sem GALCLEAN

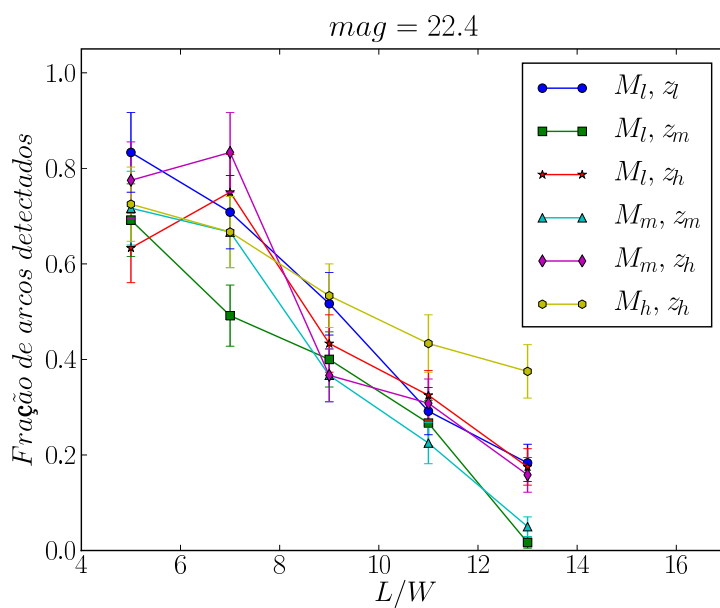


(b) Com GALCLEAN

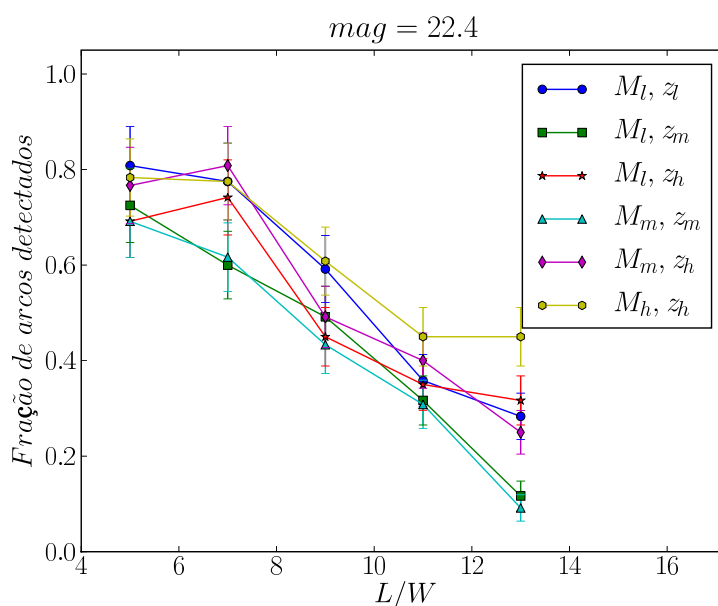
Figura 3.10: Fração dos arcos de  $mag = 20,8$  detectados em função da razão  $L/W$  do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson.

deteções espúrias após a aplicação do GALCLEAN. A média global das deteções espúrias (levando em conta os 6 aglomerados desse estudo) obtida antes da aplicação do GALCLEAN é 6,60, enquanto que após a aplicação do código esta quantidade é 18,18. Como mencionado anteriormente, esse aumento se deve aos resíduos da subtração feita pelo GALCLEAN.

É importante notar que todos estes resultados sobre a detectabilidade dos arcos dependem fortemente de como os arcos são detectados, ou seja, do algoritmo de detecção



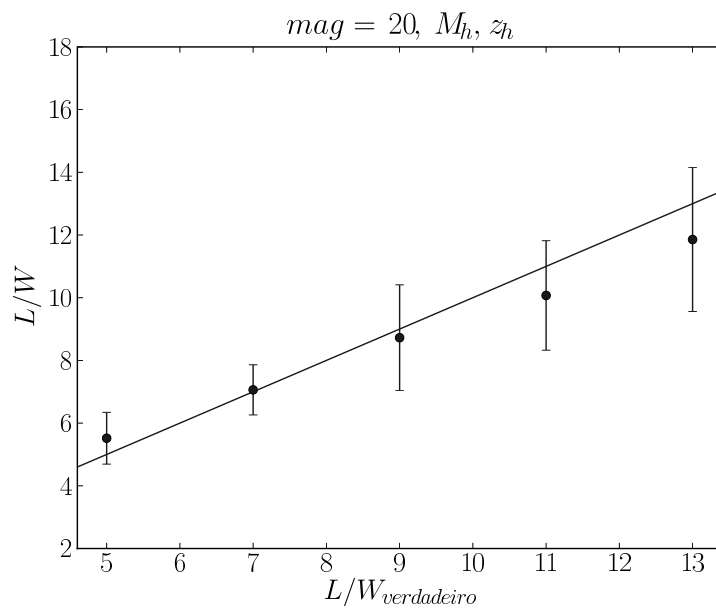
(a) Sem GALCLEAN



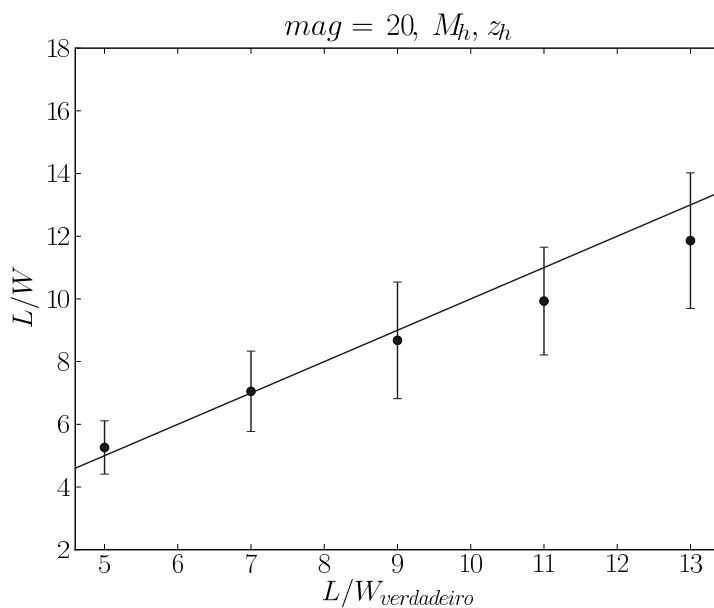
(b) Com GALCLEAN

Figura 3.11: Fração dos arcos de  $mag = 22,4$  detectados em função da razão  $L/W$  do arco adicionado antes e depois da aplicação do GALCLEAN para os diferentes aglomerados selecionados de acordo com a tabela 3.2. As barras de erro correspondem ao erro de Poisson.

automática utilizado. Resultados diferentes podem ser obtidos caso outro algoritmo de detecção automática seja implementado.



(a) Sem GALCLEAN



(b) Com GALCLEAN

Figura 3.12: Comparação dos valores de  $L/W$  dos arcos detectados nas imagens (medido pelo algoritmo de detecção automática) com os valores verdadeiros desse parâmetro  $(L/W)_{\text{verdadeiro}}$  para os arcos com  $mag = 20$  adicionados à imagem do aglomerado identificado como  $M_h, z_h$  antes e depois da aplicação do GALCLEAN. A linha sólida representa a linha correspondente à identidade e as barras de erro correspondem à dispersão em torno da média.

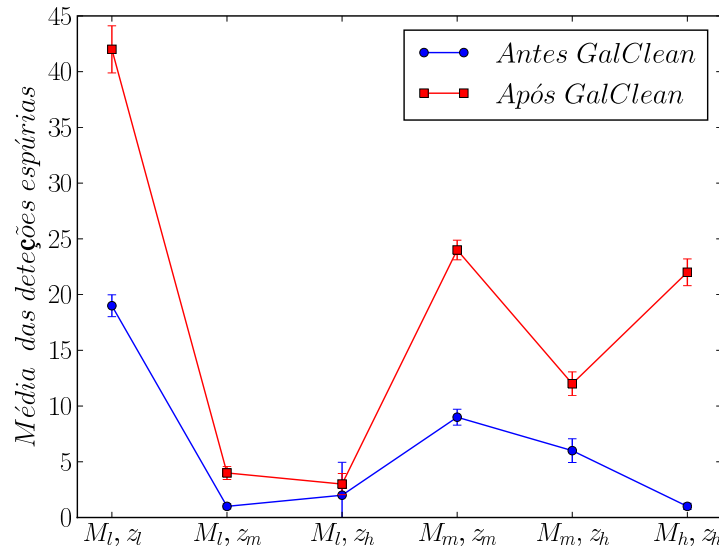


Figura 3.13: Média das detecções espúrias das 3000 imagens com arco de cada um dos aglomerados da tabela 3.2 antes e depois a aplicação do GALCLEAN. As barras de erro correspondem à dispersão em torno da média.

### 3.7 Discussão

Apresentamos neste capítulo um método de pré-processamento de imagens baseado na subtração do perfil de brilho superficial das galáxias chamado GALCLEAN, desenvolvido para evidenciar a presença de arcos nas imagens de aglomerados de galáxias. Inspeções visuais nas imagens mostram que os arcos são evidenciados após a aplicação deste método.

Para testar a eficiência do GALCLEAN realizamos um estudo sistemático da detectabilidade dos arcos em imagens simuladas de aglomerados de galáxias onde arcos com parâmetros conhecidos foram adicionados com o algoritmo PAINTARCS. Os resultados deste estudo indicam que o GALCLEAN aumenta a fração de arcos detectados para as magnitudes mais tênues e que o seu impacto é mais significativo para os aglomerados de alto desvio para o vermelho, ao menos com a atual implementação de algoritmo de detecção automática de arcos. Por outro lado, o uso do GALCLEAN leva a um aumento substancial na quantidade de falsos positivos, o que exige um processo de aperfeiçoamento do código.

Nas próximas versões do GALCLEAN pretendemos implementar uma série de melhorias no código. A primeira delas é a paralelização do código, de forma que ele possa ser executado utilizando múltiplos processadores ou CUDA. Nesse caso, o ajuste/subtração de objetos distantes uns dos outros será feito de forma simultânea e não sequencial. Outras melhorias dizem respeito à introdução de novas opções no código, como a opção de utilizar uma imagem PSF para cada *postage stamp* e a flexibilização dos critérios utilizados para a

definição do modelo a ser ajustado, para o caso em que o GALFIT não obtenha sucesso numa primeira tentativa. Para este último caso, por exemplo, caso o GALFIT falhe em ajustar um modelo de dois perfis de Sérsic, tenta-se o ajuste de um modelo com apenas um perfil de Sérsic e, caso o GALFIT falhe novamente no ajuste deste, uma última tentativa seria o ajuste de um perfil de Sérsic com alguns parâmetros mantidos como fixos. A última parte da série de melhorias que pretendemos implementar está relacionada à redução de artificialidades introduzidas na imagem pela subtração feita com o GALCLEAN, como efeitos nas bordas dos *postage stamps* utilizados. Para isso, será incluído no código um módulo para a subtração do fundo de céu (para o caso de imagens que não tenham o fundo de céu subtraído) e a maneira de como os objetos são ajustados e subtraídos em regiões com uma grande densidade de objetos (como as regiões centrais dos aglomerados) será alterada, utilizando, por exemplo, ajuste múltiplo de objetos muito próximos.

Após implementadas estas melhorias, faremos uma comparação da eficiência e qualidade do ajuste do perfil de brilho superficial realizado pelo GALCLEAN com o realizado por outros códigos semelhantes, como o Galapagos (Barden et al., 2012) e a nova versão do SExtractor. Também temos a intenção de testar a eficiência do GALCLEAN utilizando outros algoritmos de detecção automática de arcos.

Embora o GALCLEAN tenha se mostrado eficiente no seu propósito inicial de aumentar a detectabilidade dos arcos em imagens de aglomerados de galáxias somente em alguns casos, seu segundo produto, o catálogo com os parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias ajustadas e subtraídas, pode ter uma aplicação muito mais ampla e promissora. Tais catálogos podem ser muito úteis para o estudo da estrutura e evolução das galáxias. Recentemente iniciou-se um trabalho de colaboração com outros pesquisadores envolvidos no CFHT Stripe 82 Survey (CS82, veja o capítulo 4), para a obtenção de catálogos com os parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias dessa sondagem. Neste trabalho iremos comparar os catálogos obtidos com o GALCLEAN com catálogos semelhantes obtidos com outros códigos.

Após todas as melhorias e testes do GALCLEAN, tornaremos este código público.





# Capítulo 4

## SOAR Gravitational Arc Survey

### 4.1 Introdução

Entender a evolução das propriedades de aglomerados de galáxias, em particular sua distribuição de massa, tem importantes implicações para o uso destes objetos como sondas cosmológicas, para compreender a natureza da matéria escura e da energia escura, bem como para impor vínculos na evolução das galáxias. Uma maneira de determinar a distribuição de massa em aglomerados é através dos arcos produzidos por lenteamento gravitacional (Blandford & Narayan, 1992; Hattori et al., 1999; Guzik & Seljak, 2002; Mandelbaum & Seljak, 2006; Treu, 2010; Kneib & Natarajan, 2011). Em especial, a estatística de arcos gravitacionais pode fornecer vínculos sobre os parâmetros cosmológicos e sobre a formação de estruturas (Bartelmann et al., 1998, 2003; Golse et al., 2002; Meneghetti et al., 2004; Kochanek et al., 2006; Hilbert et al., 2007; Vuissoz et al., 2007). Isto motivou a realização de vários projetos de busca de arcos, tanto em imagens de sondagens de grandes áreas (Gladders et al., 2003; Estrada et al., 2007; Cabanac et al., 2007; Belokurov et al., 2009; Kubo et al., 2010; Kneib et al., 2010; Gilbank et al., 2011; More et al., 2012), como em campos de aglomerados conhecidos, com observações em solo (Luppino et al., 1999; Zaritsky & Gonzalez, 2003; Hennawi et al., 2008; Kausch et al., 2010) ou no espaço (Smith et al., 2005; Sand et al., 2005; Horesh et al., 2010). Sondagens em um futuro próximo, como o DES, ou mais distante, esperam detectar cerca de uma ordem de magnitude mais arcos dos que as maiores sondagens realizadas até agora.

Por mais de uma década há uma grande discussão na literatura sobre a compatibilidade da abundância de arcos observada com as previsões de modelos teóricos. Bartelmann et al. (1998) sugeriram um excesso aparente de arcos gigantes no céu de cerca de uma ordem de grandeza se comparado com as previsões do modelo cosmológico  $\Lambda$ CDM. Trabalhos posteriores com estatística limitada também confirmaram que o número de arcos gigantes observado no céu é subestimado pelo modelo  $\Lambda$ CDM (Luppino et al., 1999; Gladders et al., 2003; Zaritsky & Gonzalez, 2003; Li et al., 2006).

No entanto, trabalhos mais recentes, incluindo diversos fatores que não foram considerados nas primeiras previsões e estudando os observáveis apropriados (por exemplo, o número de arcos por aglomerado), reduziram a discrepância entre as abundâncias de arcos observada e teórica (Dalal et al., 2004; Horesh et al., 2005; Hennawi et al., 2007). Em particular, Horesh et al. (2011) realizaram um estudo usando simulações, onde arcos gravitacionais são gerados a partir de *ray-tracing* de fontes realistas do Hubble Ultra Deep Field através de aglomerados da simulação de N corpos Millenium (Springel et al., 2005). Eles compararam a fração de arcos por aglomerado na amostra simulada e em uma amostra de arcos em aglomerados com propriedades semelhantes, utilizando os mesmos métodos para identificar os arcos em ambas as amostras, e encontraram uma consistência entre as amostras observadas e simuladas, pelo menos no intervalo de desvio para o vermelho ( $z$ ) de  $0,3 < z < 0,6$ .

Se por um lado o problema de estatística de arcos pode ter sido resolvido, ou pelo menos atenuado, permanecem as questões quanto à variação da abundância de arcos em relação ao desvio para o vermelho do aglomerado. Por exemplo, Gladders et al. (2003) encontraram uma superabundância de arcos em aglomerados de altos  $z$  se comparados com os de mais baixo  $z$ . Gonzalez et al. (2012) encontraram arcos em um aglomerado a  $z = 1,75$ , que não deveriam estar presentes na profundidade de suas imagens de acordo com seu modelo. Horesh et al. (2011) encontraram um número de arcos por aglomerado em  $z \sim 0,2$  menor se comparado com observações analisadas em Horesh et al. (2005) para o mesmo  $z$ . Estas discrepâncias poderiam ser devidas à evolução da estrutura do aglomerado com o desvio para o vermelho e/ou por efeitos de seleção das amostras. Caminha et al. (2012) modelaram a variação da abundância de arcos com o desvio para o vermelho da lente salientando o efeito de magnificação na distribuição esperada e o aumento da incidência de arcos com o  $z$ .

A principal motivação para o *SOAR Gravitational Arc Survey* (SOGRAS) foi impor vínculos à variação da eficiência do lenteamento forte em função do desvio para o vermelho do aglomerado, comparando os resultados com as expectativas teóricas. Para tanto, concebemos um levantamento visando observar aglomerados de galáxias distribuídos em dois intervalos estreitos de desvios para o vermelho, um centrado em  $z \sim 0,3$  e outro em  $z \sim 0,5$ . As variações esperadas na eficiência de lenteamento entre estes dois intervalos de desvio para o vermelho são primariamente resultantes da dependência da seção de choque do lenteamento com as distâncias de diâmetro angular. Um total de 47 aglomerados foi observado nos filtros  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$  com o telescópio de 4,1 m Southern Astrophysical Research Telescope (SOAR) entre meados de 2008 até o final de 2010.

Os arcos e outras características de lenteamento gravitacional forte encontrados podem ser utilizados para vincular as massas individuais dos aglomerados (ex: Cypriano et al., 2005). Outra informação valiosa que pode ser tirada dos dados é uma estimativa das massas de todos os aglomerados em cada intervalo de  $z$  com técnicas de lenteamento fraco, através do empilhamento dos perfis da distorção tangencial de fontes de fundo para todos os aglomerados

naquele intervalo. Esta técnica tem sido aplicada com sucesso (Sheldon et al., 2001, 2004; Johnston et al., 2007) e leva a uma massa média geral para os aglomerados.

Outra motivação é usar este conjunto de dados para testar ferramentas que estão sendo desenvolvidas para o DES, especialmente para estudos de arcos gravitacionais, incluindo testes de algoritmos de detecção automática de arcos, e métodos para medir propriedades destes objetos. De fato o SOGRAS tem profundidade e condições de *seeing* comparáveis com o que é esperado para DES e cobre 3 das 5 bandas do DES.

Finalmente, o SOGRAS pode ser visto como um levantamento teste para futuros levantamentos de alta resolução de arcos com o SOAR utilizando o módulo de óptica adaptativa (SOAR Adaptive Module) recentemente comissionado<sup>1</sup> (Tokovinin & Cantarutti, 2008; Tokovinin et al., 2010).

Neste capítulo apresentamos as propriedades gerais do levantamento SOGRAS, desde a seleção de alvos e observações até a redução de dados e calibração fotométrica. Apresentamos os catálogos fotométricos e discutimos os novos candidatos a arco gravitacional encontrados por meio de inspeção visual.

Como um subproduto deste levantamento, um grande catálogo de galáxias dos campos dos aglomerados foi gerado, contendo informações de astrometria, fotometria e morfologia destes objetos. Este catálogo foi usado para separar os membros dos aglomerados (através da sequência vermelha nos diagramas cor-magnitude) de galáxias de campo. Além disso, este catálogo poderá ser útil para futuras análises de evolução de galáxias.

A estrutura deste capítulo é a seguinte: na seção 4.2 descrevemos o levantamento, incluindo informações sobre a seleção da amostra e detalhes das observações. Na seção 4.3 descrevemos a redução de dados, incluindo calibrações astrométrica e fotométrica. Nós também avaliamos cuidadosamente a qualidade da nossa fotometria. O catálogo de objetos detectados resultante é apresentado na seção 4.4. Na seção 4.5 apresentamos a primeira amostra de candidatos a arco gravitacional do SOGRAS. Finalmente, na seção 4.6 discutimos os nossos resultados e as perspectivas futuras deste projeto.

## 4.2 O levantamento

Projetamos o levantamento SOGRAS para observar uma amostra de aglomerados de galáxias, igualmente divididos em dois intervalos de desvio para o vermelho, um de  $0,20 < z_{phot} < 0,35$  (chamado intervalo de baixo  $z$ ) e outro de  $0,50 < z_{phot} < 0,60$  (chamado intervalo de alto  $z$ ), para investigar a evolução da incidência de arcos entre esses dois intervalos.

O intervalo de baixo  $z$  foi escolhido de forma que houvesse na área de cobertura do levantamento (veja seção 4.2.1) um número suficiente de aglomerados ricos neste intervalo

<sup>1</sup>[www.ctio.noao.edu/new/Telescopes/SOAR/Instruments/SAM/](http://www.ctio.noao.edu/new/Telescopes/SOAR/Instruments/SAM/)

de desvio para o vermelho e para evitar que houvesse uma probabilidade muito pequena de incidência de arcos. O intervalo de alto  $z$  foi determinado pela disponibilidade de catálogo de aglomerados de galáxias na área de cobertura do SOGRAS e pela exigência de ter um número suficiente de fontes de fundo que permitissem também uma análise de lenteamento gravitacional fraco através do empilhamento das imagens dos aglomerados nesse intervalo (para obtermos uma estimativa global da massa dos aglomerados).

Todos os aglomerados foram observados com o telescópio SOAR, localizado no Cerro Pachón, nos Andes chilenos, com o SOAR Optical Imager (SOI). A escolha do telescópio e do instrumento foi motivada pelo *seeing* típico do Cerro Pachón ( $\simeq 0,8''$ ) e pelo tamanho do pixel do detector, que geram uma imagem com a qualidade exigida para a detecção de arcos gravitacionais<sup>2</sup>.

As observações de todos os alvos foram feitas no modo fila assegurando que os nossos requisitos de qualidade fossem cumpridos. Portanto, nosso levantamento fornece uma amostra bastante homogênea, no sentido de que todas as imagens foram obtidas em condições semelhantes, com o mesmo instrumento, filtros e tempo de exposição, sendo assim adequada para a comparação da incidência de arcos.

O tempo de exposição foi determinado pelo compromisso entre o número de aglomerados a ser observado e a profundidade desejada para cada campo para um tempo total de observação. Usando o modelo para o número de arcos por aglomerado esperado (como uma função da magnitude limite, desvio para o vermelho do aglomerado, etc) dado em [Caminha et al. \(2012\)](#) e a calculadora para tempo de exposição<sup>3</sup>, encontramos que o número máximo de arcos é atingido para tempos de integração de cerca de 10 minutos (para cada campo em um único filtro).

Nós também exigimos que imagens em 3 filtros fossem obtidas de forma que a informação de cor pudesse ser obtida, já que esta é uma importante informação para distinguir arcos gravitacionais de outros objetos da imagem e para identificar imagens múltiplas produzidas por lenteamento gravitacional forte. Em geral, os arcos gravitacionais são comparativamente azuis com relação às galáxias centrais de aglomerados em torno das quais habitualmente se formam, já que estas últimas comumente são do tipo elipsoidais, com predominância de populações estelares velhas. Além disso, a informação de cor ajuda a atenuar a contaminação de objetos que estão em primeiro plano em relação ao aglomerado para a reconstrução de massa por lenteamento gravitacional fraco.

---

<sup>2</sup>Como é bem conhecido, a detectabilidade de arcos gravitacionais é muito sensível à FWHM da PSF, porque o *seeing* tende a diminuir a razão comprimento-largura e diluir o brilho superficial (ex: [Cypriano et al., 2001](#))

<sup>3</sup><http://www.noao.edu/gateway/ccdtime/>

### 4.2.1 O SDSS e a faixa 82

A principal área de cobertura do SOGRAS foi a faixa 82 do SDSS (SDSS *Stripe* 82), uma faixa equatorial de  $275^{\circ 2}$  (cobrindo  $-50 < RA < 59$ ;  $-1,25 < Dec < 1,25$ ) que foi observada várias vezes entre 2000 e 2007 como parte de um projeto de busca de supernovas, produzindo um levantamento mais profundo desta região do céu.

Os dados finais da faixa 82, chamados *coadd*, atingem  $r \sim 23,5$  para galáxias, ou seja, duas magnitudes mais tênues do que o levantamento principal do SDSS (Annis et al., 2011).

A disponibilidade destes dados permitiu a construção de catálogos de aglomerados de galáxias mais profundos, que são adequados para a seleção de alvos da nossa amostra do SOGRAS. Em especial, vários catálogos de aglomerados baseados na identificação da sequência vermelha dos mesmos começaram a ser produzidos tão logo os primeiros *coadds* de observações da faixa 82 foram criados. Enquanto os catálogos de aglomerados do SDSS obtidos a partir de uma única observação (*single pass*) chegavam até  $z \sim 0,3$  (Koester et al., 2007), os catálogos obtidos a partir de várias observações (*coadd*) atingiam  $z \sim 0,6$ , indo ao encontro de nossas exigências para a subamostra do intervalo de alto  $z$ .

Atualmente, além do imageamento profundo do SDSS, partes da faixa 82 foram cobertas por vários outros levantamentos em diversos comprimentos de onda, como o UKIDSS Large Area Survey nas bandas *YJHK* (Lawrence et al., 2007), o GALEX no ultravioleta, o levantamento SHELA com o Spitzer/IRAC (Papovich et al., 2011) e o Herschel/HerMES Large Mode Survey (Oliver et al., 2012). Em comprimentos de onda maiores, a faixa 82 estará na área de cobertura do levantamento equatorial do Atacama Cosmology Telescope (Sehgal et al., 2012) e  $80^{\circ 2}$  desta faixa possuem imageamento profundo com o VLA (Hodge et al., 2011). A faixa 82 também possui uma grande quantidade de medidas espectroscópicas de desvio para o vermelho, com medida do SDSS (Abazajian et al., 2009), 2dF (Colless et al., 2001; Croom et al., 2001), 2SLAQ (Croom et al., 2009), 6dF (Jones et al., 2009), DEEP2 (Newman et al., 2012), VVDS (Garilli et al., 2008), PRIMUS (Coil et al., 2011), SDSS-III/BOSS (SDSS-III Collaboration et al., 2012) e WiggleZ (Drinkwater et al., 2010).

Assim, esta região está emergindo como um campo para levantamentos extragalácticos profundos, um precursor do DES e LSST, com um conjunto impressionante de observações já realizadas ou em andamento em múltiplos comprimentos de onda. A combinação da boa qualidade das imagens do SOAR com esse grande conjunto de observações complementares reforçou a nossa escolha por selecionar a maioria dos alvos do SOGRAS nessa faixa do céu. Particularmente, entre meados de 2010 e o início de 2011,  $170^{\circ 2}$  da faixa 82 foram observados na banda *i* pelo CFHT Stripe 82 Survey (CS82, Kneib et al., 2010; Erben et al., 2012), produzindo dados com magnitudes até  $i = 23,5$ . Estes dados foram obtidos em excelentes condições de *seeing* (*seeing* mediano de  $0,6''$ ), o que possibilitará medidas de lenteamento fraco de alta precisão. O conjunto de dados do CS82 é especialmente sinérgico com o SOGRAS, pois permitirá estudar os aglomerados imageados pelo SOGRAS em raios

muito maiores e fornecerá medidas de lenteamento gravitacional fraco para eles. Por outro lado, os dados do SOGRAS podem ser úteis para a avaliação de qualidade dos dados do CS82 nos campos que possuem em comum. Por exemplo, a separação estrela-galáxia e a determinação das fontes que estão na frente ou atrás dos aglomerados podem ser testados nestes campos graças à informação de cores em profundidade maior e em melhores condições de *seeing* do que a dos dados do SDSS.

## 4.2.2 Seleção da amostra de aglomerados de galáxias

O levantamento SOGRAS foi realizado em duas temporadas, a primeira durante o semestre 2008B (*SOAR program SO2008B-015*; PI: M. Makler) e a segunda em 2010B (*SOAR program SO2010B-023*; PI: M. Makler). Como os catálogos de aglomerados e o *coadd* da faixa 82 evoluíram durante esse período, diferentes catálogos foram usados para a seleção dos alvos. O procedimento, no entanto, foi o mesmo para ambas as temporadas de observação: selecionar os aglomerados mais ricos dos catálogos nos mesmos dois intervalos de desvio para o vermelho e exigir as mesmas condições para o imageamento e configurações do instrumento. Portanto, os dois conjuntos de observações podem ser considerados com um único conjunto de dados.

A seleção dos aglomerados do semestre 2008B foi feita usando uma combinação de três catálogos de aglomerados na faixa 82 não publicados. Tais catálogos nos foram fornecidos por J. Hao, T. McKay e seus colaboradores. O método para identificar os aglomerados utilizado por eles foi baseado na sequência vermelha, levando em conta a sua variação com o desvio para o vermelho. Esse método foi o precursor do método *Gaussian Mixture Brightest Cluster Galaxy* (GMBCG) (Hao et al., 2010). Selecionamos os aglomerados mais ricos nestes catálogos nos dois intervalos de desvio para o vermelho e os ordenamos por riqueza<sup>4</sup>. Os aglomerados selecionados dessa forma formam o que chamamos de *amostra principal* de 2008B.

Esta amostra principal foi complementada com uma *amostra extra* que consistia de aglomerados do Data Release 6 (DR6) do SDSS, não necessariamente na faixa 82, que estavam no catálogo MaxBCG (Annis et al., 2011) e que eram associados a fontes em raio X do Roentgen Satellite (ROSAT), além de poderem ser observados pelo SOAR naquele semestre. Nenhuma restrição ao desvio para o vermelho foi aplicada para esta amostra, que foi escolhida para melhorar nossas chances de encontrar sistemas de arcos e para flexibilizar o agendamento de tempo do telescópio no modo fila (ou seja, permitir que observações fossem feitas quando as condições de observação da faixa 82 não fossem favoráveis). Naturalmente, os aglomerados observados desta amostra não são adequados para os nossos fins estatísticos.

---

<sup>4</sup>A riqueza pode ser grosseiramente definida como o número de galáxias da sequência vermelha de um aglomerado com luminosidade acima de  $L^*/2$ , onde  $L^*$  é a luminosidade característica na função de luminosidade de Schechter (1976).

Inspeções visuais das imagens de *single pass* do SDSS usando o *Catalog Archive Server*<sup>5</sup> foram feitas para evitar que aglomerados próximos a estrelas muito brilhantes, que podem prejudicar as observações, fossem selecionados. Descartamos todos os aglomerados que apresentavam cruces de difração ou halos de estrelas dentro de um campo de aproximadamente  $6,5' \times 6,5'$  em torno do centro do aglomerado. Também descartamos aglomerados com estrelas saturadas dentro de um raio de  $3'$  a partir do centro do aglomerado, impondo limites na magnitude próxima ao centro (por exemplo,  $mag \lesssim 14$  para  $\theta \lesssim 1'$ ). Todas estas restrições eliminaram aproximadamente 25% dos aglomerados selecionados. Aglomerados com subestruturas significativas ou que pareciam ser falsas detecções quando inspecionados visualmente nas imagens do SDSS também foram evitados, eliminado assim mais 10% dos aglomerados selecionados. Enquanto realizamos a inspeção visual ignoramos a possível presença de qualquer candidato a arco gravitacional para evitar que a amostra selecionada fosse tendenciosa. O resultado final deste processo foi um conjunto com duas listas (uma para cada intervalo de desvio para o vermelho) ordenadas pela riqueza, contendo um total de 60 aglomerados selecionados. Aos observadores do SOAR foi solicitado que selecionassem aleatoriamente uma destas listas, escolhendo o objeto com a classificação mais elevada para o qual a condição de observação fosse mais favorável.

Um total de 17 aglomerados foi observado nesta temporada, 12 no intervalo de alto  $z$ , 4 no intervalo de baixo  $z$  e 1 da amostra extra.

Para o semestre 2010B os aglomerados foram selecionados a partir de um catálogo GMBCG construído com os dados completos do *coadd*. Para explorar a sinergia com o CS82, somente aglomerados que estavam na área de cobertura deste levantamento foram selecionados. Novamente, selecionamos os aglomerados em dois intervalos de desvio para o vermelho e escolhemos os mais ricos. Assim como para a amostra de 2008B, também incluímos uma amostra extra de objetos selecionados para esta temporada. O procedimento de inspeção visual foi o mesmo que o do semestre anterior.

Inicialmente, 25 aglomerados foram observados, 12 no intervalo de alto  $z$ , 10 no intervalo de baixo  $z$  e 3 da amostra extra. Nesse ponto, o programa do SOGRAS ainda tinha tempo alocado no telescópio, porém a observabilidade da faixa 82 não era favorável. Como havia mais aglomerados observados no intervalo de alto  $z$  do que no de baixo  $z$ , aglomerados poderiam ser selecionados somente neste último intervalo. Portanto, uma *amostra auxiliar* foi escolhida, seguindo os mesmos critérios de seleção da amostra de baixo  $z$ , mas selecionando aglomerados com ascensão reta mais alta na região equatorial coberta pelo *single pass* do SDSS. Estes aglomerados foram obtidos a partir de um catálogo GMBCG baseado nos dados do Data Release 7 (DR7) do SDSS (Hao et al., 2010). No total, 5 aglomerados foram observados na amostra auxiliar, completando assim o levantamento.

Um resumo das propriedades dos aglomerados do SOGRAS observados é mostrado na tabela 4.1. A incerteza média no desvio para o vermelho fotométrico (quarta coluna) é

<sup>5</sup><http://cas.sdss.org/dr6/en/tools/chart/list.asp>

0,03 Reis et al. (2012). A distribuição espacial destes objetos é apresentada na figura 4.1. Dos 47 aglomerados observados, 38 estão na amostra principal, 5 na amostra auxiliar e 4 na amostra extra. Para análise de estatística de arcos, a amostra auxiliar pode ser adicionada à amostra principal, uma vez que os aglomerados foram selecionados seguindo os mesmos critérios para desvio para o vermelho e riqueza. Embora os aglomerados na amostra auxiliar foram tirados de um catálogo fotométrico mais raso, o mesmo algoritmo para identificar os aglomerados (GMBCG) foi utilizado para gerar os catálogos dos quais esses aglomerados foram tirados e verificou-se que eles são completos para os aglomerados de baixo  $z$ . A divisão de aglomerados por desvio para o vermelho foi de 24 aglomerados no intervalo de alto  $z$  e 19 aglomerados no intervalo de baixo  $z$ . Os 4 aglomerados na amostra extra não podem ser incluídos nas análises estatísticas porque eles foram selecionados seguindo outros critérios. A distribuição de desvios para o vermelho fotométrico para os aglomerados do SOGRAS, tirados dos catálogos utilizados para a seleção da amostra, é apresentada na figura 4.2.

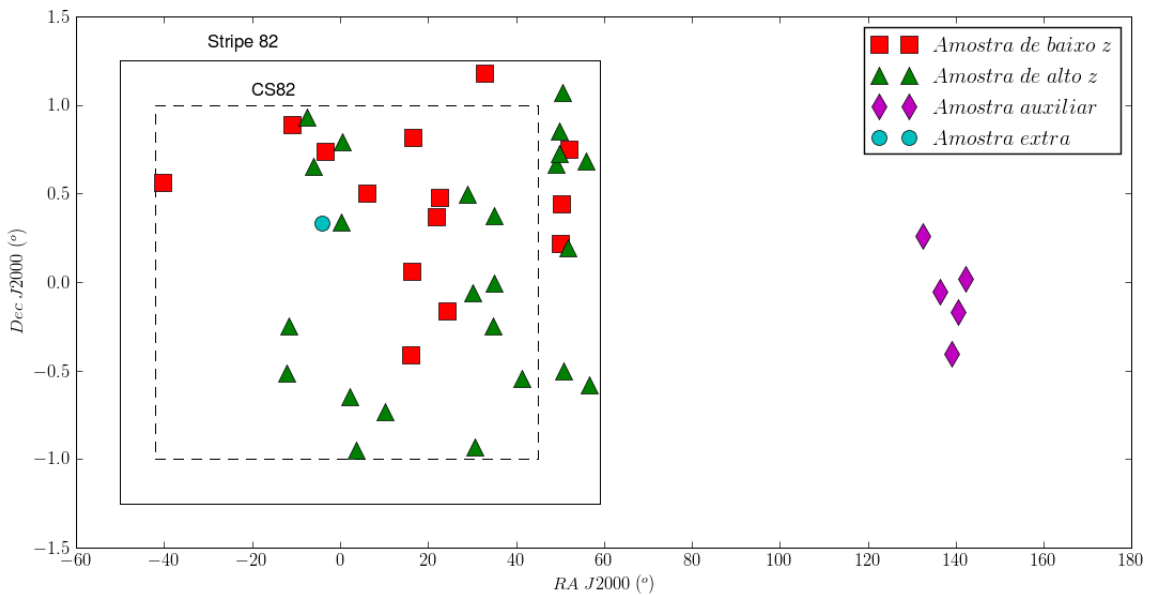


Figura 4.1: Distribuição espacial dos aglomerados do SOGRAS. A área delimitada pela linha tracejada corresponde à cobertura do CS82, que essencialmente é uma subárea da faixa 82 do SDSS (delimitada pela linha sólida). A amostra auxiliar está fora da faixa 82, mas ainda pertence à área de cobertura do SDSS. Por motivos de escala, os 3 aglomerados cujas posições estão longe da faixa equatorial (SOGRAS0940+0744, SOGRAS1023+0413 e SOGRAS1054+1439) não são mostrados.



ID do aglomerado	RA (J2000)	Dec (J2000)	$z_{\text{tot}}$	Data da observação
SOGRAS0001+0020	00:01:01	00:20:17	0,538	20/11/2008
SOGRAS0001+0047	00:01:56	00:47:21	0,527	03/10/2008
SOGRAS0008-0038	00:08:21	-00:38:45	0,523	02/12/2010
SOGRAS0014-0057	00:14:54	-00:57:08	0,535	31/10/2010
SOGRAS0024+0030	00:24:00	00:30:07	0,292	01/11/2010
SOGRAS0041-0043	00:41:09	-00:43:49	0,564	02/12/2010
SOGRAS0104-0024	01:04:24	-00:24:51	0,266	08/12/2010
SOGRAS0104+0003	01:04:55	00:03:36	0,272	31/10/2010
SOGRAS0106+0049	01:06:07	00:49:10	0,263	31/10/2010
SOGRAS0127+0022	01:27:13	00:22:06	0,338	01/11/2010
SOGRAS0130+0028	01:30:36	00:28:39	0,335	08/12/2010
SOGRAS0137-0009	01:37:29	-00:09:56	0,341	31/10/2010
SOGRAS0155+0029	01:55:38	00:29:42	0,525	20/11/2008
SOGRAS0200-0003	02:00:33	-00:03:46	0,580	31/10/2010
SOGRAS0202-0055	02:02:23	-00:55:57	0,599	31/10/2010
SOGRAS0210+0110	02:10:56	01:10:44	0,276	21/11/2008
SOGRAS0218-0014	02:18:45	-00:14:52	0,502	01/11/2010
SOGRAS0219+0022	02:19:49	00:22:25	0,531	03/10/2008
SOGRAS0220-0000	02:20:03	-00:00:18	0,555	08/12/2010
SOGRAS0245-0032	02:45:27	-00:32:36	0,580	31/10/2010
SOGRAS0316+0039	03:16:46	00:39:54	0,554	20/11/2008
SOGRAS0319+0042	03:19:25	00:42:52	0,546	04/11/2008
SOGRAS0319+0050	03:19:44	00:50:55	0,576	20/11/2008
SOGRAS0320+0012	03:20:47	00:12:43	0,255	21/11/2008
SOGRAS0321+0026	03:21:11	00:26:20	0,309	21/11/2008
SOGRAS0321+0103	03:21:57	01:03:59	0,549	04/11/2008
SOGRAS0322-0030	03:22:56	-00:30:06	0,543	21/11/2008
SOGRAS0327+0011	03:27:09	00:11:32	0,549	02/01/2009
SOGRAS0328+0044	03:28:15	00:44:51	0,322	02/01/2009
SOGRAS0343+0041	03:43:57	00:41:31	0,511	04/11/2008
SOGRAS0346-0035	03:46:39	-00:35:03	0,541	02/01/2009
SOGRAS0850+0015 <sup>a</sup>	08:50:23	00:15:36	0,202	11/01/2011
SOGRAS0905-0003 <sup>a</sup>	09:05:52	-00:03:19	0,305	12/01/2011
SOGRAS0916-0024 <sup>a</sup>	09:16:09	-00:24:16	0,345	11/01/2011
SOGRAS0921-0010 <sup>a</sup>	09:21:41	-00:10:18	0,305	12/01/2011
SOGRAS0928+0000 <sup>a</sup>	09:28:45	00:00:55	0,307	12/01/2011
SOGRAS0940+0744 <sup>b</sup>	09:40:53	07:44:25	0,390	11/01/2011
SOGRAS1023+0413 <sup>b</sup>	10:23:39	04:13:08	0,465	11/01/2011
SOGRAS1054+1439 <sup>b</sup>	10:54:17	14:39:04	0,328	12/01/2011
SOGRAS2118+0033	21:18:49	00:33:37	0,276	31/10/2010
SOGRAS2311-0030	23:11:06	-00:30:59	0,594	01/11/2010
SOGRAS2312-0015	23:12:52	-00:15:02	0,588	03/10/2010
SOGRAS2315+0053	23:15:45	00:53:12	0,326	01/11/2010
SOGRAS2330+0055	23:30:09	00:55:51	0,548	01/11/2010
SOGRAS2335+0039	23:35:42	00:39:20	0,564	01/11/-2010
SOGRAS2343+0019 <sup>b</sup>	23:43:35	00:19:41	0,388	01/10/2008
SOGRAS2346+0044	23:46:30	00:44:23	0,291	01/11/2010

<sup>a</sup> Aglomerados da amostra auxiliar.

<sup>b</sup> Aglomerados da amostra extra.

Tabela 4.1: Resumo da amostra de aglomerados de galáxias do SOGRAS.

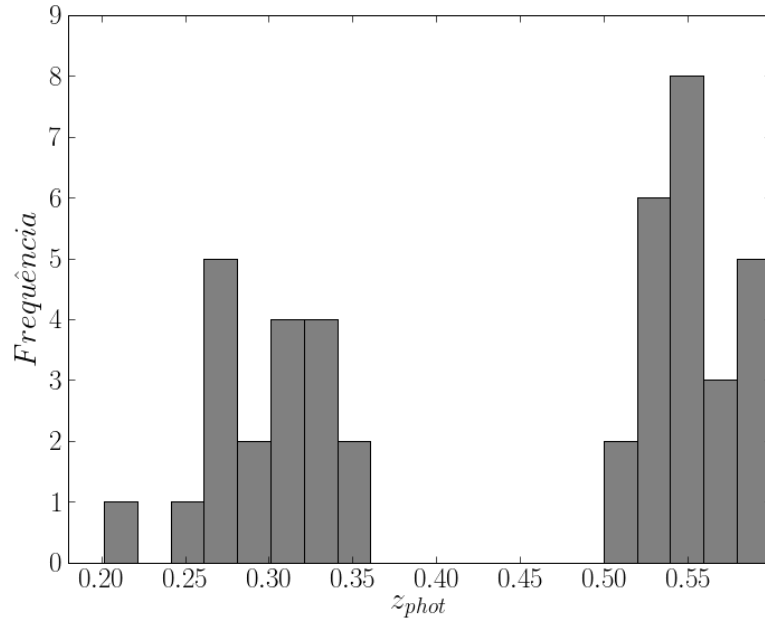


Figura 4.2: Distribuição dos aglomerados da amostra principal do SOGRAS em função do desvio para o vermelho fotométrico  $z_{phot}$ .

### 4.2.3 Observações

As observações de todos os nossos alvos foram realizadas com o instrumento SOI, que consiste de um mini-mosaico de dois E2V CCDs, cada um com  $4096 \times 2048$  pixels, cobrindo um campo de visão de  $5,25' \times 5,25'$  com uma escala de  $0,077''/\text{pixel}$ . Os dois CCDs no SOI são montados com seus lados maiores paralelos e espaçados por 102 pixels, resultando em uma lacuna de  $7,8''$  entre as imagens individuais de cada CCD. Uma binagem  $2 \times 2$  foi usada, levando a uma escala do detector de  $0,154''/\text{pixel}$ . As exposições foram feitas em modo de leitura rápido (*fast read-out mode*). Exposições de *bias* (viés eletrônico) e *flat-field* (variação de sensibilidade) também foram feitas, exceto para as noites 03/10/2008 e 21/11/2008.

Cada campo-alvo no nosso programa foi imageado nos filtros  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$ . Para cada filtro foram feitas três exposições de 180s, que foram ligeiramente deslocadas uma em relação à outra por aproximadamente  $10''$  na direção perpendicular à lacuna entre os CCDs do SOI. Este procedimento, conhecido como *dithering*, permite preencher a região da lacuna entre os CCDs, bem como remover defeitos do CCD e eliminar a eventual presença de raios cósmicos. O centro do alvo foi colocado a  $30''$  da lacuna entre os CCDs do SOI, na direção leste.

Para obter a qualidade de imagem necessária para o levantamento e aumentar a eficiência da detecção de arcos, exigimos que a FWHM do *seeing* fosse menor do que  $0,8''$ . Também requerimos um vínculo na massa de ar de  $X \leq 1,5$ , que é adequado para alvos próximos ao equador celeste imageados a partir do SOAR. Finalmente, exigimos noites com

menos de 7 dias a partir da lua nova, para reduzir o nível de céu (e ruído associado) nas imagens, principalmente as da banda  $g'$ .

## 4.3 Redução de dados

Nesta seção descreveremos os procedimentos realizados para a redução dos dados do SOGRAS. Descreveremos a redução primária, o procedimento de correção do padrão de franjas nas imagens da banda  $i'$  e de combinação das imagens.

### 4.3.1 Redução primária

Os dados crus são primeiramente processados utilizando as diversas formas de exposições para calibração. Essas exposições consistiram em imagens de *bias*, que são imagens com tempos de exposição nulos, e *flatfields*, que foram obtidos expondo o CCD a uma tela uniforme iluminada por uma lâmpada.

O objetivo dos dados de calibração é remover os efeitos aditivos, como o nível de fundo eletrônico (medido na região do *overscan* em cada *frame*) e o nível de pré-exposição (medido nas imagens de *bias*). Os dados de *flatfields* irão remover os ganhos multiplicativos (diferenças de ganho pixel a pixel) e variações de iluminação através do sensor (*chip*). As operações não são comutativas, isto é, a ordem das operações feitas é necessariamente esta:

1. subtração de *overscan* (sobre-leitura);
2. subtração de *bias* (viés eletrônico);
3. correção por *flatfield* (variações de sensibilidade feitos em cúpula) de acordo com a banda.

Esta redução primária das exposições individuais foi feita usando a tarefa *ccdproc* do pacote *MSCRED* do *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF), já que as exposições individuais são arquivos do tipo MEF (*Multiple Extension Format*) como mosaicos dos dois CCDs. É importante notar que em algumas noites não foram feitas imagens de *bias* e *flatfield*. Para a redução dos dados destas noites usou-se as imagens de *bias* e *flatfield* das respectivas noites anteriores.

Após este processo, as imagens reduzidas, ainda na forma de arquivos MEF, foram convertidas em arquivos FITS (*Flexible Image Transport System*) usando a tarefa *soimosaic* do pacote SOAR/SOI. Todas as imagens FITS têm tamanho 2099 x 2048 pixels.

### 4.3.2 Correção do padrão de franjas nas imagens da banda $i'$

As imagens da banda  $i'$  do SOI são afetadas por interferência, o que causa um padrão fixo de franjas de larga-escala na imagem. Este padrão pode ser removido usando-se uma imagem de correção contendo somente o perfil de franjas. Para o caso da banda  $i'$ , a imagem do perfil de franjas utilizada<sup>6</sup> é mostrada na figura 4.3.

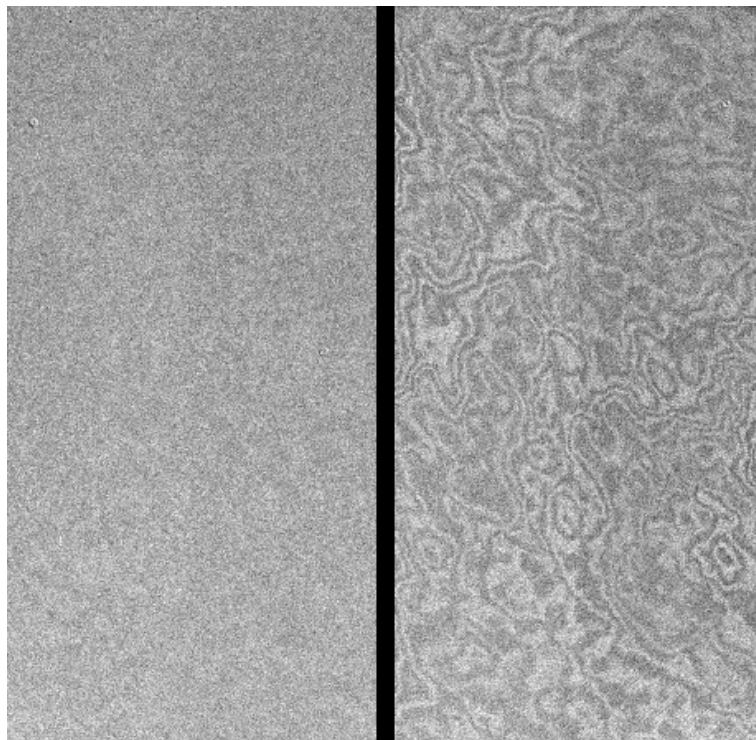


Figura 4.3: Imagem de correção do padrão de franjas na banda  $i'$ .

Inicialmente testamos a tarefa *rmfringe* do pacote *MSCRED* do IRAF para a remoção do padrão de franjas. Como o padrão de franjas não foi satisfatoriamente removido, optamos por criar um novo *script* para a subtração deste padrão. Este *script*, chamado *subfringe*, foi escrito em linguagem CL e segue os seguintes passos:

1. leitura da lista de imagens da banda  $i'$ ;
2. leitura da imagem de correção com o padrão de franjas com o céu já subtraído;
3. leitura de um arquivo com a posição de pixels que estão sobre o padrão de franjas;
4. determinação e subtração do céu da primeira imagem;
5. determinação da mediana do sinal nos pixels que estão sobre o padrão de franjas tanto na imagem de correção quanto na imagem da banda  $i'$ ;

---

<sup>6</sup>A imagem de correção do padrão de franjas foi obtida em <ftp://ftp.ctio.noao.edu/pub/fraga/fringe/>

6. cálculo da razão entre as medianas do sinal na imagem da banda  $i'$  e na imagem de correção;
7. multiplicação da imagem de correção por esta razão;
8. subtração da imagem de correção multiplicada da imagem da banda  $i'$ ;
9. retorna ao item 4 para processar a segunda imagem e assim sucessivamente.

Com este novo *script*, o resultado da subtração do padrão de franjas foi melhor do que com o *rmfringe*, embora para algumas imagens foi necessário repetir o processo de subtração sobre a imagem resultante mais uma vez.

A amplitude das franjas (ou seja, a diferença típica entre um pico e um vale no padrão de franjas) nas imagens brutas era de aproximadamente 4% do valor médio do céu e foi reduzida a níveis menores do que 1% do valor médio do céu pelo nosso método de subtração do padrão de franjas para a maioria das imagens da banda  $i'$ . Entretanto, notamos um padrão de franjas residual remanescente, especialmente no *chip* à direita do CCD, para aproximadamente 12% de nossas imagens da banda  $i'$ . A amplitude destes resíduos é no pior dos casos de aproximadamente 2% do nível do céu. Também notamos uma pequena diferença entre as contagens dos quatro amplificadores do SOI ( $< 2\%$ ) e uma diferença no nível do ruído entre os dois CCDs.

Além disso, para as imagens da banda  $i'$  das três últimas noites da temporada de 2008B, mesmo fazendo o processo de subtração por duas vezes, o resultado foi insatisfatório no sentido de que ainda havia um padrão de franjas residual nas imagens (veja a figura 4.4). Verificamos que para todas as imagens destas três noites, as seções de *trim* e *overscan* eram incompatíveis com as da imagem de correção do padrão de franjas. Nas imagens de todas as outras noites de observação da temporada de 2008B a seção de *trim* era [28:539,1:2048] e a de *overscan* era [543:562,1:2048], compatível com a imagem de correção do padrão de franjas, enquanto que nas imagens observadas nessas três noites, a seção de *trim* era [26:537,1:2048] e a de *overscan* era [538:568,1:2048]. Dessa forma, por exemplo, a lacuna entre os CCDs nas imagens das três últimas noites era 5 pixels maior do que a lacuna na imagem de correção do padrão de franjas. Para solucionar este problema, alteramos a imagem de correção do padrão de franjas, fazendo os deslocamentos necessários entre os CCDs e até mesmo entre os controladores (com as tarefas *imcopy* e *imcombine* do IRAF) para que o padrão de franjas nas imagens da banda  $i'$  coincidissem com o padrão de franjas na imagem de correção. Com esta nova imagem de correção, a subtração do padrão de franjas das imagens destas noites foi satisfatória, embora aparentemente induza a uma diferença entre os níveis de fundo entre os diferentes controladores (veja a figura 4.5).

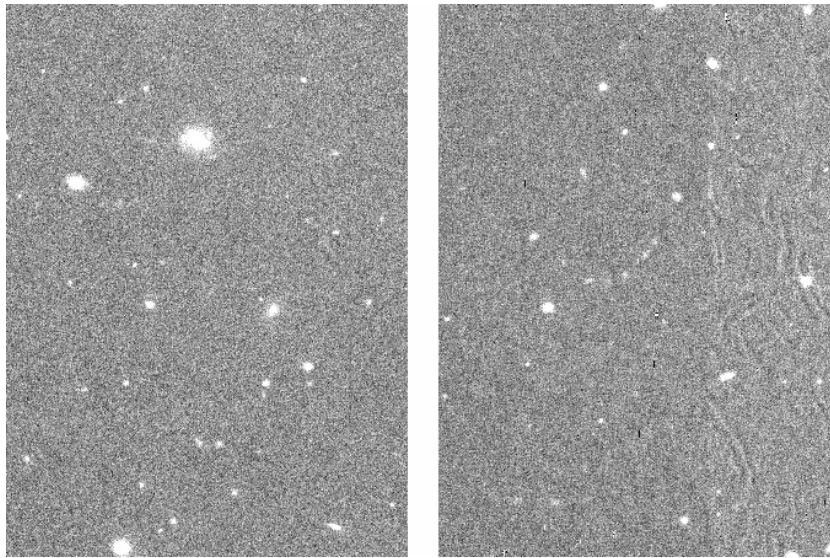


Figura 4.4: Exemplo de imagem na qual a subtração do padrão de franjas não foi satisfatória.

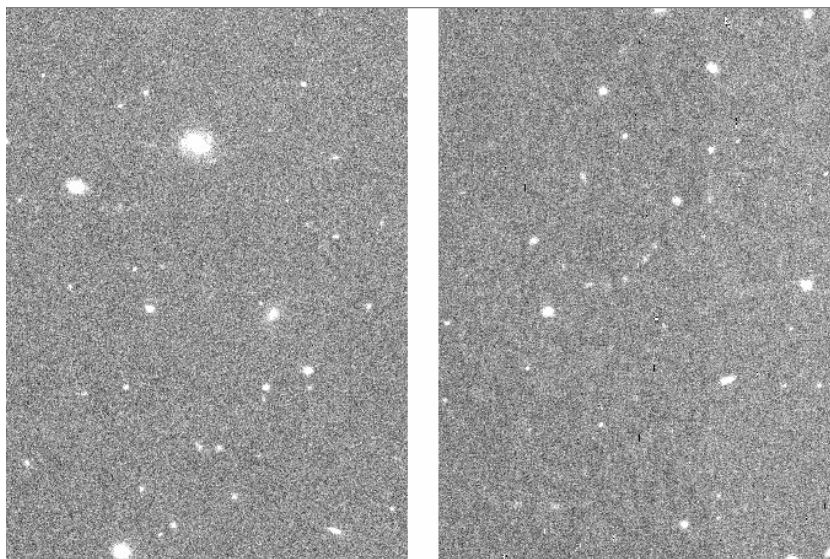


Figura 4.5: Exemplo de imagem na qual a subtração do padrão de franjas foi satisfatória, embora tenha introduzido uma diferença entre os níveis de fundo entre os diferentes controladores.

### 4.3.3 Combinação das imagens

As imagens individuais de um mesmo filtro de cada objeto foram alinhadas e combinadas em uma imagem chamada *stack*.

O alinhamento das imagens foi feito com a tarefa *wregister* do IRAF, usando a imagem da banda  $i'$  como referência.

A combinação das imagens foi feita utilizando a tarefa *imcombine* e levando-se em conta os deslocamentos devido ao *dithering*. Para determinar o deslocamento entre as imagens foi utilizado um *script* desenvolvido por Basílio Santiago, chamado *im2stack.cl*. A combinação foi feita usando-se a mediana, com rejeição do tipo mínimo-máximo e escalonando as imagens pela mediana. Além disso, utilizou-se uma imagem de máscara para evitar que a região da lacuna entre os CCDs fosse levada em conta durante a combinação. Para as três últimas noites, devido ao problema da diferença entre as seções de *overscan* e *trim*, a imagem de máscara teve que ser alterada, seguindo-se o mesmo procedimento feito para a alteração da imagem de correção do padrão de franjas.

Nós também alinhamos e combinamos as imagens *stacks* das bandas  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$  de cada aglomerado para obter uma imagem final  $g' + r' + i'$ , chamada imagem *coadd*. O alinhamento das imagens foi feito com a tarefa *wregister* do IRAF, usando a imagem *stack* da banda  $i'$  como referência, e a combinação das imagens foi feita de acordo com a descrição acima. A imagem *coadd* será utilizada para a busca de arcos, dado que sua razão sinal-ruído é maior.

O *seeing* das imagens *stacks* de cada filtro foi medido com a tarefa *imexamine* do IRAF. A distribuição de valores de FWHM do *seeing* das imagens é mostrada na figura 4.6. Claramente vemos que a maioria das imagens satisfaz o nosso critério para o *seeing*, pelo menos na banda  $i'$ , sendo assim adequadas para a busca de arcos. Somente dois aglomerados tiveram *seeing* com FWHM maior do que  $1''$  nesta banda. Estes aglomerados foram observados em noites com muito vento. O *seeing* mediano para todas as imagens é  $0,83''$ ,  $0,76''$  e  $0,71''$  nas bandas  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$ , respectivamente.

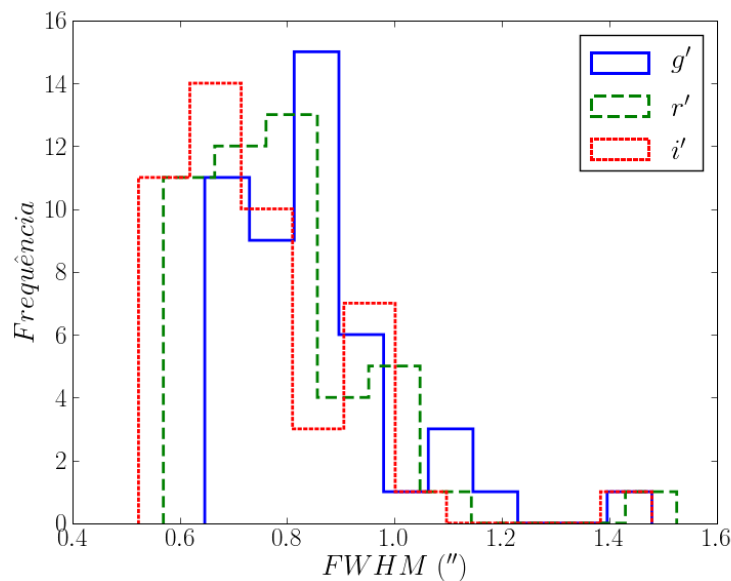


Figura 4.6: Distribuição de FWHM do *seeing* medido para os campos do SOGRAS.

### 4.3.4 Calibração astrométrica

A astrometria consiste no processo de conversão de uma posição  $(x, y)$  em uma imagem para um sistema de coordenadas celestes  $(RA, Dec)$ , de forma a distinguir de maneira inequívoca a posição da fonte.

Para a construção do *World Coordinate System* (WCS) de cada imagem *stack* do SOGRAS, utilizou-se o catálogo de estrelas *The Guide Star Catalog, Version 2.3.2, GSC2.3-STSCI* (Lasker et al., 2008) para identificar as posições das estrelas de cada campo do SOGRAS, produzindo assim uma lista com  $RA$ ,  $Dec$  e coordenadas cartesianas  $(x$  e  $y)$  das estrelas selecionadas. Neste processo, selecionou-se uma subamostra das estrelas mais brilhantes (mas não saturadas), gerando um conjunto de cerca de 20 estrelas para cada campo do SOGRAS.

Com estes dados, ajustou-se um polinômio de segundo grau com o auxílio da tarefa *ccmap* do IRAF para determinar os coeficientes da transformação astrométrica.

Todo o procedimento de calibração astrométrica do SOGRAS foi realizado pelo Prof. Eduardo Cypriano da Universidade de São Paulo.

Os resíduos das soluções astrométricas para  $RA$  e  $Dec$  são da ordem de  $0,15''$ , suficientes para permitir uma correspondência posicional adequada entre os objetos do SOGRAS e do SDSS para a calibração fotométrica, que será descrita a seguir.

### 4.3.5 Calibração fotométrica

Fotometria é a técnica de determinação do fluxo (ou magnitude aparente) de uma fonte astronômica. Para se medir o fluxo, uma grandeza que depende apenas da luminosidade  $\mathcal{L}$  da fonte e de sua distância  $d$ , de acordo com

$$F = \frac{\mathcal{L}}{4\pi d^2}, \quad (4.1)$$

faz-se necessário encontrar uma relação entre o sinal instrumental  $S$  registrado pela fonte e o fluxo  $F$  da mesma. O processo de obtenção desta relação se chama calibração fotométrica. Em geral, a calibração fotométrica se dá pela observação de estrelas relativamente brilhantes, isoladas e não variáveis, conhecidas como estrelas de calibração.

Medido o sinal  $S_c$  de uma estrela de calibração gerado por uma imagem de tempo de exposição  $t$ , podemos obter o ponto zero ( $m_{zpt}$ ) da escala de magnitudes através de

$$m_{zpt} = m_c + 2,5 \log \left( \frac{S_c}{t} \right), \quad (4.2)$$



onde  $m_c$  é magnitude conhecida da estrela de calibração. Tendo determinado a  $m_{zpt}$  podemos obter a magnitude de qualquer outra estrela, de sinal medido  $S$ , de acordo com

$$m = -2,5 \log \left( \frac{S}{t} \right) + m_{zpt} \quad (4.3)$$

Como a maioria dos campos do SOGRAS pertencem à faixa 82 do SDSS, o imageamento do SOGRAS não contempla observação de estrelas de calibração, já que a faixa 82 do SDSS possui calibração fotométrica bastante precisa e de fácil acesso (Ivezić et al., 2007). Portanto, para a calibração fotométrica das imagens do SOGRAS utilizamos os dados fotométricos de estrelas do SDSS que fazem parte de cada um dos campos do SOGRAS. Como nesse caso a calibração foi feita imagem a imagem, o termo de massa de ar é incorporado ao ponto zero. Seguindo o sistema padrão do SDSS, daqui em diante nos referiremos aos nossos dados calibrados como magnitudes  $g$ ,  $r$  e  $i$ .

A técnica que empregamos para calibrar a nossa amostra foi a seguinte. O primeiro passo foi selecionar estrelas brilhantes, porém não saturadas a partir do Data Release 7 (DR7) do SDSS (Ivezić et al., 2007) nos campos do SOGRAS. Os catálogos de estrelas do DR7 do SDSS foram obtidos utilizando o *Catalog Archive Server*<sup>7</sup>, onde buscou-se por estes objetos em uma região de raio  $3,89'$  centrada nas coordenadas centrais de cada campo. O tamanho dessa região circular foi escolhido de forma a circunscrever o campo do SOI, que é um quadrado de lado  $5,5'$ . Para cada campo, obtivemos um catálogo de objetos detectados com o SExtractor (Versão 2.8.6, Bertin & Arnouts, 1996) e definimos como estrelas os objetos nesse catálogo cujo parâmetro para classificação estrela-galáxia (CLASS\_STAR) medido pelo SExtractor na imagem da banda  $i'$  fosse maior do que  $0,85$ . Após, identificamos as estrelas nesse catálogo que são comuns ao catálogo de estrelas do SDSS para cada campo do SOGRAS através da correspondência entre suas posições. Removemos as estrelas fracas e saturadas e com as estrelas que restaram calculamos a diferença média entre as magnitudes medidas com abertura automática (MAG\_AUTO) do SExtractor com as suas correspondentes magnitudes do SDSS (MODEL\_MAG). Utilizamos essa diferença como o ponto zero da escala de magnitudes de cada filtro para cada campo. Os valores médios das magnitudes de ponto zero sobre todos os campos do SOGRAS (e dispersões em torno destes) são  $31.46$  ( $0.15$ ),  $31.35$  ( $0.10$ ) e  $30.90$  ( $0.10$ ), para os filtros  $g$ ,  $r$  e  $i$ , respectivamente.

Dada a ausência de padrões fotométricas verdadeiras no nosso processo de calibração e o fato de que nosso foco está nos objetos extensos, optamos por não adotar termos de cor na calibração, cujas amplitudes são menores do que as incertezas na fotometria das galáxias.

<sup>7</sup><http://cas.sdss.org/dr7/en/tools/search/form/form.asp>

### 4.3.6 Fotometria das galáxias

Utilizamos o SExtractor para identificar os objetos nos campos do SOGRAS e medir as suas magnitudes. A fotometria de abertura automática (MAG\_AUTO) do SExtractor foi adotada neste trabalho. Ela é baseada em aberturas elípticas flexíveis em torno de cada objeto detectado e foi projetada para fornecer uma estimativa precisa das magnitudes totais, ao menos para as galáxias.

Um *pipeline* automático em Python foi criado para realizar o processo de detecção de objetos, fotometria (incluindo a calibração fotométrica descrita anteriormente) e construção do catálogo de objetos para cada campo do SOGRAS. Este *pipeline* utiliza funções da biblioteca SLtools.

Para cada aglomerado do SOGRAS, nosso *pipeline* executa o SExtractor separadamente para as imagens *stack* das bandas  $g$ ,  $r$  e  $i$ , utilizando os correspondentes pontos zero da escala de magnitude previamente determinados. Fontes com mais de 10 pixels contíguos e cujo fluxo excede  $2\sigma$  acima do fundo de céu são consideradas como detecções reais. Portanto, as magnitudes AUTO resultantes para a mesma galáxia em diferentes filtros se destinam a quantificar seus fluxos totais. Nós realizamos tentativas de medir o fluxo com a mesma abertura e área, ou seja, utilizando a abertura definida na imagem da banda  $i$  nas medidas de magnitude nas imagens das bandas  $g$  e  $r$ , mas este procedimento resultou em uma incerteza sistemática maior nas cores das galáxias do que as que serão apresentadas na seção a seguir.

Na seção 4.4 descrevemos os catálogos resultantes em mais detalhes.

### 4.3.7 Avaliação da qualidade dos dados fotométricos

Para avaliar a qualidade da fotometria do SOGRAS, novamente utilizamos os dados do SDSS, dada a sobreposição dos campos do SOGRAS com a área de cobertura do SDSS. Iniciamos identificando os objetos comuns entre SOGRAS e SDSS através da comparação entre as suas posições, assim como foi feito para a seleção de estrelas para a calibração fotométrica.

Comparamos as nossas magnitudes e cores àquelas do SDSS para avaliar nossos erros fotométricos e a dependência deles com o nível da razão sinal-ruído ( $S/N$ ). Na figura 4.7 mostramos, por exemplo, a comparação das magnitudes da banda  $i$  (painel à esquerda) e das cores  $r - i$  (painel à direita) para estrelas do campo do aglomerado SOGRAS0850+0015. Na extremidade brilhante, o espalhamento dos pontos nas figuras é dominado pelas diferenças na maneira que as magnitudes são medidas no SOGRAS e no SDSS e pelos resíduos na calibração fotométrica. Por outro lado, na extremidade de magnitudes mais tênues das figuras, o espalhamento maior dos pontos provavelmente é causado pelos baixos níveis de  $S/N$  destes objetos, especialmente no SDSS, que possui profundidade menor do que o SOGRAS.

Nenhuma sistemática significativa foi observada na fotometria das estrelas, indicando que a calibração fotométrica foi efetiva. Após aplicar um *clipping* de  $2,5\sigma$  para eliminar os *outliers*, encontramos uma diferença média de  $\langle i - i_{SDSS} \rangle = 0,02$  para  $i < 19$ . O valor quadrático médio (*root mean square* ou *rms*) residual entre o SOGRAS e o SDSS é  $rms_i = 0,04$  no mesmo intervalo de magnitude. As cores das estrelas apresentam um residual sistemático levemente maior:  $(r - i) - (r - i)_{SDSS} = 0,05$  com um valor de *rms* de 0,04 quando estrelas brilhantes são consideradas. Esses valores correspondem aos valores típicos dos outros aglomerados da nossa amostra.

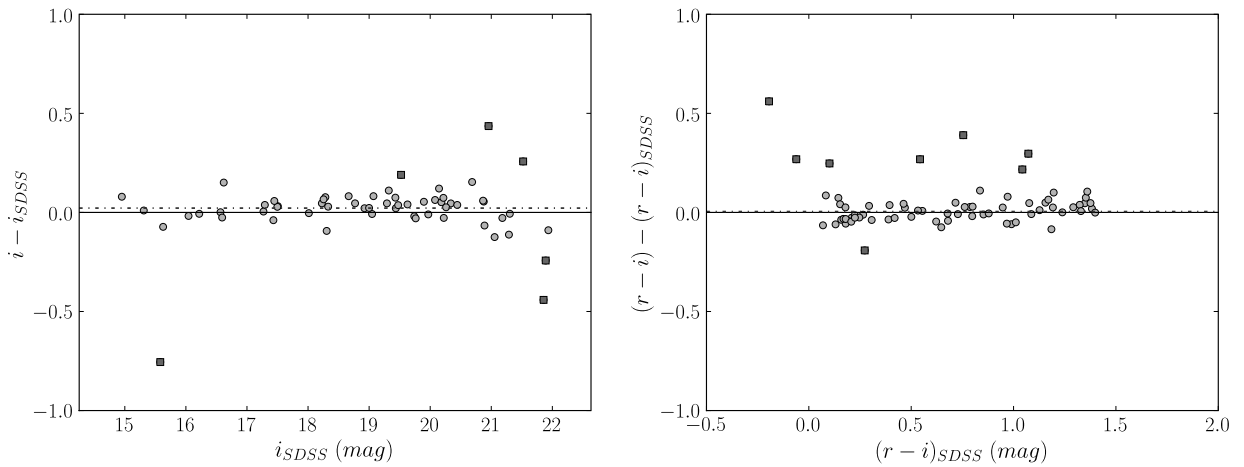


Figura 4.7: Diferenças nas magnitudes da banda  $i$  (painel esquerdo) e nas cores  $r - i$  (painel direito) entre SOGRAS e SDSS para estrelas no campo do aglomerado SOGRAS0850+0015. Somente objetos com  $r < 22,5$  foram utilizados. A linha sólida corresponde a resíduo zero. Os pontos marcados com um quadrado foram eliminados pelo *clipping* de  $2,5\sigma$  antes de calcular a média residual (linha tracejada).

Na figura 4.8 mostramos a comparação das magnitudes da banda  $i$  (painel à esquerda) e cores  $r - i$  (painel à direita) para as galáxias do mesmo campo do exemplo anterior. Podemos ver que os valores médios dessas quantidades são comparáveis com os das estrelas. Entretanto, o espalhamento dos pontos nessas figuras é maior, refletindo a dificuldade em medir o fluxo total desses objetos, especialmente para objetos mais tênues, e também a diferença entre as PSFs do SOGRAS e do SDSS. O valor médio quadrático dos resíduos é 0,06 tanto para as magnitudes quanto para as cores. O painel à direita que mostra a comparação das cores também revela uma tendência sistemática das galáxias do SOGRAS de serem mais vermelhas para cores mais azuis e vice-versa. Isso nos leva a concluir que as distribuições de cores do SOGRAS são mais estreitas do que as do SDSS, o que é esperado dada a fotometria de mais alta precisão e qualidade de imagem dos dados do SOAR.

A avaliação da qualidade da fotometria foi estendida para os outros aglomerados do SOGRAS. Na figura 4.9, os painéis à esquerda mostram a distribuição, sobre todos os campos, da diferença média entre nossas magnitudes e as do SDSS usando somente as fontes brilhantes. Os painéis à direita mostram a diferença *rms*, definida como

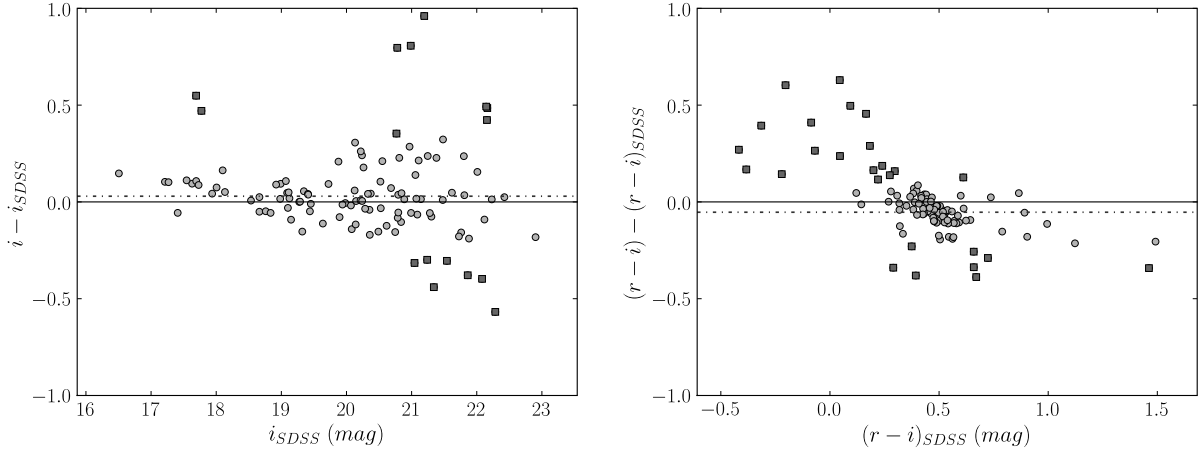


Figura 4.8: Diferenças nas magnitudes da banda  $i$  (painel esquerdo) e nas cores  $r - i$  (painel direito) entre SOGRAS e SDSS para galáxias no campo do aglomerado SOGRAS0850+0015. Somente objetos com  $r < 22,5$  foram utilizados. A linha sólida corresponde a resíduo zero. Os pontos marcados com um quadrado foram eliminados pelo *clipping* de  $2,5\sigma$  antes de calcular a média residual (linha tracejada).

$$\text{rms} = \frac{1}{\sqrt{2}} \left( \frac{\sum_{j=1}^N (m_j - m_{j,SDSS})^2}{N} \right)^{1/2}, \quad (4.4)$$

onde  $m_j$  são as medidas de magnitude individuais para cada levantamento em um dado campo e  $N$  é o número de fontes brilhantes naquele campo. Por fontes brilhantes nestas figuras nós nos referimos àquelas com  $g < 20$ ,  $r < 20$ ,  $i < 19$ . O fator  $\sqrt{2}$  na expressão para o  $\text{rms}$  acomoda o fato de que os erros em ambos SDSS e SOGRS contribuem em quadratura para essa estatística. Portanto, estamos adotando uma premissa conservadora de que ambas as amostras fotométricas são de igual precisão, o que pode levar a uma superestimativa nos erros fotométricos aleatórios do SOGRAS. Os histogramas vermelhos na figura 4.9 em cada painel se referem ao caso de estrelas, enquanto que os histogramas azuis correspondem às galáxias. Cada linha nessa figura corresponde a um dado filtro. Somente campos com no mínimo 5 fontes brilhantes foram incluídos nos histogramas.

As diferenças fotométricas médias para as estrelas estão bem centradas em torno de  $\langle m - m_{SDSS} \rangle = 0$ , com poucos campos do SOGRAS tendo  $|\langle m - m_{SDSS} \rangle| > 0,1$ . Os valores da mediana global para essas diferenças médias são 0,002, 0,006 e 0,005 para os filtros  $g$ ,  $r$  e  $i$ , respectivamente. Este resultado mostra que nossa calibração foi bem sucedida e consistente para o levantamento como um todo. As diferenças fotométricas médias para as galáxias são claramente maiores e sistematicamente positivas. Entretanto, esta tendência típica das galáxias é restrita a  $\langle m - m_{SDSS} \rangle \leq 0,2$  na maioria dos casos. Esta sistemática maior reflete a complexidade de medir fluxo de galáxias e provavelmente é causada pelas diferenças dos métodos de medida aplicados ao SOGRAS (MAG\_AUTO) e SDSS (MODEL\_MAG). Note que as diferenças fotométricas médias das galáxias também tendem a ser maiores na banda

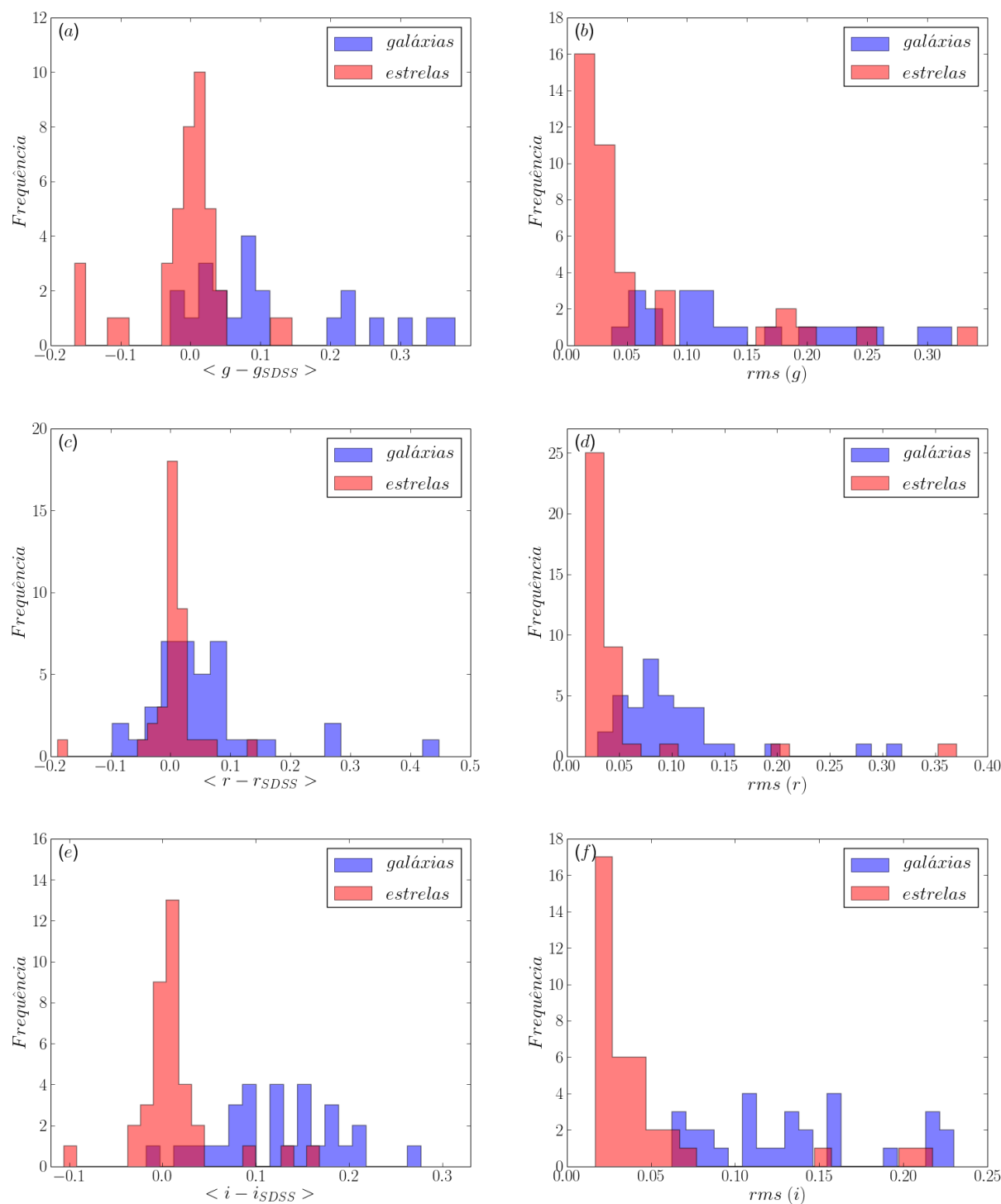


Figura 4.9: Painel (a): distribuição das diferenças médias das magnitudes na banda  $g$  entre nossa fotometria e a do SDSS para estrelas brilhantes (em vermelho) e galáxias (em azul). Painel (b): distribuição do  $rms$  das diferenças das magnitudes da banda  $g$  entre nossa fotometria e a do SDSS para estrelas brilhantes (em vermelho) e galáxias (em azul). Painel (c) e (d): o mesmo que (a) e (b), só que para a banda  $r$ . Painel (e) e (f): o mesmo que (a) e (b), só que para a banda  $i$ .

$i$ , provavelmente como resultado de resíduos do padrão de franjas acumulados nas escalas angulares de galáxias.

Os painéis à direita da figura 4.9 fornecem informações sobre os efeitos aleatórios e não sistemáticos. Como eles se restringem aos objetos brilhantes, podemos estimar as incertezas fotométricas na nossa calibração utilizando o  $rms$  estelar de um campo típico do SOGRAS. Encontramos que essas incertezas são:  $rms(g) \simeq 0,03$ ;  $rms(r) \simeq 0,03$ ;  $rms(i) \simeq 0,03$ . Para as galáxias, os valores típicos são maiores,  $rms(g) \simeq 0,11$ ;  $rms(r) \simeq 0,09$ ;  $rms(i) \simeq 0,13$ , já que elas incorporam o efeito das diferenças entre as definições de magnitude.

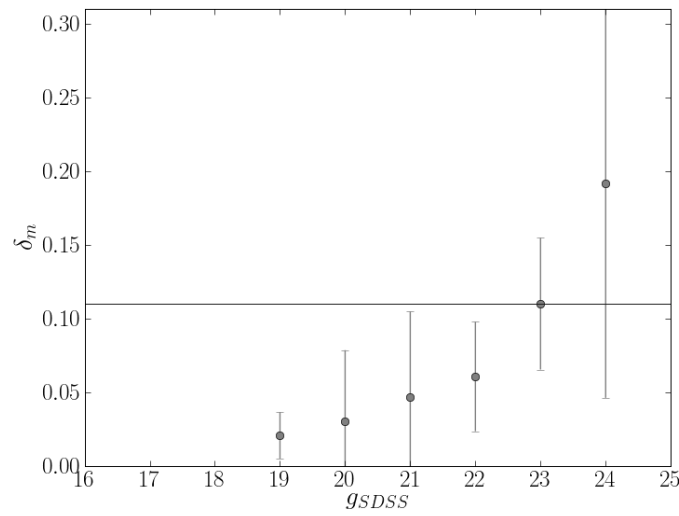


Figura 4.10: Incertezas da magnitude na banda  $g$  estimadas de acordo com a equação 4.5. Consiste na média sobre todos os campos do SOGRAS dos resíduos  $rms$  relativos ao SDSS divididos por  $\sqrt{2}$  em cada intervalo de magnitude. As barras de erro são a dispersão em torno desta média. A linha  $\delta_m = 0,11$  indica o nível de  $S/N = 10$ .

Nas figuras 4.10, 4.11 e 4.12, avaliamos os erros fotométricos aleatórios do SOGRAS,  $\delta_m$ , em função do nível de  $S/N$ . Definimos  $\delta m$  como:

$$\delta m = \frac{\sum_j^{N_S(m)} rms_j}{N_S(m)}, \quad (4.5)$$

onde a soma é sobre todos os  $N_S(m)$  campos do SOGRAS com no mínimo 5 galáxias no intervalo de magnitude  $m$ . A quantidade  $rms_j$  corresponde ao valor quadrático médio dado pela equação 4.4 para o  $j$ -ésimo campo naquele intervalo de magnitude. Mas, neste caso, os valores de  $rms_j$  foram corrigidos pela sistemática residual entre as magnitudes das galáxias do SOGRAS e do SDSS, cuja distribuição de valores é dada pelos histogramas azuis da figura 4.9. A estatística acima corresponde a uma média de dispersões sobre todos os campos do SOGRAS. As barras de erro nas figuras são a dispersão em torno de  $\delta m$  em cada intervalo de magnitude.

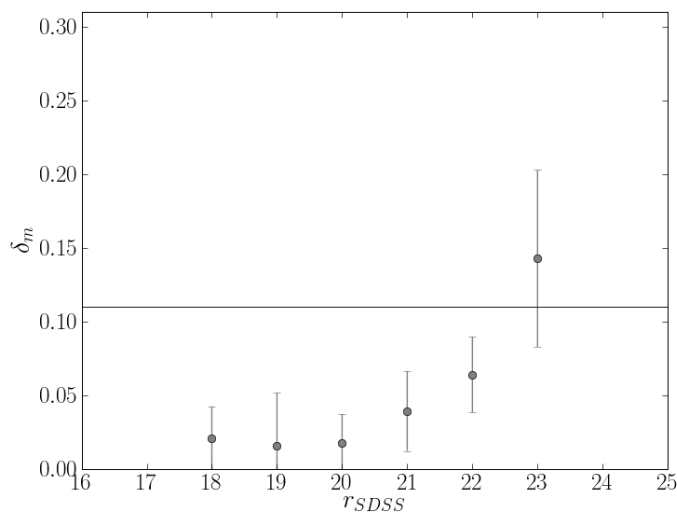


Figura 4.11: Mesmo que para a figura 4.10, mas para a banda  $r$ .

As figuras mostram um aumento sistemático nas incertezas fotométricas quando galáxias mais tênues são consideradas. Mas note que um mínimo de  $S/N = 10$  (que corresponde a  $\delta m = 0,11$ ) é atingido para todos os intervalos de magnitude, exceto os mais fracos. A partir destas figuras inferimos que, na média, níveis mais altos de  $S/N$  são atingidos na banda  $g$  do que na banda  $r$  e do que na banda  $i$ , com limites de detecção para  $S/N > 10$  sendo  $g \simeq 23$ ,  $r \simeq 22,5$  e  $i \simeq 22$ . Note que as magnitudes amostradas pelo SOGRAS são mais fracas do que as mostradas nas figuras, as quais são limitadas à profundidade do SDSS.

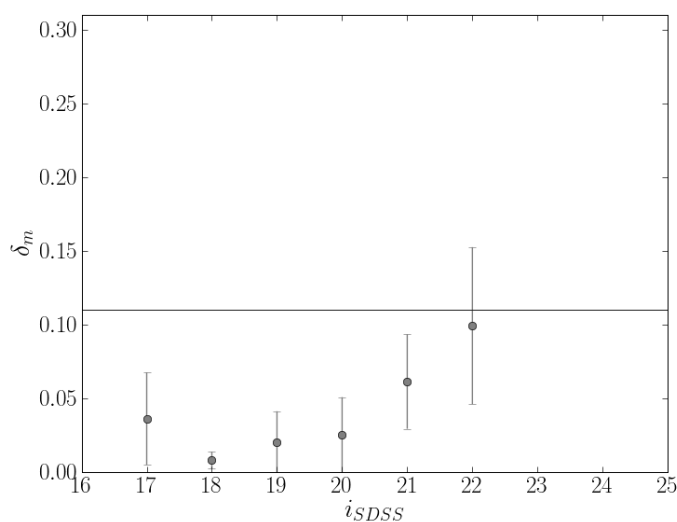


Figura 4.12: Mesmo que para a figura 4.10, mas para a banda  $i$ .

## 4.4 Catálogo final de objetos

Nesta seção descreveremos como o catálogo final de objetos foi obtido. Nós combinamos os catálogos resultantes da fotometria (veja a seção 4.3.6) das 3 bandas em um catálogo final de objetos, escolhendo o catálogo da banda  $i$  como referência para a posição dos objetos. Isso significa que procuramos nos catálogos das bandas  $g$  e  $r$  por objetos que estavam no catálogo da banda  $i$ . Objetos sem correspondência na banda  $g$  e/ou  $r$  receberam uma *flag*  $-99.99$  no respectivo filtro.

O catálogo final foi salvo em uma tabela de formato FITS e contém a informação das posições, magnitudes, parâmetros morfológicos e classificação estrela-galáxia dos objetos detectados. Na tabela 4.2 listamos os parâmetros do catálogo final de objetos e suas correspondentes definições.

Nome do parâmetro	Definição
CLUSTER_ID	Identificador do aglomerado
OBJECT_ID	Número do objeto
RA <sup>a</sup>	Ascensão reta (J2000)
DEC <sup>a</sup>	Declinação (J2000)
X_IMAGE <sup>a</sup>	Posição do objeto ao longo de x
Y_IMAGE <sup>a</sup>	Posição do objeto ao longo de y
MAG_AUTO_G	Magnitude de abertura automática na banda $g$
MAGERR_AUTO_G	Erro <i>rms</i> para a magnitude na banda $g$
MAG_AUTO_R	Magnitude de abertura automática na banda $r$
MAGERR_AUTO_R	Erro <i>rms</i> para a magnitude na banda $r$
MAG_AUTO_I	Magnitude de abertura automática na banda $i$
MAGERR_AUTO_I	Erro <i>rms</i> para a magnitude na banda $i$
THETA_SKY <sup>b</sup>	Ângulo de posição
ERRTHETA_SKY <sup>b</sup>	Erro <i>rms</i> para o ângulo de posição
A_IMAGE <sup>b</sup>	Semi-eixo maior $a$
ERRA_IMAGE <sup>b</sup>	Erro <i>rms</i> para o semi-eixo maior $a$
B_IMAGE <sup>b</sup>	Semi-eixo menor $b$
ERRB_IMAGE <sup>b</sup>	Erro <i>rms</i> para o semi-eixo menor $b$
ELLIPTICITY <sup>b</sup>	Elipticidade ( $1 - b/a$ )
CLASS_STAR <sup>a</sup>	Classificação estrela-galáxia
FLAGS <sup>a</sup>	<i>Flags</i>

<sup>a</sup>Medido na imagem da banda  $i$

<sup>b</sup>Medido na imagem da banda  $r$

Tabela 4.2: Descrição de cada coluna do catálogo de objetos do SOGRAS

Nas figuras 4.13 e 4.14 mostramos os diagramas cor-magnitude para um aglomerado a baixo  $z$  (SOGRAS0850+0015,  $z = 0, 20$ ) e um aglomerado a alto  $z$  (SOGRAS0202-0055,  $z = 0, 50$ ), respectivamente. Para reduzir a contaminação das galáxias de campo nestes diagramas, galáxias localizadas em uma região circular em torno dos centros dos aglomerados são mostradas com símbolos diferentes. No caso da figura 4.13, o raio desta região é de



100'' e no caso da figura 4.14, este raio é de 60''. Considerando um modelo  $\Lambda$ CDM plano (com  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7$  e  $H_0 = 70\text{Km/s/Mpc}$ ) e dados os desvios para o vermelho dos aglomerados, estes raios correspondem a 0.33Mpc e 0.4Mpc, respectivamente. As sequências vermelhas são mais visíveis no aglomerado de baixo  $z$ , conforme esperado. As cores da sequência vermelha também variam levemente de acordo com o desvio para o vermelho. A variação parece ser sistematicamente maior para  $g-r$ . Para os poucos aglomerados de alto  $z$  onde a sequência vermelha é claramente visível, ela tende a ter cores mais azuis ( $g-r \simeq 0,6$ ) do que para os aglomerados de baixo  $z$ , onde  $g-r > 1$ . Isto é provavelmente causado pelo 3646Å *Balmer break*, que afeta o filtro  $g$  em  $z < 0,4$ , mas não afeta os outros filtros.

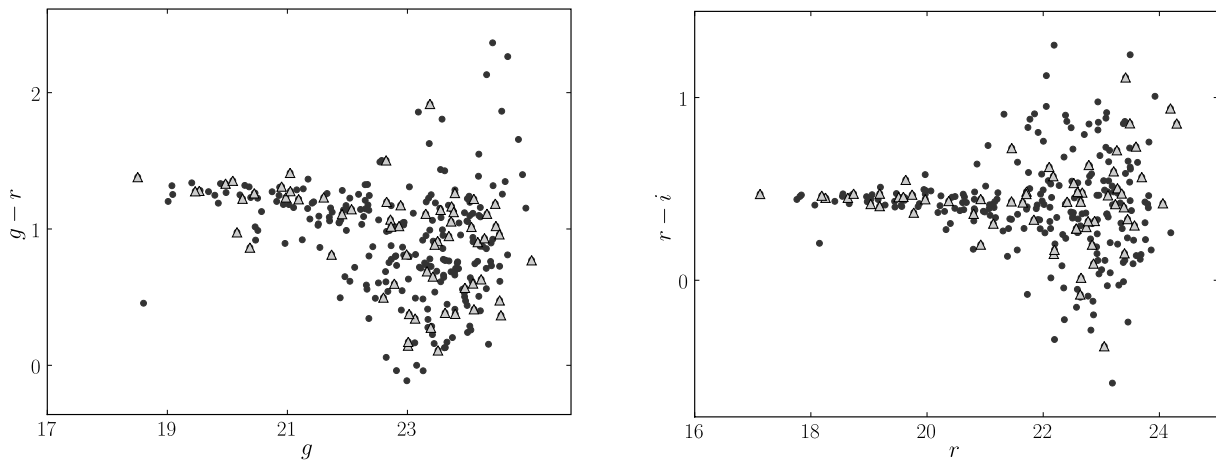


Figura 4.13: Diagramas cor-magnitude do aglomerado SOGRAS0850+0015. A cor  $g-r$  é mostrada no painel à esquerda, enquanto que a cor  $r-i$  é mostrada no painel à direita. Os triângulos indicam galáxias que estão localizadas em uma região circular de 100'' em torno do centro do aglomerado.

O catálogo final contém também parâmetros morfológicos dos objetos. Ele contém medidas dos semi-eixos maior e menor e do ângulo de posição, quantidades derivadas pelo SEXTRACTOR através da análise dos segundos momentos. Escolhemos fazer estas medidas nas imagens *stack* da banda  $r$  para otimizar a combinação de  $S/N$  e *seeing*. O *seeing* não é significativamente degradado da banda  $i$  para a banda  $r$  (veja figura 4.6), enquanto que o  $S/N$  aumenta para a maioria dos objetos (veja a seção 4.3.7). Portanto, a banda  $r$  fornece um balanço entre  $S/N$  alto da banda  $g$  e o melhor *seeing* da banda  $i$ .

As figuras 4.15 e 4.16 mostram a distribuição da elipticidade  $e = 1 - b/a$  de todos os objetos do catálogo final do SOGRAS classificados como galáxias. Por essa classificação entendemos que galáxias são os objetos do catálogo que possuem o parâmetro de classificação estrela-galáxia CLASS\_STAR  $< 0,85$  medido na imagem da banda  $r$ . A primeira figura mostra a distribuição de  $e$  para todos os objetos classificados como galáxias (histograma em azul) e para todos dentre eles que estão localizados próximo ao centro de um dos aglomerados do SOGRAS (chamados de “galáxias em aglomerados”; histograma em verde). Os últimos

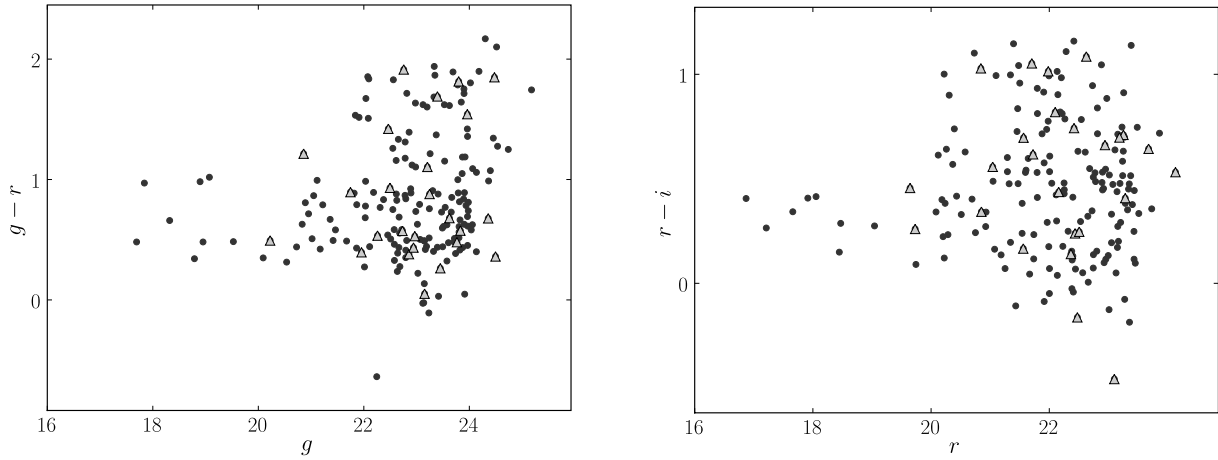


Figura 4.14: Diagramas cor-magnitude do aglomerado SOGRAS0202-0055. A cor  $g - r$  é mostrada no painel à esquerda, enquanto que a cor  $r - i$  é mostrada no painel à direita. Os triângulos indicam galáxias que estão localizadas em uma região circular de  $60''$  em torno do centro do aglomerado.

objetos foram selecionados dentro de regiões circulares em torno dos centros dos aglomerados, cujos raios foram estimados visualmente. Como no caso das figuras 4.13 e 4.14, estes cortes em separação angular foram feitos somente para reduzir a contaminação das galáxias de campo. Ambas as distribuições apresentadas nessa primeira figura possuem picos em  $e \simeq 0,15$  e possuem uma cauda na direção de valores mais altos de  $e$ . A posição do pico é afetada pelos erros relativamente grandes nas medidas de  $e$  para objetos mais arredondados, dado o vínculo de que  $e > 0$  sempre. Tipicamente, os erros para objetos mais arredondados ( $e \leq 0,15$ ) são da ordem de  $\sigma_e \simeq 0,07$ . Para objetos mais excêntricos ( $e > 0,15$ ), os erros tipicamente são da ordem de  $\sigma_e \simeq 0,04$ . Este comportamento é qualitativamente confirmado pela análise de galáxias *early-type* em aglomerados próximos (ex: Fasano et al., 2010). Na segunda figura apresentamos a distribuição da elipticidade para as galáxias do SOGRAS que estão localizadas próximo ao centro dos aglomerados para aglomerados de baixo  $z$  (histograma em azul) e de alto  $z$  (histograma em verde). A semelhança entre as distribuições para alto e baixo  $z$  indica que nossas medidas de forma para os objetos a alto  $z$  não são fortemente degradadas pelo *seeing* atmosférico e que as formas foram medidas corretamente para as galáxias em nosso catálogo.

## 4.5 Novos candidatos a sistemas de arcos gravitacionais

Realizamos inspeção visual em todas as imagens do SOGRAS para procurar por sistemas de lenteamento gravitacional forte. Identificamos 6 aglomerados (SOGRAS0321+0026,

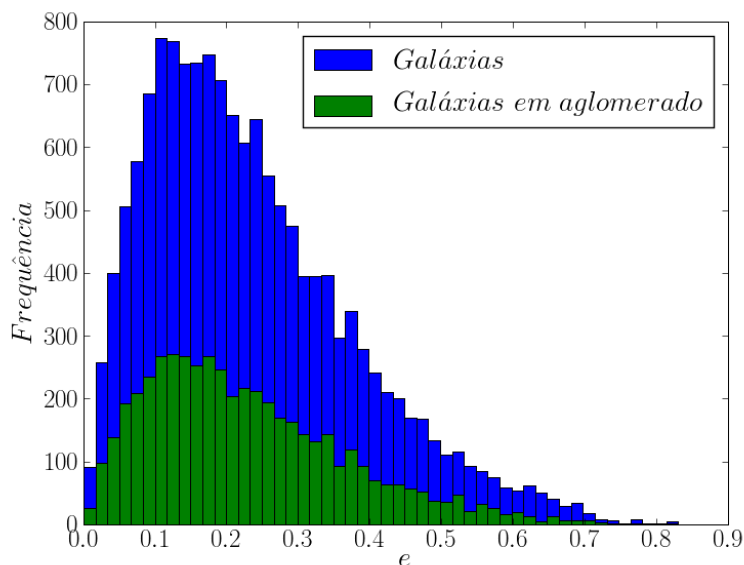


Figura 4.15: Distribuição da elipticidade de todas as galáxias do SOGRAS (em azul) e das galáxias que estão localizadas próximo aos centros dos aglomerados (em verde). As galáxias foram selecionadas como objetos no catálogo com  $\text{CLASS\_STAR} < 0,85$  medido na imagem da banda  $r$ .

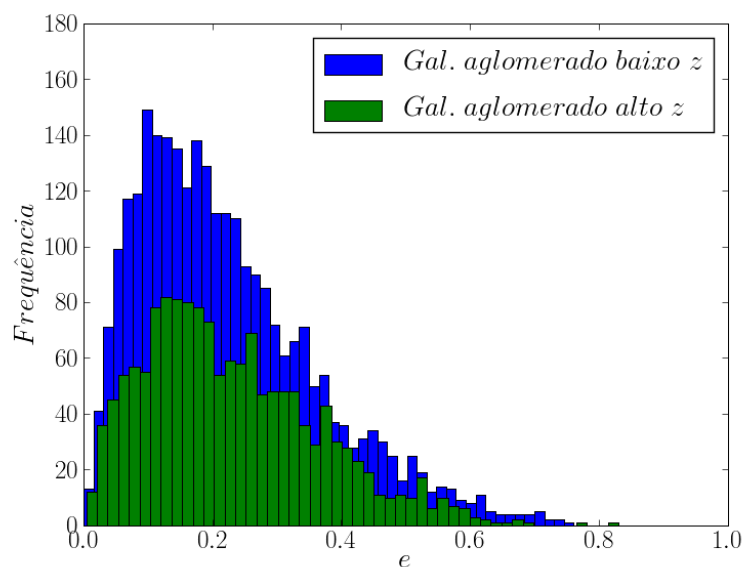


Figura 4.16: Distribuição da elipticidade das galáxias do SOGRAS que estão localizadas próximo ao centro dos aglomerados para aglomerados a alto e baixo  $z$ . As galáxias foram selecionadas como objetos no catálogo com  $\text{CLASS\_STAR} < 0,85$  medido na imagem da banda  $r$ .

SOGRAS0328+0044, SOGRAS0014-0057, SOGRAS0041-0043, SOGRAS0940+0744 e SOGRAS1023+0413) que mostravam fortes evidências da presença de arcos gravitacionais e 2 aglomerados (SOGRAS0219+0022, SOGRAS0202-0055) que apresentavam possíveis arcos.

ID aglomerado	$z_{phot}$	ID arco	$RA$ (J2000)	$Dec$ (J2000)	$g$	$r$	$i$	$L$ (")	$W$ (")	$L/W$
SOGRAS0321+0026	0,309	A	03:21:10.55	00:26:20.64	22,84	22,41	22,61	5,08	1,08	4,71
		B	03:21:12.76	00:26:23.73	24,13	23,63	22,90	1,23	0,62	2,00
SOGRAS0328+0044	0,322	A	03:28:15.79	00:44:49.59	22,73	20,72	20,25	5,93	3,03	1,95
		B	03:28:15.34	00:44:57.12	24,29	21,84	21,39	2,70	1,39	1,94
SOGRAS0014-0057	0,535	A	00:14:54.93	-00:57:02.44	21,84	21,21	20,65	12,24	1,31	9,34
SOGRAS0041-0043	0,564	A	00:41:09.22	-00:43:47.38	22,65	21,57	20,89	9,16	1,40	6,54
SOGRAS0940+0744	0,390	A	09:40:53.33	07:44:17.48	23,52	21,53	21,95	11,70	1,23	9,51
		B	10:23:38.59	04:11:20.77	24,43	23,17	22,41	2,77	0,80	3,46
SOGRAS1023+0413	0,465	B	10:23:41.45	04:10:41.62	24,36	23,19	22,57	2,93	1,10	2,66
		C	10:23:41.43	04:11:00.11	23,91	23,44	22,71	2,39	0,93	2,57

Tabela 4.3: Propriedades dos candidatos a arco identificados nas imagens do SOGRAS. O desvio para o vermelho fotométrico dos aglomerados,  $z_{phot}$ , foi tirado da tabela 4.1.

Identificamos 16 candidatos a arco próximos aos membros mais brilhantes dos centros de 8 aglomerados e a maioria deles possui cores mais azuis do que as galáxias centrais dos aglomerados. Quatro destes candidatos são arcos gigantes que possuem  $L/W$  maior do que 7. Os candidatos restantes são *arclets*, ou seja, possuem  $L/W$  menores.

As medidas de posição, magnitude, comprimento e largura dos candidatos a arco nos 6 sistemas de lentes gravitacionais mais prováveis são exibidas na tabela 4.3. Ao contrário das medidas de magnitude de outros objetos no catálogo final do SOGRAS, que foram obtidas pelo SExtractor, as magnitudes dos arcos foram medidas com a tarefa *polyphot* do IRAF. Esta tarefa calcula as magnitudes dentro de aberturas poligonais, fornecendo medidas mais precisas das magnitudes dos arcos. Os polígonos foram visualmente definidos, de forma a incorporar o fluxo total dos arcos em cada filtro. O comprimento e largura dos candidatos a arco foram estimados visualmente. Medidas mais precisas dos parâmetros dos arcos serão obtidas em breve com o ARCFITTING.

Na figura 4.17 exibimos os candidatos a sistemas de lente gravitacional forte identificados nos dados do SOGRAS. Note as cores sistematicamente mais azuis dos arcos em comparação com as cores de uma galáxia central de aglomerado típica no nosso intervalo de desvio para o vermelho,  $(g - r) \simeq 0,8 - 1,0$  (veja tabela 4.3).

Dos 8 candidatos a sistemas de lente, 2 deles estão no intervalo de baixo  $z$ , 4 deles no intervalo de alto  $z$  e os 2 restantes estão na amostra extra. O fato de encontrarmos candidatos a arco em 2 dos 3 aglomerados da amostra extra indica que estes aglomerados, que são associados a fontes de raio X, são lentes mais eficientes do que os outros aglomerados selecionados para a amostra principal do SOGRAS. Este resultado já era esperado, de acordo com Horesh et al. (2011).

Como mencionado anteriormente, a amostra extra não pode ser utilizada na análise estatística, pois seu critério de seleção foi diferente do utilizado para as amostras de aglomerados de alto e baixo  $z$ . Portanto, a eficiência da formação de arcos inferida nos dados do

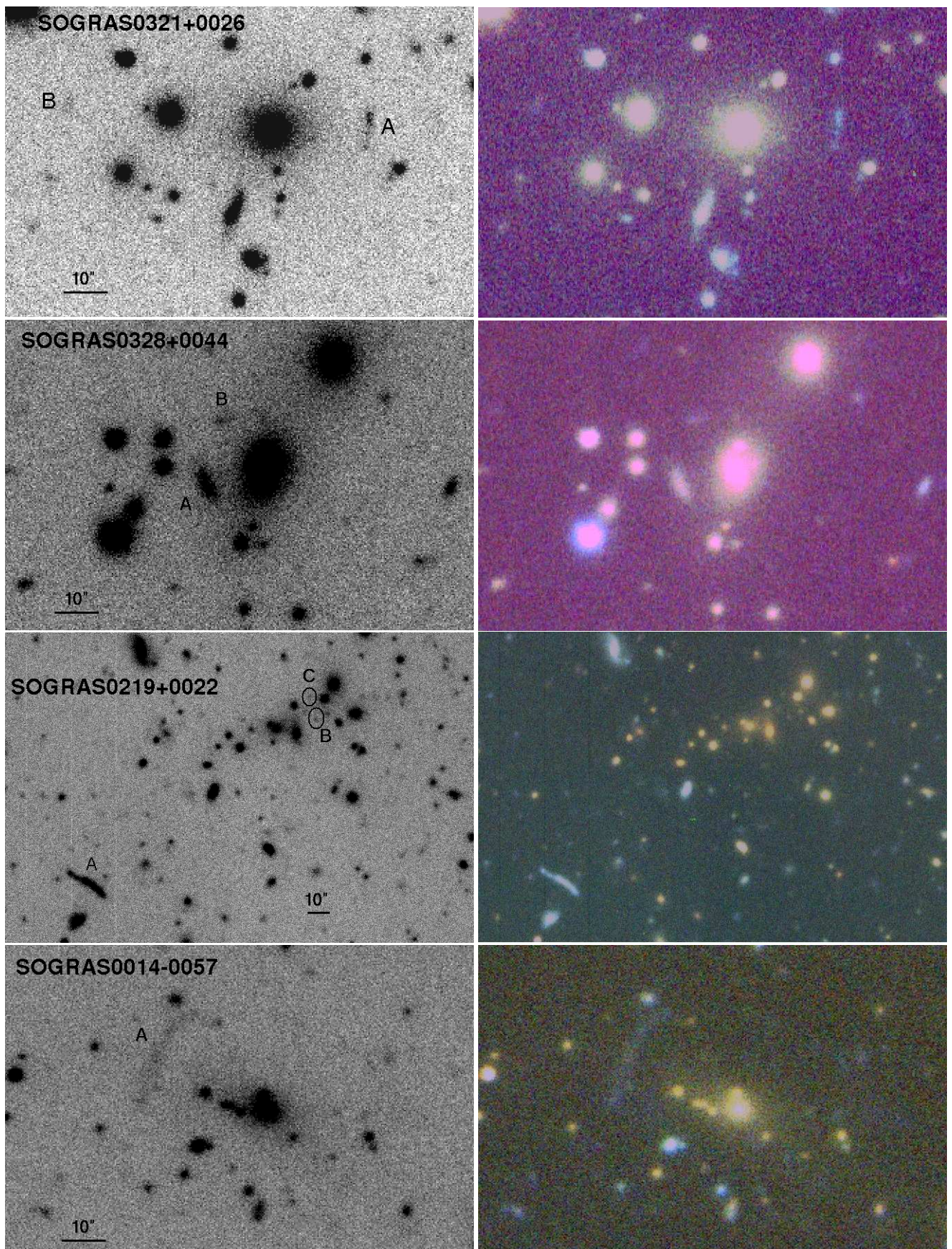


Figura 4.17: Candidatos a arcos gravitacionais identificados nas imagens do SOGRAS. Em todos os casos, o painel à esquerda corresponde à imagem  $g + r + i$  (*coadd*) e o painel à direita representa a composição colorida desta imagem.

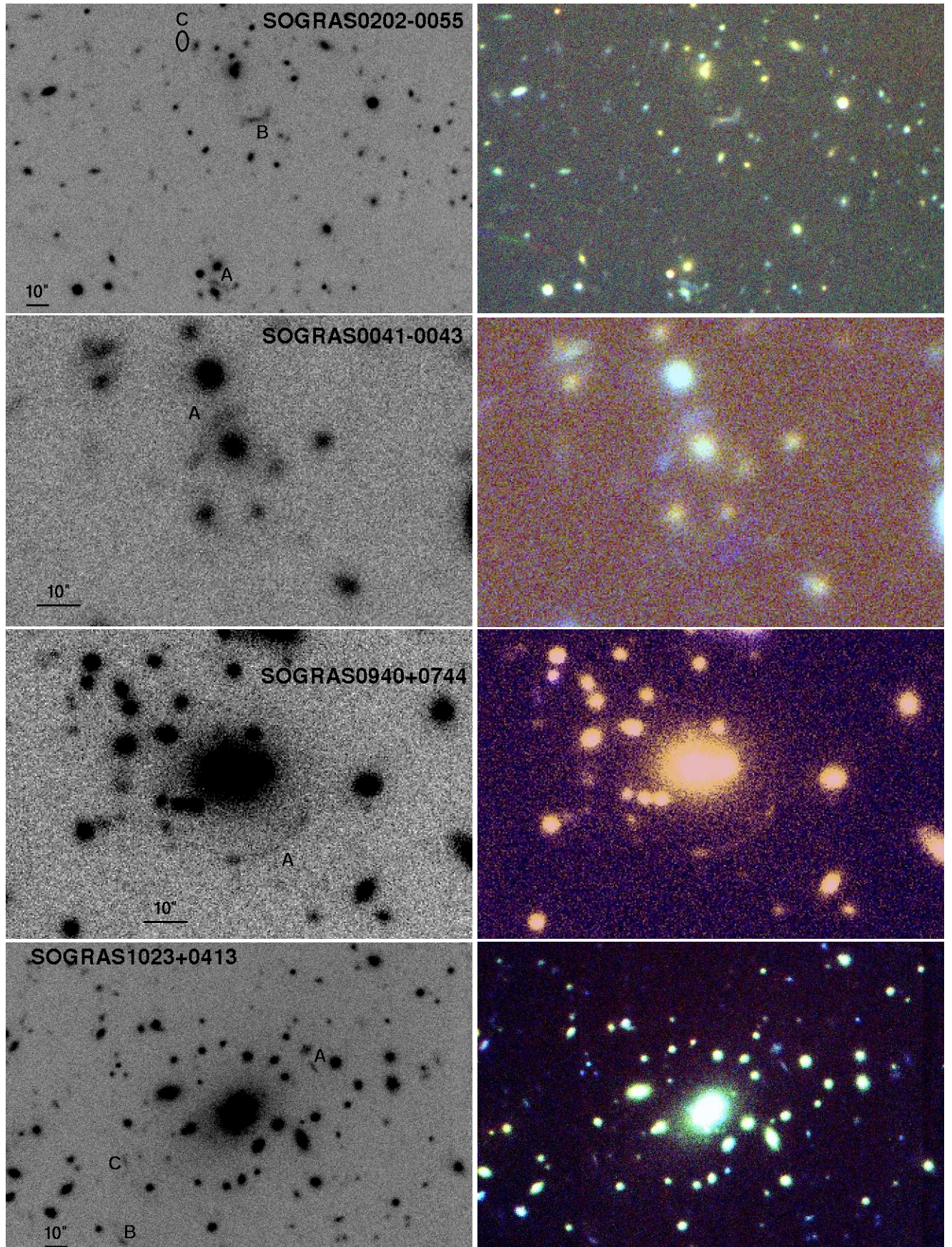


Figura 4.17: – *Continuação*

SOGRAS é  $4/24 = 16,7\% \pm 8,3\%$  para aglomerados de alto  $z$  e  $2/19 = 10,5\% \pm 7,4\%$  para aglomerados de baixo  $z$ , incluindo erros de Poisson.

Concentrando nossa atenção nos 6 candidatos a sistemas de lentes das amostras de alto e baixo  $z$ , inferimos que cerca de 10% dos aglomerados possuem arcos. Esta eficiência global está de acordo com a eficiência encontrada nas maiores amostras de arcos já realizadas, como as apresentadas em [Gladders et al. \(2003\)](#) e [Hennawi et al. \(2008\)](#). Apesar da baixa estatística, os resultados estão de acordo com os modelos que prevêem que aglomerados de mais alto  $z$  possuem uma eficiência em formar arcos maior (ex: [Caminha et al., 2012](#)).

### 4.5.1 Programa de acompanhamento dos candidatos a arco

A identificação de fortes candidatos a arcos gravitacionais nos dados do SOGRAS nos encorajou a propor um programa de acompanhamento (*follow-up*) dos três primeiros candidatos a sistemas de lentes gravitacionais identificados em 2008B (SOGRAS0321+0026, SOGRAS0328+0044 e SOGRAS0219+0022) com o observatório Gemini. Este observatório consiste de dois telescópios gêmeos, com espelhos de 8,1 m de diâmetro, que operam no óptico e no infravermelho. Os principais objetivos deste programa de acompanhamento são confirmar espectroscopicamente a natureza de lentes gravitacionais dos candidatos a arco, fornecer medidas de massa dos aglomerados a partir da dispersão de velocidades das suas galáxias membros e realizar a reconstrução da distribuição de massa projetada das lentes.

Para isso propusemos observações com o Gemini Multi-Object Spectrographs (GMOS), instrumento que faz espectroscopia de fenda longa ou múltiplas fendas (sendo a região espectral útil de 360 nm a 1100 nm) e imageamento sobre um campo de visão de  $5,5' \times 5,5'$ . Escolhemos o modo de espectroscopia de múltiplas fendas, pois este permite obter ao mesmo tempo os desvios para o vermelho dos candidatos a arco e das galáxias do aglomerado, resultando em estimativas da dispersão de velocidades de suas galáxias membros.

A maior abertura do Gemini permite fazer exposições mais profundas dos aglomerados do SOGRAS, que podem ser usadas para buscar novos arcos que não foram identificados nas imagens do SOAR e para obter medidas de magnitude mais precisas dos arcos mais fracos (veja tabela 4.3). O imageamento profundo também pode auxiliar na determinação das propriedades das galáxias lenteadas (fontes), como suas populações estelares e taxa de formação estelar. As imagens dos aglomerados SOGRAS0321+0026, SOGRAS0328+0044 e SOGRAS0219+0022 são mostradas na figura 4.18.

Este programa foi aprovado para o semestre 2010B e as suas observações já foram concluídas. Os dados estão em processo de redução, sob responsabilidade do Prof. Eduardo Cypriano, da Universidade de São Paulo.

Para as observações espectroscópicas utilizamos uma configuração com duas máscaras, sendo que em cada máscara ajustamos em torno de 30 fendas de  $1''$  de largura cada. A figura

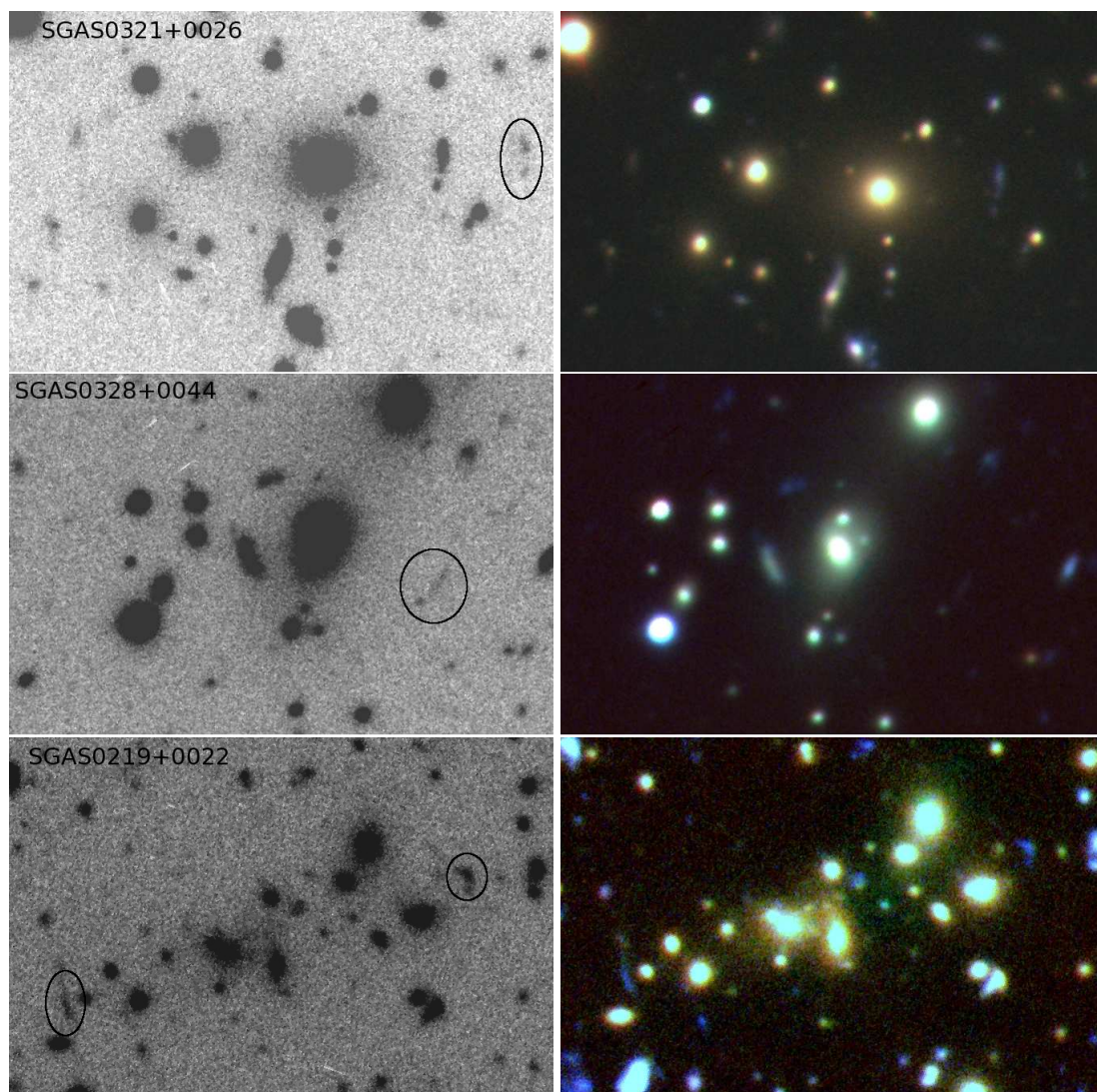


Figura 4.18: Candidatos a arcos gravitacionais identificados nas imagens do programa de acompanhamento realizado com o Gemini. Os painéis à esquerda correspondem às imagens *stack* e os painéis à direita representam a composição colorida destas imagens.

[4.19](#) mostra a imagem do aglomerado SOGRAS0321+0026, onde foram sobrepostas as regiões onde as fendas foram posicionadas.

A inspeção visual que realizamos nessas imagens mais profundas confirmou os candidatos a arco encontrados nos aglomerados SOGRAS0321+0026 e SOGRAS0328+0044, mas revelou que é improvável que os candidatos do aglomerado SOGRAS0219+0022 sejam arcos. Dois destes candidatos, que estão próximos ao centro do aglomerado (candidatos B e C), são claramente vistos como fontes pontuais nas imagens profundas do Gemini, enquanto que o terceiro candidato se revelou como uma superposição de duas galáxias de perfil. Por outro lado, a partir dessa inspeção visual nas imagens encontramos vários outros novos candidatos a arco em todos os três aglomerados, incluindo o aglomerado SOGRAS0219+0022.



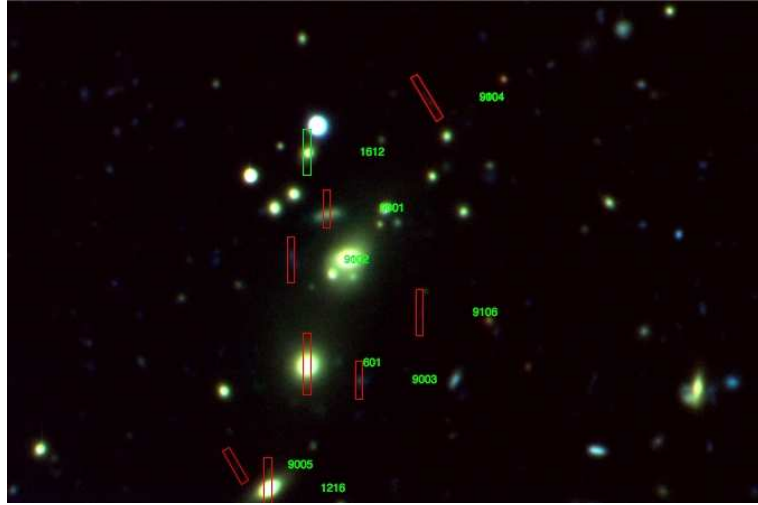


Figura 4.19: Zoom da imagem  $g + r + i$  do aglomerado SOGRAS0321+0026 obtida com o Gemini. As posição das fendas de cada máscara são indicadas pelas regiões em vermelho e verde.

Nós então concluímos por essa análise preliminar dos dados do imageamento profundo do Gemini que o número de aglomerados que apresenta um sistema de lentes gravitacionais não se alterou com relação à busca que fizemos nos dados do SOAR, embora alguns candidatos a arco individuais tenham sido adicionados ou removidos. Portanto, a nossa análise estatística anterior permanece inalterada. Uma análise estatística mais elaborada, incluindo a comparação com previsões teóricas, está em curso.

## 4.6 Discussão

Neste capítulo apresentamos os primeiros resultados do SOGRAS, um levantamento de 47 aglomerados de galáxias com o telescópio SOAR. Avaliamos cuidadosamente a qualidade de todos os nossos dados e estimamos que os limites de detecção das nossas galáxias é  $g \simeq 23$ ,  $r \simeq 22,5$  e  $i \simeq 22$  para  $S/N \simeq 10$ . A calibração fotométrica foi realizada utilizando estrelas do SDSS em comum com os nossos campos. Calculamos que as incertezas sistemáticas dessa calibração são 0,002, 0,006 e 0,005 mag nas bandas  $g$ ,  $r$  e  $i$ , respectivamente. Também verificamos que essencialmente não há erros sistemáticos nessa calibração. Já a fotometria de galáxias sofre de um desvio sistemático de 0,04–0,12 mag em comparação com as magnitudes do SDSS, provavelmente causado pelos diferentes métodos de medida de magnitude utilizados. Geramos um catálogo final de objetos detectados nas nossas imagens que possui mais de 19000 objetos, cerca de 90% dos quais são galáxias. Confirmamos que os dados são de qualidade suficiente para permitir que a sequência vermelha seja claramente vista na maioria dos aglomerados do intervalo de baixo  $z$ . Além disso, os efeitos do *seeing* atmosférico não afetam fortemente as medidas das formas dos objetos das nossas imagens,

como certificado pelo fato de que a distribuição de elipticidade das nossos dados se assemelha com a de aglomerados de galáxias próximos. Para corroborar esta afirmativa, obtivemos que o tamanho médio das galáxias (dado pelo dobro do semi-eixo maior  $a$ ) na banda  $r$  é  $1,06''$  para galáxias em aglomerados a baixo  $z$  e  $0,99''$  para galáxia em aglomerados a alto  $z$ . Ambos os valores são maiores que o *seeing* atmosférico médio para as imagens desta banda ( $0,76''$ ).

Embora o número de alvos do SOGRAS seja menor do que em outros levantamentos de arcos gravitacionais, o diferencial do nosso levantamento reside no fato de que ele possui foco em dois intervalos estreitos de desvio para o vermelho, cujas diferenças na eficiência de lenteamento podem fornecer informações diretas sobre a evolução da incidência de arcos em aglomerados de galáxias. Este trabalho, então, pode atuar de maneira complementar a outros estudos de arcos em torno de aglomerados de galáxias, alguns dos quais possuem uma estatística total maior, porém não nesses intervalos de desvio para o vermelho. Todas as observações foram feitas em condições semelhantes, com *seeing* baixo e com o mesmo instrumento, assegurando a homogeneidade dos dados. Além disso, nossa amostra não é enviesada, no sentido de que a seleção de alvos não foi baseada em uma probabilidade conhecida *a priori* de um aglomerado individual possuir arcos. Estes fatores tornam a amostra do SOGRAS muito adequada para estudos de estatística de arcos, apesar do número relativamente pequeno de objetos.

Os resultados preliminares de uma inspeção visual nas imagens sugerem uma eficiência global de 10% de aglomerados tendo arcos, consistente com estudos anteriores (Gladders et al., 2003; Hennawi et al., 2008). Ademais, encontramos uma possível indicação de uma incidência maior de arcos para aglomerados no intervalo de alto  $z$  em comparação com os de baixo  $z$ , o que está de acordo com modelamento teórico (Caminha et al., 2012).

Uma análise estatística mais detalhada está em curso. Assim que terminadas a redução e análise dos dados do programa de acompanhamento, estes irão contribuir para a interpretação da estatística de arcos.

# Capítulo 5

## Conclusões

Neste trabalho, desenvolvemos um conjunto de ferramentas relacionadas à simulação, detecção e caracterização de arcos gravitacionais em imagens de aglomerados de galáxias. Tais ferramentas foram desenvolvidas tendo foco na compilação da amostra de arcos gravitacionais a ser obtida com o DES. Também apresentamos a sondagem de arcos gravitacionais SOAR Gravitational Arc Survey (SOGRAS), que pode ser considerada uma sondagem teste para a ciência que obteremos com os arcos no DES.

No **capítulo 2**, apresentamos e exploramos um modelo simples para descrever a forma de arcos gravitacionais, chamado *ArcEllipse*. A prescrição analítica do *ArcEllipse* resulta da deformação de uma elipse sobre um segmento de arco de círculo. Quando acoplado a um perfil de brilho superficial, como o perfil de Sérsic, este modelo pode fornecer uma descrição estrutural dos arcos. Tendo por base o modelo *ArcEllipse*+Sérsic, desenvolvemos o PAINTARCS, uma ferramenta para simular imagens de arcos (incluindo efeitos atmosféricos e de detector), e o ARCFITTING, um código que extrai os parâmetros deste modelo a partir de uma imagem de arco gravitacional. Dado o total controle dos parâmetros do arco simulado, o PAINTARCS é ideal para criar amostras de imagens com arcos para testes de métodos de detecção e caracterização.

Já o ARCFITTING permite caracterizar os arcos, inferindo parâmetros úteis para a utilização destes na determinação da distribuição de matéria nas regiões centrais dos aglomerados de galáxias onde se encontram. A determinação dos parâmetros realizada pelo ARCFITTING é dividida em duas partes: medidas diretas aplicadas sobre a imagem para os parâmetros morfológicos do *ArcEllipse* e inferência estatística para os parâmetros estruturais do modelo de Sérsic. O ARCFITTING foi validado e aplicado a amostras de arcos simulados de forma realista (através de técnicas de *ray-tracing* aplicadas a modelos físicos de lentes e fontes) e de arcos observados em solo ou com o telescópio espacial Hubble. Verificamos que o modelo de *ArcEllipse*+Sérsic ajusta bem os arcos simulados, obtendo valores típicos de  $\chi^2_{red}$  da ordem de 5 e reproduzindo mais de 90% do sinal do arco. Para arcos reais os sinais totais são reproduzidos pelo modelo ajustado com uma margem de erro de 10 – 30%,

sendo que os piores resultados dos ajustes são atribuídos às imagens de arcos do HST com grande presença de subestruturas. Embora simplista, a caracterização de arcos permitida pela prescrição do *ArcEllipse+Sérsic* ainda é mais refinada do que os métodos usualmente encontrados na literatura. Além disto, os resultados obtidos pelo ARCFITTING sobre arcos reais mostram que os arcos gerados pelo PAINTARCS são minimamente realistas para serem usados em simulações. A característica modular com a qual tanto PAINTARCS quanto ARCFITTING foram implementados permite que ambos os códigos adotem outros modelos para a descrição dos arcos no futuro.

No **capítulo 3**, apresentamos uma terceira ferramenta, um método de pré-processamento de imagens de aglomerados de galáxias chamado GALCLEAN. Este método consiste em subtrair das imagens a distribuição de brilho superficial das galáxias de maneira automatizada com o objetivo de evidenciar a eventual presença de arcos gravitacionais em meio à luz difusa das galáxias. Um estudo sistemático da detectabilidade dos arcos em imagens simuladas foi realizado para determinar a eficiência e o impacto do GALCLEAN. Neste estudo utilizamos imagens simuladas de aglomerados de galáxias do Data Challenge 5 do DES, onde 3000 arcos com parâmetros diferentes foram adicionados com o algoritmo PAINTARCS às imagens de cada aglomerado. Utilizando um algoritmo de detecção automática de arcos, comparamos a fração do número de arcos detectados (em relação ao número total de arcos adicionados) antes e depois da aplicação do GALCLEAN e a dependência desta com os diferentes parâmetros dos arcos. Os resultados indicaram que a detecção dos arcos é fortemente determinada pela magnitude e que o *seeing* tem um papel importante na detecção, dificultando esta quanto maior for seu valor. Não encontramos nenhuma dependência clara da detecção dos arcos em relação à razão comprimento-largura dos arcos  $L/W$ , embora notamos uma tendência desta a diminuir para  $L/W$  mais altos. Isso se deve provavelmente ao fato de que os arcos gigantes são “quebrados” pelo algoritmo de detecção em vários objetos, cujas posições não correspondem àquela na qual o arco original foi adicionado, fazendo com que este objeto não seja identificado como um arco detectado. Os resultados também mostram que o GALCLEAN aumenta a fração de arcos detectados para as magnitudes mais tênues e que o seu impacto é mais significativo para os aglomerados de alto desvio para o vermelho. Verificamos também que o GALCLEAN introduz um aumento significativo no número de detecções espúrias, devido aos resíduos da subtração feita por ele. É importante ressaltar que todos estes resultados dependem fortemente do algoritmo de detecção automática utilizado e que resultados diferentes podem ser obtidos caso outro algoritmo para esta tarefa seja implementado. Além de subtrair os perfis de brilho das galáxias em uma imagem, o GALCLEAN gera um catálogo com os parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias subtraídas. Este subproduto possui aplicações muito amplas e promissoras, como por exemplo o estudo da estrutura e evolução das galáxias.

No **capítulo 4** apresentamos a sondagem de arcos gravitacionais SOGRAS, um levantamento de 47 aglomerados de galáxias distribuídos em dois intervalos estreitos de desvio

para o vermelho e observados com o telescópio SOAR. O SOGRAS possui o objetivo de buscar novos sistemas de lentes gravitacionais e estudar a variação da eficiência do lenteamento forte em função do desvio para o vermelho do aglomerado, comparando os resultados com as expectativas teóricas. Descrevemos os procedimentos utilizados para a redução de dados, calibração fotométrica e geração de catálogos de objetos. Avaliamos a qualidade de todos os nossos dados e estimamos que os limites de detecção das nossas galáxias são  $g \simeq 23$ ,  $r \simeq 22,5$  e  $i \simeq 22$  para  $S/N \simeq 10$ . Estimamos as incertezas sistemáticas da calibração fotométrica (0,002, 0,006 e 0,005 mag nas bandas  $g$ ,  $r$  e  $i$ , respectivamente) e verificamos que há desvio sistemático de 0,04 – 0,12 mag nas magnitudes das galáxias quando comparadas com as magnitudes do SDSS, a qual atribuímos aos diferentes métodos de medida de magnitude utilizados. O catálogo final de objetos possui mais de 19000 entradas, sendo que em torno de 90% delas correspondem a galáxias. A boa qualidade dos dados permitiu que a sequência vermelha pudesse ser claramente vista na maioria dos aglomerados do intervalo de baixo  $z$ . Além disso, verificamos que a distribuição de elipticidade das nossos dados se assemelha com a de aglomerados de galáxias próximos, o que atesta que os efeitos do *seeing* atmosférico não afetaram fortemente as medidas das formas dos objetos das nossas imagens. Inspecionamos cuidadosamente todas as imagens do levantamento e identificamos 16 candidatos a arco próximos aos membros mais brilhantes dos centros de 8 aglomerados. Quatro destes candidatos possuem  $L/W$  maior do que 7 (arcos gigantes) e a maioria deles possui cores mais azuis do que as galáxias centrais dos aglomerados. Estes resultados preliminares sugerem uma eficiência global de 10% de aglomerados tendo arcos, consistente com estudos anteriores da literatura. Além disso, encontramos uma possível indicação de uma incidência maior de arcos para aglomerados no intervalo de alto  $z$  em comparação com os de baixo  $z$ , o que está de acordo com modelamento teórico do nosso grupo. Um programa de acompanhamento (fotometria e espectroscopia) de 3 aglomerados com candidatos a arco foi conduzido com o telescópio Gemini. A inspeção das imagens mais profundas deste programa revelou novos candidatos a arco e excluiu outros, porém inalterando o número de aglomerados que apresentam arcos. Uma análise estatística mais detalhada está em curso e os dados do programa de acompanhamento, quando totalmente reduzidos e analisados, contribuirão para a interpretação da estatística de arcos.

Os resultados apresentados no **capítulo 2** foram reunidos em um artigo, intitulado *A simple prescription for simulating and characterizing gravitational arcs*, que foi aceito para publicação na revista *Astronomy&Astrophysics*. Os primeiros resultados do SOGRAS, descritos no **capítulo 4**, também são apresentados no artigo intitulado *The SOAR Gravitational Arc Survey - I: Survey overview and photometric catalogs*, que foi submetido à revista *Monthly Notices of Royal Astronomy Society* e está em fase final de revisão.

## 5.1 Perspectivas futuras

Como continuação deste trabalho, propomos utilizar as ferramentas desenvolvidas nesta tese para a compilação da primeira amostra de arcos gravitacionais a ser obtida com o DES e a utilização da mesma para o estudo de estatística de arcos e da evolução da distribuição de massa de aglomerados de galáxias.

Para atingir o primeiro objetivo de compilar a amostra de arcos gravitacionais do DES, utilizaremos um ou mais algoritmos de detecção automática de arcos a serem escolhidos a partir dos resultados de um estudo comparativo de quatro algoritmos. Neste trabalho, que está sendo desenvolvido em colaboração com outros membros do grupo de lenteamento gravitacional forte do DES, os algoritmos de [Horesh et al. \(2005\)](#), [More et al. \(2012\)](#), [Bom et al. \(2012\)](#) e [Lenzen et al. \(2004\)](#) são aplicados a um mesmo conjunto de imagens de arcos simuladas com o PAINTARCS e as completezas e purezas na seleção de arcos de cada algoritmo são quantificadas e comparadas.

Ao algoritmo de detecção de arcos escolhido associaremos o GALCLEAN, obtendo assim uma ferramenta única e integrada de pré-processamento de imagens e detecção de arcos gravitacionais, que apresenta um balanço entre eficiência, pureza e completeza da amostra de arcos. Para isso, o GALCLEAN deverá ser aperfeiçoado, de forma a torná-lo mais rápido e eficiente e reduzir as artificialidades causadas pela subtração dos modelos ajustados às galáxias. As melhorias a serem implementadas no código estão descritas em detalhes na seção [3.7](#).

A ferramenta integrada de pré-processamento de imagens e detecção de arcos será aplicada às imagens *coadds* do DES que contenham aglomerados de galáxias. Selecionaremos os aglomerados de maior riqueza em vários intervalos de desvio para o vermelho a partir de catálogos fornecidos pelo grupo de Aglomerados de Galáxias do DES. Este grupo dispõe de várias ferramentas de detecção de aglomerados, testadas e validadas, as quais estão disponíveis no portal científico do DES-Brazil. A seleção dos aglomerados poderá ser refinada através da combinação dos catálogos de aglomerados do DES com catálogos de fontes em raio-X [Ebeling et al. \(1998\)](#); [Böhringer et al. \(2004\)](#); [Mullis et al. \(2003\)](#) e catálogos de aglomerados massivos identificados através do efeito Sunyaev-Zel'dovich com o South Pole Telescope, já que resultados indicam que aglomerados massivos e/ou associados a fontes de raio-X são lentes mais eficientes ([Horesh et al., 2011](#)).

As imagens *coadd* dos aglomerados selecionados serão obtidas a partir do Dark Energy Survey Data Management (DESDM). Utilizaremos as imagens das bandas *r* e *i*, já que a informação de cor pode ser útil para distinguir arcos gravitacionais de outros objetos da imagem e para identificar imagens múltiplas produzidas por lenteamento gravitacional forte. Em geral, os arcos gravitacionais são comparativamente azuis com relação às galáxias centrais

de aglomerados, já que estas últimas comumente são do tipo *early-type*, com predominância de populações estelares velhas.

Realizaremos uma inspeção visual em todos os candidatos a arco identificados pela ferramenta de detecção para eliminar detecções espúrias e para selecionar os sistemas de arcos mais interessantes e ricos para posterior modelamento das lentes (por exemplo, sistemas de imagens múltiplas e anéis de Einstein). Ao final desta etapa teremos gerado a primeira amostra de arcos gravitacionais do DES.

Aplicaremos o `ARCFITTING` aos arcos desta amostra que pertencem a sistemas múltiplos associados a um mesmo aglomerado para obter medidas sobre a posição, morfologia (razão comprimento-largura, raio de curvatura, distância ao centro da lente, etc.) e distribuição de brilho superficial destes objetos. Com estas medidas poderemos modelar a forma da distribuição de matéria das lentes. Se incluirmos a informação dos desvios para o vermelho da lente e dos arcos, podemos também estimar a massa total dos aglomerados interna aos sistemas de arco identificados. Assumiremos que tanto os aglomerados próximos quanto os distantes são razoavelmente bem ajustados por um modelo de Navarro, Frenk e White (NFW, seção 1.3.4). Mediremos a inclinação da distribuição de matéria utilizando técnicas de lenteamento forte, conforme discutido na seção 1.4.2.

Fundamental para isso será a disponibilidade de desvios para o vermelho fotométricos, tanto para a lente quanto para os arcos, dado que o DES cobre 5 bandas passantes do óptico ao infravermelho próximo.

Finalmente, poderemos investigar como a eficiência dos aglomerados em lentear galáxias de fundo varia com o seu desvio para o vermelho em uma amostra muito maior do que a do SOGRAS e estudar como a distribuição de massa dos aglomerados evolui com o seu desvio para o vermelho. Ambos os estudos nos permitirão impor vínculos aos parâmetros cosmológicos e a modelos de formação de estruturas no Universo.





# Referências Bibliográficas

- ABAZAJIAN, K. N.; ADELMAN-MCCARTHY, J. K.; AGÜEROS, M. A.; ALLAM, S. S.; ALLENDE PRIETO, C.; AN, D.; ANDERSON, K. S. J.; ANDERSON, S. F.; ANNIS, J.; BAHCALL, N. A.; AL., ET . The seventh data release of the Sloan Digital Sky Survey. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 182, p. 543–558, Jun. 2009.
- ALARD, C. Automated detection of gravitational arcs. **ArXiv Astrophysics e-prints**, **astro-ph/0606757**, Jun. 2006.
- ALLAM, S. S.; DES STRONG LENSING GROUP, ; ET AL., . DES strong lensing white paper. Jan. 2009.
- ANNIS, J.; SOARES-SANTOS, M.; STRAUSS, M. A.; BECKER, A. C.; DODELSON, S.; FAN, X.; GUNN, J. E.; HAO, J.; IVEZIC, Z.; JESTER, S.; JIANG, L.; JOHNSTON, D. E.; KUBO, J. M.; LAMPEITL, H.; LIN, H.; LUPTON, R. H.; MIKNAITIS, G.; SEO, H.-J.; SIMET, M.; YANNY, B. The SDSS coadd: 275 deg<sup>2</sup> of deep SDSS imaging on Stripe 82. **ArXiv e-prints**, Nov. 2011.
- BARDEN, M.; HÄUßLER, B.; PENG, C. Y.; MCINTOSH, D. H.; GUO, Y. GALAPAGOS: from pixels to parameters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 422, p. 449–468, Mai 2012.
- BARNOTHY, J. M. Quasars and the gravitational image intensifier. **Astronomical Journal**, v. 70, p. 666, 1965.
- BARTELMANN, M. Arcs from a universal dark-matter halo profile. **Astronomy and Astrophysics**, v. 313, p. 697–702, Set. 1996.
- BARTELMANN, M.; HUSS, A.; COLBERG, J. M.; JENKINS, A.; PEARCE, F. R. Arc statistics with realistic cluster potentials. IV. Clusters in different cosmologies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 330, p. 1–9, Fev. 1998.
- BARTELMANN, M.; MENEGHETTI, M.; PERROTTA, F.; BACCIGALUPI, C.; MOSCARDINI, L. Arc statistics in cosmological models with dark energy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 409, p. 449–457, Out. 2003.

- BARTELMANN, M.; WEISS, A. Arc statistics with realistic cluster potentials. 1: Method and first results. **Astronomy and Astrophysics**, v. 287, p. 1–14, Jul. 1994.
- BAYLISS, M. B.; GLADDERS, M. D.; OGURI, M.; HENNAWI, J. F.; SHARON, K.; KOESTER, B. P.; DAHLE, H. The redshift distribution of giant arcs in the Sloan Giant Arcs Survey. **Astrophysical Journal Letters**, v. 727, p. L26, Jan. 2011.
- BELOKUROV, V.; EVANS, N. W.; HEWETT, P. C.; MOISEEV, A.; MCMAHON, R. G.; SANCHEZ, S. F.; KING, L. J. Two new large-separation gravitational lenses from SDSS. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 392, p. 104–112, Jan. 2009.
- BERTIN, E.; ARNOUITS, S. SExtractor: software for source extraction. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 117, p. 393–404, Jun. 1996.
- BLANDFORD, R. D.; NARAYAN, R. Cosmological applications of gravitational lensing. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 30, p. 311–358, 1992.
- BÖHRINGER, H.; SCHUECKER, P.; GUZZO, L.; COLLINS, C. A.; VOGES, W.; CRUD-DACE, R. G.; ORTIZ-GIL, A.; CHINCARINI, G.; DE GRANDI, S.; EDGE, A. C.; MACGILLIVRAY, H. T.; NEUMANN, D. M.; SCHINDLER, S.; SHAVER, P. The ROSAT-ESO flux limited X-ray (REFLEX) galaxy cluster survey. V. The cluster catalogue. **Astronomy and Astrophysics**, v. 425, p. 367–383, Oct. 2004.
- BOLTON, A. S.; BURLES, S.; KOOPMANS, L. V. E.; TREU, T.; GAVAZZI, R.; MOUS-TAKAS, L. A.; WAYTH, R.; SCHLEGEL, D. J. The Sloan Lens ACS Survey. V. The full ACS strong-lens sample. **Astrophysical Journal**, v. 682, p. 964–984, Aug. 2008.
- BOM, C. R.; MAKLER, M.; ALBUQUERQUE, M. P. **em preparação** 2012.
- BOND, I. A.; UDALSKI, A.; JAROSZYŃSKI, M.; RATTENBURY, N. J.; PACZYŃSKI, B.; SOSZYŃSKI, I.; WYRZYKOWSKI, L.; SZYMAŃSKI, M. K.; KUBIAK, M.; SZEWCZYK, O.; ŻEBRUŃ, K.; PIETRZYŃSKI, G.; ABE, F.; BENNETT, D. P.; EGU-CHI, S.; FURUTA, Y.; HEARNshaw, J. B.; KAMIYA, K.; KILMARTIN, P. M.; KU-RATA, Y.; MASUDA, K.; MATSUBARA, Y.; MURAKI, Y.; NODA, S.; OKAJIMA, K.; SAKO, T.; SEKIGUCHI, T.; SULLIVAN, D. J.; SUMI, T.; TRISTRAM, P. J.; YANA-GISAWA, T.; YOCK, P. C. M. OGLE 2003-BLG-235/MOA 2003-BLG-53: a planetary microlensing event. **Astrophysical Journal Letters**, v. 606, p. L155–L158, Mai 2004.
- BRADAČ, M.; SCHNEIDER, P.; LOMBARDI, M.; ERBEN, T. Strong and weak lensing united. **Astronomy and Astrophysics**, v. 437, p. 39–48, Jul. 2005.
- BURKE, W. L. Multiple gravitational imaging by distributed masses. **Astrophysical Journal Letters**, v. 244, p. L1, Fev. 1981.

- CABANAC, R. A.; ALARD, C.; DANTEL-FORT, M.; FORT, B.; GAVAZZI, R.; GOMEZ, P.; KNEIB, J. P.; LE FÈVRE, O.; MELLIER, Y.; PELLO, R.; SOUCAIL, G.; SYGNET, J. F.; VALLS-GABAUD, D. The CFHTLS strong lensing legacy survey. I. Survey overview and T0002 release sample. **Astronomy and Astrophysics**, v. 461, p. 813–821, Jan. 2007.
- CAMINHA, G.; MAKLER, M.; ESTRADA, J.; MOLLERACH, S.; ROULET, E. **em preparação** 2012.
- CAPACCIOLI, M. Photometry of early-type galaxies and the  $R \exp 1/4\text{law}$ . In: WORLD OF GALAXIES (LE MONDE DES GALAXIES), H. G. Corwin Jr. & L. Bottinelli, editor, p. 208–227, 1989.
- CHWOLSON, O. Über eine mögliche Form fiktiver Doppelsterne. **Astronomische Nachrichten**, v. 221, p. 329, Jun. 1924.
- CIOTTI, L.; BERTIN, G. Analytical properties of the  $R \exp 1/m$  law. **Astronomy and Astrophysics**, v. 352, p. 447–451, Dez. 1999.
- COE, D.; BENÍTEZ, N.; BROADHURST, T.; MOUSTAKAS, L. A. A high-resolution mass map of galaxy cluster substructure: LensPerfect analysis of A1689. **Astrophysical Journal**, v. 723, p. 1678–1702, Nov. 2010.
- COE, D.; BENÍTEZ, N.; SÁNCHEZ, S. F.; JEE, M.; BOUWENS, R.; FORD, H. Galaxies in the Hubble Ultra Deep Field. I. Detection, multiband photometry, photometric redshifts, and morphology. **Astronomical Journal**, v. 132, p. 926–959, Aug. 2006.
- COIL, A. L.; BLANTON, M. R.; BURLES, S. M.; COOL, R. J.; EISENSTEIN, D. J.; MOUSTAKAS, J.; WONG, K. C.; ZHU, G.; AIRD, J.; BERNSTEIN, R. A.; BOLTON, A. S.; HOGG, D. W. The PRISM Multi-object Survey (PRIMUS). I. Survey overview and characteristics. **Astrophysical Journal**, v. 741, p. 8, Nov. 2011.
- COLLESS, M.; DALTON, G.; MADDOX, S.; SUTHERLAND, W.; NORBERG, P.; COLE, S.; BLAND-HAWTHORN, J.; BRIDGES, T.; CANNON, R.; COLLINS, C.; COUCH, W.; CROSS, N.; DEELEY, K.; DE PROPRIIS, R.; DRIVER, S. P.; EFSTATHIOU, G.; ELLIS, R. S.; FRENK, C. S.; GLAZEBROOK, K.; JACKSON, C.; LAHAV, O.; LEWIS, I.; LUMSDEN, S.; MADGWICK, D.; PEACOCK, J. A.; PETERSON, B. A.; PRICE, I.; SEABORNE, M.; TAYLOR, K. The 2dF Galaxy Redshift Survey: spectra and redshifts. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 328, p. 1039–1063, Dez. 2001.
- COMERFORD, J. M.; MENEGHETTI, M.; BARTELMANN, M.; SCHIRMER, M. Mass distributions of Hubble Space Telescope galaxy clusters from gravitational arcs. **Astrophysical Journal**, v. 642, p. 39–47, Mai 2006.

- COMERFORD, J. M.; NATARAJAN, P. The observed concentration-mass relation for galaxy clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 379, p. 190–200, Jul. 2007.
- COORAY, A. R. Cosmology with galaxy clusters. III. Gravitationally lensed arc statistics as a cosmological probe. **Astronomy and Astrophysics**, v. 341, p. 653–661, Jan. 1999.
- CROOM, S. M.; RICHARDS, G. T.; SHANKS, T.; BOYLE, B. J.; SHARP, R. G.; BLAND-HAWTHORN, J.; BRIDGES, T.; BRUNNER, R. J.; CANNON, R.; CARSON, D.; CHIU, K.; COLLESS, M.; COUCH, W.; DE PROPRIIS, R.; DRINKWATER, M. J.; EDGE, A.; FINE, S.; LOVEDAY, J.; MILLER, L.; MYERS, A. D.; NICHOL, R. C.; OUTRAM, P.; PIMBBLET, K.; ROSEBOOM, I.; ROSS, N.; SCHNEIDER, D. P.; SMITH, A.; STOUGHTON, C.; STRAUSS, M. A.; WAKE, D. The 2dF-SDSS LRG and QSO Survey: the spectroscopic QSO catalogue. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 392, p. 19–44, Jan. 2009.
- CROOM, S. M.; SMITH, R. J.; BOYLE, B. J.; SHANKS, T.; LOARING, N. S.; MILLER, L.; LEWIS, I. J. The 2dF QSO Redshift Survey - V. The 10k catalogue. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 322, p. L29–L36, Abr. 2001.
- CYPRIANO, E. S.; LIMA NETO, G. B.; SODRÉ, L., JR.; KNEIB, J.-P.; CAMPUSANO, L. E. Gemini and Chandra observations of Abell 586, a relaxed strong-lensing cluster. **Astrophysical Journal**, v. 630, p. 38–49, Set. 2005.
- CYPRIANO, E. S.; SODRÉ, L., JR.; CAMPUSANO, L. E.; KNEIB, J.-P.; GIOVANELLI, R.; HAYNES, M. P.; DALE, D. A.; HARDY, E. Gravitational lensing by nearby clusters of galaxies. **Astronomical Journal**, v. 121, p. 10–20, Jan. 2001.
- DALAL, N.; HOLDER, G.; HENNAWI, J. F. Statistics of giant arcs in galaxy clusters. **Astrophysical Journal**, v. 609, p. 50–60, Jul. 2004.
- DRINKWATER, M. J.; JUREK, R. J.; BLAKE, C.; WOODS, D.; PIMBBLET, K. A.; GLAZEBROOK, K.; SHARP, R.; PRACY, M. B.; BROUGH, S.; COLLESS, M.; COUCH, W. J.; CROOM, S. M.; DAVIS, T. M.; FORBES, D.; FORSTER, K.; GILBANK, D. G.; GLADDERS, M.; JELLIFFE, B.; JONES, N.; LI, I.-H.; MADORE, B.; MARTIN, D. C.; POOLE, G. B.; SMALL, T.; WISNIOSKI, E.; WYDER, T.; YEE, H. K. C. The WiggleZ Dark Energy Survey: survey design and first data release. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 401, p. 1429–1452, Jan. 2010.
- DUMET MONTOYA, H. S. **Modelagens seminalíticas para arcos gravitacionais: seção de choque e método perturbativo em lentes pseudoelípticas**. 2011. Tese de Doutorado – Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas.

- EBELING, H.; EDGE, A. C.; BOHRINGER, H.; ALLEN, S. W.; CRAWFORD, C. S.; FABIAN, A. C.; VOGES, W.; HUCHRA, J. P. The ROSAT brightest cluster sample - I. The compilation of the sample and the cluster log N-log S distribution. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 301, p. 881–914, Dez. 1998.
- EBELING, H.; EDGE, A. C.; HENRY, J. P. MACS: a quest for the most massive galaxy clusters in the universe. **Astrophysical Journal**, v. 553, p. 668–676, Jun. 2001.
- EDDINGTON, A. **Space, time and gravitation** 1923.
- EGAMI, E.; REX, M.; RAWLE, T. D.; PÉREZ-GONZÁLEZ, P. G.; RICHARD, J.; KNEIB, J.-P.; SCHAERER, D.; ALTIERI, B.; VALTCHANOV, I.; BLAIN, A. W.; FADDA, D.; ZEMCOV, M.; BOCK, J. J.; BOONE, F.; BRIDGE, C. R.; CLEMENT, B.; COMBES, F.; DESSAUGES-ZAVADSKY, M.; DOWELL, C. D.; ILBERT, O.; IVISON, R. J.; JAUZAC, M.; LUTZ, D.; METCALFE, L.; OMONT, A.; PELLÓ, R.; PEREIRA, M. J.; RIEKE, G. H.; RODIGHIERO, G.; SMAIL, I.; SMITH, G. P.; TRAMOY, G.; WALTH, G. L.; VAN DER WERF, P.; WERNER, M. W. The Herschel Lensing Survey (HLS): overview. **Astronomy and Astrophysics**, v. 518, p. L12+, Jul. 2010.
- EINSENSTAEDT, J.; VIEIRA, A. A. P. **Einstein e o Brasil** 1995.
- EINSTEIN, A. Über den Einfluß der Schwerkraft auf die Ausbreitung des Lichtes. **Annalen der Physik**, v. 340, p. 898–908, 1911.
- EINSTEIN, A. Die Grundlage der allgemeinen Relativitätstheorie. **Annalen der Physik**, v. 354, p. 769–822, 1916.
- EINSTEIN, A. Lens-like action of a star by the deviation of light in the gravitational field. **Science**, v. 84, p. 506–507, Dez. 1936.
- ERBEN, T.; KNEIB, J.-P.; ET AL., . **em preparação** 2012.
- ESTRADA, J.; ANNIS, J.; DIEHL, H. T.; HALL, P. B.; LAS, T.; LIN, H.; MAKLER, M.; MERRITT, K. W.; SCARPINE, V.; ALLAM, S.; TUCKER, D. A systematic search for high surface brightness giant arcs in a Sloan Digital Sky Survey cluster sample. **Astrophysical Journal**, v. 660, p. 1176–1185, Mai 2007.
- FASANO, G.; BETTONI, D.; ASCASO, B.; TORMEN, G.; POGGIANTI, B. M.; VALENTINUZZI, T.; D'ONOFRIO, M.; FRITZ, J.; MORETTI, A.; OMIZZOLO, A.; CAVA, A.; MOLES, M.; DRESSLER, A.; COUCH, W. J.; KJÆRGAARD, P.; VARELA, J. The shapes of BCGs and normal ellipticals in nearby clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 404, p. 1490–1504, Mai 2010.

- FERREIRA, P. DA C. **Simulações de arcos gravitacionais em imagens e estudo de sua razão axial**. 2011. Dissertação de Mestrado – Universidade Federal do Rio de Janeiro.
- FORT, B.; MELLIER, Y. Arc(let)s in clusters of galaxies. **The Astronomy and Astrophysics Review**, v. 5, p. 239–292, 1994.
- FURLANETTO, C.; MORE, A.; BOM, C. R.; BRANDT, C. H.; MAKLER, M; SANTIAGO, B. **em preparação** 2012.
- GARILLI, B.; LE FÈVRE, O.; GUZZO, L.; MACCAGNI, D.; LE BRUN, V.; DE LA TORRE, S.; MENEUX, B.; TRESSE, L.; FRANZETTI, P.; ZAMORANI, G.; ZANICHELLI, A.; GREGORINI, L.; VERGANI, D.; BOTTINI, D.; SCARAMELLA, R.; SCODEGGIO, M.; VETTOLANI, G.; ADAMI, C.; ARNOUITS, S.; BARDELLI, S.; BOLZONELLA, M.; CAPPI, A.; CHARLOT, S.; CILIEGI, P.; CONTINI, T.; FOUCAUD, S.; GAVIGNAUD, I.; ILBERT, O.; IOVINO, A.; LAMAREILLE, F.; MCCRACKEN, H. J.; MARANO, B.; MARINONI, C.; MAZURE, A.; MERIGHI, R.; PALTANI, S.; PELLÒ, R.; POLLO, A.; POZZETTI, L.; RADOVICH, M.; ZUCCA, E.; BLAIZOT, J.; BONGIORNO, A.; CUCCIATI, O.; MELLIER, Y.; MOREAU, C.; PAIORO, L. The Vimos VLT deep survey. Global properties of 20,000 galaxies in the  $I_{AB} < 22.5$  WIDE survey. **Astronomy and Astrophysics**, v. 486, p. 683–695, Aug. 2008.
- GILBANK, D. G.; GLADDERS, M. D.; YEE, H. K. C.; HSIEH, B. C. The Red-sequence Cluster Survey-2 (RCS-2): Survey details and photometric catalog construction. **Astronomical Journal**, v. 141, p. 94, Mar. 2011.
- GLADDERS, M. D.; HOEKSTRA, H.; YEE, H. K. C.; HALL, P. B.; BARRIENTOS, L. F. The incidence of strong-lensing clusters in the Red-Sequence Cluster Survey. **Astrophysical Journal**, v. 593, p. 48–55, Aug. 2003.
- GLADDERS, M. D.; YEE, H. K. C. The Red-Sequence Cluster Survey. I. The survey and cluster catalogs for patches RCS 0926+37 and RCS 1327+29. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 157, p. 1–29, Mar. 2005.
- GOLSE, G.; KNEIB, J.-P.; SOUCAIL, G. Constraining the cosmological parameters using strong lensing. **Astronomy and Astrophysics**, v. 387, p. 788–803, Jun. 2002.
- GONZALEZ, A. H.; STANFORD, S. A.; BRODWIN, M.; FEDELI, C.; DEY, A.; EISENHARDT, P. R. M.; MANCONE, C.; STERN, D.; ZEIMANN, G. IDCS J1426.5+3508: Cosmological implications of a massive, strong lensing cluster at  $z = 1.75$ . **Astrophysical Journal**, v. 753, p. 163, Jul. 2012.

- GUZIK, J.; SELJAK, U. Virial masses of galactic haloes from galaxy-galaxy lensing: theoretical modelling and application to Sloan Digital Sky Survey data. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 335, p. 311–324, Set. 2002.
- HAO, J.; MCKAY, T. A.; KOESTER, B. P.; RYKOFF, E. S.; ROZO, E.; ANNIS, J.; WECHSLER, R. H.; EVRARD, A.; SIEGEL, S. R.; BECKER, M.; BUSHA, M.; GERDES, D.; JOHNSTON, D. E.; SHELDON, E. A GMBCG galaxy cluster catalog of 55,424 rich clusters from SDSS DR7. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 191, p. 254–274, Dez. 2010.
- HATTORI, M.; KNEIB, J.; MAKINO, N. Gravitational lensing in clusters of galaxies. **Progress of Theoretical Physics Supplement**, v. 133, p. 1–51, 1999.
- HÄUSSLER, B.; MCINTOSH, D. H.; BARDEN, M.; BELL, E. F.; RIX, H.-W.; BORCH, A.; BECKWITH, S. V. W.; CALDWELL, J. A. R.; HEYMANS, C.; JAHNKE, K.; JOGEE, S.; KOPOSOV, S. E.; MEISENHEIMER, K.; SÁNCHEZ, S. F.; SOMERVILLE, R. S.; WISOTZKI, L.; WOLF, C. GEMS: galaxy gitting catalogs and testing parametric galaxy fitting codes: GALFIT and GIM2D. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 172, p. 615–633, Out. 2007.
- HENNAWI, J. F.; DALAL, N.; BODE, P.; OSTRIKER, J. P. Characterizing the cluster lens population. **Astrophysical Journal**, v. 654, p. 714–730, Jan. 2007.
- HENNAWI, J. F.; GLADDERS, M. D.; OGURI, M.; DALAL, N.; KOESTER, B.; NATARAJAN, P.; STRAUSS, M. A.; INADA, N.; KAYO, I.; LIN, H.; LAMPEITL, H.; ANNIS, J.; BAHCALL, N. A.; SCHNEIDER, D. P. A new survey for giant arcs. **Astronomical Journal**, v. 135, p. 664–681, Fev. 2008.
- HEWITT, J. N.; TURNER, E. L.; SCHNEIDER, D. P.; BURKE, B. F.; LANGSTON, G. I. Unusual radio source MG1131+0456 - A possible Einstein ring. **Nature**, v. 333, p. 537–540, Jun. 1988.
- HILBERT, S.; METCALF, R. B.; WHITE, S. D. M. Imaging the cosmic matter distribution using gravitational lensing of pre-galactic HI. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 382, p. 1494–1502, Dez. 2007.
- HODGE, J. A.; BECKER, R. H.; WHITE, R. L.; RICHARDS, G. T.; ZEIMANN, G. R. High-resolution very large array imaging of Sloan Digital Sky Survey Stripe 82 at 1.4 GHz. **Astronomical Journal**, v. 142, p. 3, Jul. 2011.
- HORESH, A.; MAOZ, D.; EBELING, H.; SEIDEL, G.; BARTELMANN, M. The lensing efficiencies of MACS X-ray-selected versus RCS optically selected galaxy clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 406, p. 1318–1336, Aug. 2010.

- HORESH, A.; MAOZ, D.; HILBERT, S.; BARTELMANN, M. Lensed arc statistics: comparison of Millennium simulation galaxy clusters to Hubble Space Telescope observations of an X-ray selected sample. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 418, p. 54–63, Nov. 2011.
- HORESH, A.; OFEK, E. O.; MAOZ, D.; BARTELMANN, M.; MENEGHETTI, M.; RIX, H.-W. The lensed arc production efficiency of galaxy clusters: a comparison of matched observed and simulated samples. **Astrophysical Journal**, v. 633, p. 768–780, Nov. 2005.
- IRWIN, M. J.; WEBSTER, R. L.; HEWETT, P. C.; CORRIGAN, R. T.; JEDRZEJEWSKI, R. I. Photometric variations in the Q2237 + 0305 system - First detection of a microlensing event. **Astronomical Journal**, v. 98, p. 1989–1994, Dez. 1989.
- IVEZIĆ, Ž.; SMITH, J. A.; MIKNAITIS, G.; LIN, H.; TUCKER, D.; LUPTON, R. H.; GUNN, J. E.; KNAPP, G. R.; STRAUSS, M. A.; SESAR, B.; DOI, M.; TANAKA, M.; FUKUGITA, M.; HOLTZMAN, J.; KENT, S.; YANNY, B.; SCHLEGEL, D.; FINKBEINER, D.; PADMANABHAN, N.; ROCKOSI, C. M.; JURIC, M.; BOND, N.; LEE, B.; STOUGHTON, C.; JESTER, S.; HARRIS, H.; HARDING, P.; MORRISON, H.; BRINKMANN, J.; SCHNEIDER, D. P.; YORK, D. Sloan Digital Sky Survey standard star catalog for Stripe 82: the dawn of industrial 1% optical photometry. **Astronomical Journal**, v. 134, p. 973–998, Set. 2007.
- JAKI, S. L. Johann Georg von Soldner and the gravitational bending of light, with an English translation of his essay on it published in 1801. **Foundations of Physics**, v. 8, p. 927–950, Dez. 1978.
- JOHNSTON, D. E.; SHELDON, E. S.; TASITSIOMI, A.; FRIEMAN, J. A.; WECHSLER, R. H.; MCKAY, T. A. Cross-correlation lensing: determining galaxy and cluster mass profiles from statistical weak-lensing measurements. **Astrophysical Journal**, v. 656, p. 27–41, Fev. 2007.
- JONES, D. H.; READ, M. A.; SAUNDERS, W.; COLLESS, M.; JARRETT, T.; PARKER, Q. A.; FAIRALL, A. P.; MAUCH, T.; SADLER, E. M.; WATSON, F. G.; BURTON, D.; CAMPBELL, L. A.; CASS, P.; CROOM, S. M.; DAWE, J.; FIEGERT, K.; FRANKCOMBE, L.; HARTLEY, M.; HUCHRA, J.; JAMES, D.; KIRBY, E.; LAHAV, O.; LUCEY, J.; MAMON, G. A.; MOORE, L.; PETERSON, B. A.; PRIOR, S.; PROUST, D.; RUSSELL, K.; SAFOURIS, V.; WAKAMATSU, K.-I.; WESTRA, E.; WILLIAMS, M. The 6dF Galaxy Survey: final redshift release (DR3) and southern large-scale structures. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 399, p. 683–698, Out. 2009.
- JULLO, E.; KNEIB, J.-P.; LIMOUSIN, M.; ELÍASDÓTTIR, Á.; MARSHALL, P. J.; VERDUGO, T. A Bayesian approach to strong lensing modelling of galaxy clusters. **New Journal of Physics**, v. 9, p. 447, Dez. 2007.



- KAUSCH, W.; SCHINDLER, S.; ERBEN, T.; WAMBSGANSS, J.; SCHWOPE, A. AR-CRAIDER II: arc search in a sample of non- clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 513, p. A8+, Abr. 2010.
- KEETON, C. R. GRAVLENS: Computational methods for gravitational lensing. **Astrophysics Source Code Library**, p. 2003, Fev. 2011.
- KNEIB, J.-P.; ELLIS, R. S.; SMAIL, I.; COUCH, W. J.; SHARPLES, R. M. Hubble Space Telescope observations of the lensing cluster Abell 2218. **Astrophysical Journal**, v. 471, p. 643, Nov. 1996.
- KNEIB, J. P.; MELLIER, Y.; FORT, B.; MATHEZ, G. The distribution of dark matter in distant cluster lenses - modelling A:370. **Astronomy and Astrophysics**, v. 273, p. 367, Jun. 1993.
- KNEIB, J.-P.; NATARAJAN, P. Cluster lenses. **The Astronomy and Astrophysics Review**, v. 19, p. 47, Nov. 2011.
- KNEIB, J.-P.; VAN WAERBEKE, L.; MAKLER, M.; LEAUTHAUD, A. **CFHT/Megacam high-resolution imaging of the SDSS Stripe 82, CFHT projects 10BF023, 10BC022, 10BB009** 2010.
- KOCHANEK, C. S.; MORGAN, N. D.; FALCO, E. E.; MCLEOD, B. A.; WINN, J. N.; DEMBICKY, J.; KETZEBACK, B. The time delays of gravitational lens HE 0435-1223: An early-type galaxy with a rising rotation curve. **Astrophysical Journal**, v. 640, p. 47-61, Mar. 2006.
- KOESTER, B. P.; MCKAY, T. A.; ANNIS, J.; WECHSLER, R. H.; EVRARD, A. E.; ROZO, E.; BLEEM, L.; SHELDON, E. S.; JOHNSTON, D. MaxBCG: a red-sequence galaxy cluster finder. **Astrophysical Journal**, v. 660, p. 221-238, Mai 2007.
- KUBO, J. M.; ALLAM, S. S.; DRABEK, E.; LIN, H.; TUCKER, D.; BUCKLEY-GEER, E. J.; DIEHL, H. T.; SOARES-SANTOS, M.; HAO, J.; WIESNER, M.; WEST, A.; KUBIK, D.; ANNIS, J.; FRIEMAN, J. A. The Sloan Bright Arcs Survey: discovery of seven new strongly lensed galaxies from  $z = 0.66-2.94$ . **Astrophysical Journal Letters**, v. 724, p. L137-L142, Dez. 2010.
- LASKER, B. M.; LATTANZI, M. G.; MCLEAN, B. J.; BUCCIARELLI, B.; DRIMMEL, R.; GARCIA, J.; GREENE, G.; GUGLIELMETTI, F.; HANLEY, C.; HAWKINS, G.; LAIDLER, V. G.; LOOMIS, C.; MEAKES, M.; MIGNANI, R.; MORBIDELLI, R.; MORRISON, J.; PANNUNZIO, R.; ROSENBERG, A.; SARASSO, M.; SMART, R. L.; SPAGNA, A.; STURCH, C. R.; VOLPICELLI, A.; WHITE, R. L.; WOLFE, D.; ZACCHEI, A. The second-generation guide star catalog: description and properties. **Astronomical Journal**, v. 136, p. 735-766, Aug. 2008.

- LAWRENCE, A.; WARREN, S. J.; ALMAINI, O.; EDGE, A. C.; HAMBLY, N. C.; JAMESON, R. F.; LUCAS, P.; CASALI, M.; ADAMSON, A.; DYE, S.; EMERSON, J. P.; FOUCAUD, S.; HEWETT, P.; HIRST, P.; HODGKIN, S. T.; IRWIN, M. J.; LODIEU, N.; MCMAHON, R. G.; SIMPSON, C.; SMAIL, I.; MORTLOCK, D.; FOLGER, M. The UKIRT Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS). **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 379, p. 1599–1617, Aug. 2007.
- LE FEVRE, O.; HAMMER, F.; ANGININ, M. C.; GIOIA, I. M.; LUPPINO, G. A. Imaging of 16 distant EMSS clusters with  $Z$  greater than or equal to 0.2 and  $L(\text{subx},44)$  greater than or equal to 4: New arcs and first consequences. **Astrophysical Journal Letters**, v. 422, p. L5–L8, Fev. 1994.
- LENZEN, F.; SCHINDLER, S.; SCHERZER, O. Automatic detection of arcs and arclets formed by gravitational lensing. **Astronomy and Astrophysics**, v. 416, p. 391–401, Mar. 2004.
- LI, G. L.; MAO, S.; JING, Y. P.; MO, H. J.; GAO, L.; LIN, W. P. The giant arc statistics in the three-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe cosmological model. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 372, p. L73–L77, Out. 2006.
- LIMOUSIN, M.; RICHARD, J.; JULLO, E.; KNEIB, J.-P.; FORT, B.; SOUCAIL, G.; ELÍASDÓTTIR, Á.; NATARAJAN, P.; ELLIS, R. S.; SMAIL, I.; CZOSKE, O.; SMITH, G. P.; HUDELOT, P.; BARDEAU, S.; EBELING, H.; EGAMI, E.; KNUDSEN, K. K. Combining strong and weak gravitational lensing in Abell 1689. **Astrophysical Journal**, v. 668, p. 643–666, Out. 2007.
- LUPPINO, G. A.; GIOIA, I. M.; HAMMER, F.; LE FÈVRE, O.; ANNIS, J. A. A search for gravitational lensing in 38 X-ray selected clusters of galaxies. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 136, p. 117–137, Abr. 1999.
- LYNDS, R.; PETROSIAN, V. Giant luminous arcs in galaxy clusters. In: Bulletin of the American Astronomical Society, v. 18 of **Bulletin of the American Astronomical Society**, p. 1014, Set. 1986.
- MANDELBAUM, R.; SELJAK, U. Halo masses and profiles, and dark matter power spectrum measurements with the SDSS main and LRG samples. In: American Astronomical Society Meeting Abstracts #208, v. 38 of **Bulletin of the American Astronomical Society**, p. 148, Jun. 2006.
- MARSHALL, P. J.; TREU, T.; MELBOURNE, J.; GAVAZZI, R.; BUNDY, K.; AMMONS, S. M.; BOLTON, A. S.; BURLES, S.; LARKIN, J. E.; LE MIGNANT, D.; KOO, D. C.; KOOPMANS, L. V. E.; MAX, C. E.; MOUSTAKAS, L. A.; STEINBRING, E.; WRIGHT, S. A. Superresolving distant galaxies with gravitational telescopes: Keck laser guide star

- adaptive optics and Hubble Space Telescope imaging of the lens system SDSS J0737+3216. **Astrophysical Journal**, v. 671, p. 1196–1211, Dez. 2007.
- MENEGHETTI, M.; BOLZONELLA, M.; BARTELMANN, M.; MOSCARDINI, L.; TORMEN, G. Effects of cluster galaxies on arc statistics. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 314, p. 338–347, Mai 2000.
- MENEGHETTI, M.; DOLAG, K.; TORMEN, G.; BARTELMANN, M.; MOSCARDINI, L.; PERROTTA, F.; BACCIGALUPI, C. Arc statistics with numerical cluster models in dark energy cosmologies. **Modern Physics Letters A**, v. 19, p. 1083–1087, 2004.
- MENEGHETTI, M.; JAIN, B.; BARTELMANN, M.; DOLAG, K. Constraints on dark energy models from galaxy clusters with multiple arcs. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 362, p. 1301–1310, Out. 2005.
- MENEGHETTI, M.; MELCHIOR, P.; GRAZIAN, A.; DE LUCIA, G.; DOLAG, K.; BARTELMANN, M.; HEYMANS, C.; MOSCARDINI, L.; RADOVICH, M. Realistic simulations of gravitational lensing by galaxy clusters: extracting arc parameters from mock DUNE images. **Astronomy and Astrophysics**, v. 482, p. 403–418, Mai 2008.
- Meylan, G.; Jetzer, P.; North, P.; Schneider, P.; Kochanek, C. S.; Wambsganss, J., editores. **Gravitational Lensing: Strong, Weak and Micro**, 2006.
- MIRALDA-ESCUDE, J. Statistics of highly magnified gravitational images in clusters of galaxies. II. Implications for the sources. **Astrophysical Journal**, v. 403, p. 509–+, Fev. 1993.
- MORE, A.; CABANAC, R.; MORE, S.; ALARD, C.; LIMOUSIN, M.; KNEIB, J.-P.; GAVAZZI, R.; MOTTA, V. The CFHTLS-Strong Lensing Legacy Survey (SL2S): investigating the group-scale lenses with the SARCS sample. **Astrophysical Journal**, v. 749, p. 38, Abr. 2012.
- MULLIS, C. R.; MCNAMARA, B. R.; QUINTANA, H.; VIKHLININ, A.; HENRY, J. P.; GIOIA, I. M.; HORNSTRUP, A.; FORMAN, W.; JONES, C. The 160 square degree ROSAT survey: The revised catalog of 201 clusters with spectroscopic redshifts. **Astrophysical Journal**, v. 594, p. 154–171, Set. 2003.
- NATARAJAN, P.; DE LUCIA, G.; SPRINGEL, V. Substructure in lensing clusters and simulations. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 376, p. 180–192, Mar. 2007.
- NAVARRO, J. F.; FRENK, C. S.; WHITE, S. D. M. The structure of cold dark matter halos. **Astrophysical Journal**, v. 462, p. 563–+, Mai 1996.

- NAVARRO, J. F.; FRENK, C. S.; WHITE, S. D. M. A universal density profile from hierarchical clustering. **Astrophysical Journal**, v. 490, p. 493, Dez. 1997.
- NEWMAN, A. B.; TREU, T.; ELLIS, R. S.; SAND, D. J. The dark matter distribution in A383: evidence for a shallow density cusp from improved lensing, stellar kinematic, and X-ray data. **Astrophysical Journal Letters**, v. 728, p. L39, Fev. 2011.
- NEWMAN, J. A.; COOPER, M. C.; DAVIS, M.; FABER, S. M.; COIL, A. L.; GUHATHAKURTA, P.; KOO, D. C.; PHILLIPS, A. C.; CONROY, C.; DUTTON, A. A.; FINKBEINER, D. P.; GERKE, B. F.; ROSARIO, D. J.; WEINER, B. J.; WILLMER, C. N. A.; YAN, R.; HARKER, J. J.; KASSIN, S. A.; KONIDARIS, N. P.; LAI, K.; MADGWICK, D. S.; NOESKE, K. G.; WIRTH, G. D.; CONNOLLY, A. J.; KAISER, N.; KIRBY, E. N.; LEMAUX, B. C.; LIN, L.; LOTZ, J. M.; LUPPINO, G. A.; MARINONI, C.; MATTHEWS, D. J.; METEVIER, A.; SCHIAVON, R. P. The DEEP2 Galaxy Redshift Survey: Design, observations, data reduction, and redshifts. **ArXiv Astrophysics e-prints**, astro-ph/1203.3192, Mar. 2012.
- OGURI, M.; LEE, J.; SUTO, Y. Arc statistics in triaxial dark matter halos: testing the collisionless cold dark matter paradigm. **Astrophysical Journal**, v. 599, p. 7–23, Dez. 2003.
- OLIVER, S. J.; BOCK, J.; ALTIERI, B.; AMBLARD, A.; ARUMUGAM, V.; AUSSEL, H.; BABBEDGE, T.; BEELEN, A.; BÉTHERMIN, M.; BLAIN, A.; BOSELLI, A.; BRIDGE, C.; BRISBIN, D.; BUAT, V.; BURGARELLA, D.; CASTRO-RODRÍGUEZ, N.; CAVA, A.; CHANIAL, P.; CIRASUOLO, M.; CLEMENTS, D. L.; CONLEY, A.; CONVERSI, L.; COORAY, A.; DOWELL, C. D.; DUBOIS, E. N.; DWEK, E.; DYE, S.; EALES, S.; ELBAZ, D.; FARRAH, D.; FELTRE, A.; FERRERO, P.; FIOLET, N.; FOX, M.; FRANCESCINI, A.; GEAR, W.; GIOVANNOLI, E.; GLENN, J.; GONG, Y.; GONZÁLEZ SOLARES, E. A.; GRIFFIN, M.; HALPERN, M.; HARWIT, M.; HATZIMINAOGLOU, E.; HEINIS, S.; HURLEY, P.; HWANG, H. S.; HYDE, A.; IBAR, E.; ILBERT, O.; ISAAK, K.; IVISON, R. J.; LAGACHE, G.; LE FLOC'H, E.; LEVENSON, L.; FARO, B. L.; LU, N.; MADDEN, S.; MAFFEI, B.; MAGDIS, G.; MAINETTI, G.; MARCHETTI, L.; MARSDEN, G.; MARSHALL, J.; MORTIER, A. M. J.; NGUYEN, H. T.; O'HALLORAN, B.; OMONT, A.; PAGE, M. J.; PANUZZO, P.; PAPAGEORGIOU, A.; PATEL, H.; PEARSON, C. P.; PÉREZ-FOURNON, I.; POHLEN, M.; RAWLINGS, J. I.; RAYMOND, G.; RIGOPOULOU, D.; RIGUCCINI, L.; RIZZO, D.; RODIGHIERO, G.; ROSEBOOM, I. G.; ROWAN-ROBINSON, M.; SÁNCHEZ PORTAL, M.; SCHULZ, B.; SCOTT, D.; SEYMOUR, N.; SHUPE, D. L.; SMITH, A. J.; STEVENS, J. A.; SYMEONIDIS, M.; TRICHAS, M.; TUGWELL, K. E.; VACCARI, M.; VALTCHANOV, I.; VIEIRA, J. D.; VIERO, M.; VIGROUX, L.; WANG, L.; WARD, R.; WARDLOW, J.; WRIGHT, G.; XU,

- C. K.; ZEMCOV, M. The Herschel Multi-tiered Extragalactic Survey: HerMES. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 424, p. 1614–1635, Aug. 2012.
- PAPOVICH, C.; GEBHARDT, K.; ADAMS, J.; BEHROOZI, P.; BENDER, R.; BLANC, G.; CIARDULLO, R.; DEPOY, D.; DE JONG, R.; DRORY, N.; EVANS, N.; FABRICIUS, M.; FINKELSTEIN, S.; GAWISER, E.; GREENE, J.; GRONWALL, C.; HILL, G.; HOPP, U.; JOGEE, S.; LACY, M.; LANDRIAU, M.; MARSHALL, J.; TUTTLE, S.; SOMERVILLE, R.; STEINMETZ, M.; SUNTZEFF, N.; TRAN, K.-V.; WECHSLER, R.; WISOTZKI, L. Spitzer-HETDEX Exploratory Large Area (SHELA) Survey. **Spitzer Proposal**, p. 80100, Mai 2011.
- PENG, C. Y.; HO, L. C.; IMPEY, C. D.; RIX, H.-W. Detailed structural decomposition of galaxy images. **Astronomical Journal**, v. 124, p. 266–293, Jul. 2002.
- REFSDAL, S. On the possibility of determining Hubble's parameter and the masses of galaxies from the gravitational lens effect. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 128, p. 307, 1964a.
- REFSDAL, S. The gravitational lens effect. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 128, p. 295, 1964b.
- REFSDAL, S. On the possibility of testing cosmological theories from the gravitational lens effect. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 132, p. 101, 1966.
- REIS, R. R. R.; SOARES-SANTOS, M.; ANNIS, J.; DODELSON, S.; HAO, J.; JOHNSTON, D.; KUBO, J.; LIN, H.; SEO, H.-J.; SIMET, M. The Sloan Digital Sky Survey co-add: a galaxy photometric redshift catalog. , v. 747, p. 59, Mar. 2012.
- SAND, D. J.; TREU, T.; ELLIS, R. S. The dark matter density profile of the lensing cluster MS 2137-23: a test of the cold dark matter paradigm. **Astrophysical Journal Letters**, v. 574, p. L129–L133, Aug. 2002.
- SAND, D. J.; TREU, T.; ELLIS, R. S.; SMITH, G. P. A systematic search for gravitationally lensed arcs in the Hubble Space Telescope WFPC2 archive. **Astrophysical Journal**, v. 627, p. 32–52, Jul. 2005.
- SAND, D. J.; TREU, T.; ELLIS, R. S.; SMITH, G. P.; KNEIB, J.-P. Separating baryons and dark matter in cluster cores: A full two-dimensional lensing and dynamic analysis of Abell 383 and MS 2137-23. **Astrophysical Journal**, v. 674, p. 711–727, Fev. 2008.
- SCHECHTER, P. An analytic expression for the luminosity function for galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 203, p. 297–306, Jan. 1976.
- SCHMIDT, M. 3C 273 : a star-like object with large red-shift. **Nature**, v. 197, p. 1040, Mar. 1963.

- SCHNEIDER, P. **Extragalactic astronomy and cosmology: an introduction** 2010.
- SDSS-III COLLABORATION, ; AHN, C. P.; ALEXANDROFF, R.; ALLENDE PRIETO, C.; ANDERSON, S. F.; ANDERTON, T.; ANDREWS, B. H.; BAILEY, É. A. S.; BARNES, R.; ET AL., . The ninth data release of the Sloan Digital Sky Survey: first spectroscopic data from the SDSS-III Baryon Oscillation Spectroscopic Survey. **ArXiv Astrophysics e-prints, astro-ph/1207.7137**, Jul. 2012.
- SEHGAL, N.; ADDISON, G.; BATTAGLIA, N.; BATTISTELLI, E. S.; BOND, J. R.; DAS, S.; DEVLIN, M. J.; DUNKLEY, J.; DÜNNER, R.; GRALLA, M.; HAJIAN, A.; HALPERN, M.; HASSELFIELD, M.; HILTON, M.; HINCKS, A. D.; HLOZEK, R.; HUGHES, J. P.; KOSOWSKY, A.; LIN, Y.-T.; LOUIS, T.; MARRIAGE, T. A.; MARSDEN, D.; MENANTEAU, F.; MOODLEY, K.; NIEMACK, M. D.; PAGE, L. A.; PARTRIDGE, B.; REESE, E. D.; SHERWIN, B. D.; SIEVERS, J.; SIFÓN, C.; SPERGEL, D. N.; STAGGS, S. T.; SWETZ, D. S.; SWITZER, E. R.; WOLLACK, E. The Atacama Cosmology Telescope: relation between galaxy cluster optical richness and Sunyaev-Zel'dovich effect. **ArXiv Astrophysics e-prints, astro-ph/1205.2369**, Mai 2012.
- SEIDEL, G.; BARTELMANN, M. Arcfinder: an algorithm for the automatic detection of gravitational arcs. **Astronomy and Astrophysics**, v. 472, p. 341–352, Set. 2007.
- SERSIC, J. L. Influence of the atmospheric and instrumental dispersion on the brightness distribution in a galaxy. **Boletín de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina**, v. 6, p. 41–+, 1963.
- SERSIC, J. L. **Atlas de galaxias australes** 1968.
- SHELDON, E. S.; ANNIS, J.; BÖHRINGER, H.; FISCHER, P.; FRIEMAN, J. A.; JOFFRE, M.; JOHNSTON, D.; MCKAY, T. A.; MILLER, C.; NICHOL, R. C.; STEBBINS, A.; VOGES, W.; ANDERSON, S. F.; BAHCALL, N. A.; BRINKMANN, J.; BRUNNER, R.; CSABAI, I.; FUKUGITA, M.; HENNESSY, G. S.; IVEZIĆ, Ž.; LUPTON, R. H.; MUNN, J. A.; PIER, J. R.; YORK, D. G. Weak-lensing measurements of 42 SDSS/RASS galaxy clusters. **Astrophysical Journal**, v. 554, p. 881–887, Jun. 2001.
- SHELDON, E. S.; JOHNSTON, D. E.; FRIEMAN, J. A.; SCRANTON, R.; MCKAY, T. A.; CONNOLLY, A. J.; BUDAVÁRI, T.; ZEHAVI, I.; BAHCALL, N. A.; BRINKMANN, J.; FUKUGITA, M. The galaxy-mass correlation function measured from weak lensing in the Sloan Digital Sky Survey. **Astronomical Journal**, v. 127, p. 2544–2564, Mai 2004.
- SMAIL, I.; ELLIS, R. S.; FITCHETT, M. J.; NORGAARD-NIELSEN, H. U.; HANSEN, L.; JORGENSEN, H. E. A statistically complete survey for arc-like features in images of distant rich clusters of galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 252, p. 19–29, Set. 1991.

- SMITH, G. P.; KNEIB, J.-P.; SMAIL, I.; MAZZOTTA, P.; EBELING, H.; CZOSKE, O. A Hubble Space Telescope lensing survey of X-ray luminous galaxy clusters - IV. Mass, structure and thermodynamics of cluster cores at  $z=0.2$ . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 359, p. 417–446, Mai 2005.
- SPRINGEL, V.; WHITE, S. D. M.; JENKINS, A.; FRENK, C. S.; YOSHIDA, N.; GAO, L.; NAVARRO, J.; THACKER, R.; CROTON, D.; HELLY, J.; PEACOCK, J. A.; COLE, S.; THOMAS, P.; COUCHMAN, H.; EVRARD, A.; COLBERG, J.; PEARCE, F. Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. **Nature**, v. 435, p. 629–636, Jun. 2005.
- SUYU, S. H.; MARSHALL, P. J.; AUGER, M. W.; HILBERT, S.; BLANDFORD, R. D.; KOOPMANS, L. V. E.; FASSNACHT, C. D.; TREU, T. Dissecting the gravitational lens B1608+656. II. Precision measurements of the Hubble constant, spatial curvature, and the dark energy equation of state. **Astrophysical Journal**, v. 711, p. 201–221, Mar. 2010.
- SUYU, S. H.; MARSHALL, P. J.; HOBSON, M. P.; BLANDFORD, R. D. A Bayesian analysis of regularized source inversions in gravitational lensing. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, p. 983–998, Set. 2006.
- TOKOVININ, A.; CANTARUTTI, R. First speckle interferometry at SOAR telescope with electron-multiplication CCD. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 120, p. 170–177, Fev. 2008.
- TOKOVININ, A.; CANTARUTTI, R.; TIGHE, R.; SCHURTER, P.; VAN DER BLIEK, N.; MARTINEZ, M.; MONDACA, E. High-resolution imaging at the SOAR telescope. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 122, p. 1483–1494, Dez. 2010.
- TREU, T. Strong lensing by galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 48, p. 87–125, Set. 2010.
- VUISOZ, C.; COURBIN, F.; SLUSE, D.; MEYLAN, G.; IBRAHIMOV, M.; ASFANDIYAROV, I.; STOOPS, E.; EIGENBROD, A.; LE GUILLOU, L.; VAN WINCKEL, H.; MAGAIN, P. COSMOGRAIL: the COSmological MOnitoring of GRAVItational Lenses. V. The time delay in SDSS J1650+4251. **Astronomy and Astrophysics**, v. 464, p. 845–851, Mar. 2007.
- WALSH, D.; CARSWELL, R. F.; WEYMANN, R. J. 0957 + 561 A, B - Twin quasistellar objects or gravitational lens. **Nature**, v. 279, p. 381–384, Mai 1979.
- WAMBSGANSS, J. **Gravitational lensing in astronomy** 1998.

- WUCKNITZ, O.; BIGGS, A. D.; BROWNE, I. W. A. Models for the lens and source of B0218+357: a LENSCLEAN approach to determine  $H_0$ . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 349, p. 14–30, Mar. 2004.
- YAMAMOTO, K.; KADOYA, Y.; MURATA, T.; FUTAMASE, T. Feasibility of probing dark energy with strong gravitational lensing systems —Fisher-matrix approach—. **Progress of Theoretical Physics**, v. 106, p. 917–928, Nov. 2001.
- ZARITSKY, D.; GONZALEZ, A. H. On the incidence of strong gravitational lensing by clusters in the Las Campanas Distant Cluster Survey. **Astrophysical Journal**, v. 584, p. 691–701, Fev. 2003.
- ZWICKY, F. Nebulae as gravitational lenses. **Physical Review**, v. 51, p. 290–290, Fev. 1937a.
- ZWICKY, F. On the probability of detecting nebulae which act as gravitational lenses. **Physical Review**, v. 51, p. 679–679, Abr. 1937b.



# Apêndice A

## Artigos relacionados à tese

- **Furlanetto, C.**; Santiago, B. X.; Makler, M.; de Bom, C.; Brandt, C. H.; Fausti Neto, A.; Ferreira, P. C.; da Costa, L. N. ; Maia, M. A. G., *A simple prescription for simulating and characterizing gravitational arcs*, *Astronomy & Astrophysics*, **549**, A80 (2013)
- **Furlanetto, C.**; Santiago, B. X.; Makler, M.; Cypriano, E. S.; Caminha, G. B.; Pereira, M. E. S.; Fausti Neto, A.; Estrada, J.; Lin, H.; Hao, J.; McKay, T. A.; da Costa, L. N.; Maia, M. A. G., *The SOAR Gravitational Arc Survey - I: Survey overview and photometric catalogs*, arXiv:1210.4136 (submetido à revista Monthly Notices of the Royal Astronomical Society)