

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMIA

**INVESTIGANDO A LENTE
GRAVITACIONAL DO SISTEMA
HELMS18: DOIS GRUPOS DE
GALÁXIAS INTERAGINDO EM $Z = 0.6$?**

Érick Cignachi

Porto Alegre, Rio Grande do Sul

2023

Érick Cignachi

**INVESTIGANDO A LENTE GRAVITACIONAL
DO SISTEMA HELMS18: DOIS GRUPOS DE
GALÁXIAS INTERAGINDO EM $Z = 0.6$?**

Monografia apresentada ao curso Bacharelado em Física com ênfase em Astrofísica do Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul, como requisito para a obtenção do grau de Bacharel em Física.

Orientadoras: Cristina Furlanetto e Marina Trevisan

Porto Alegre, Rio Grande do Sul

2023

Agradecimentos

No processo de elaboração deste Trabalho de Conclusão de Curso conto com a ajuda de diversas pessoas, dentre as quais agradeço:

À minha família que sempre proporcionou todas as condições necessárias não somente ao desenvolvimento deste trabalho, mas durante todo o período desta graduação. Agradeço especialmente ao meu pai Irineu José Cignachi pelo apoio incondicional e por proporcionar todas as condições necessárias para que eu pudesse focar em meus estudos. À minha mãe Denise Cignachi por sempre estar disposta a proporcionar todo tipo de suporte ao longo do curso. Agradeço também ao meu irmão Bruno Cignachi pelo apoio e companheirismo ao longo deste período.

À minha namorada Fernanda Hippler, uma pessoa brilhante na qual seu apoio, suporte e exemplo me motivaram através de todas as adversidades e contratempos, não apenas durante este curso, mas durante os 7 anos que estamos juntos.

À minha orientadora Cristina Furlanetto, e minha co-orientadora Marina Trevisan. Duas profissionais incríveis que proporcionaram suporte ao meu aprendizado profissional e ajudaram a refinar meus métodos de pesquisa. Em especial, agradeço por sempre estarem disponíveis para qualquer questionamento e pelas reuniões descontraídas.

À meus colaboradores Vitor Bootz e Daniela Hiromi Okido. Vitor que participou em diversas reuniões no início da minha participação do projeto, me ajudou em diversos passos da redução de dados e em diversas outras dúvidas que obtive tanto no desenvolvimento deste trabalho quanto ao longo da minha formação. E Daniela, minha antecessora no projeto, que deixou os arquivos e passos de redução de dados detalhados e organizados, simplificando muito meu processo de ambientação nesta pesquisa.

À todos os colegas da UFRGS e demais amigos que me acompanharam durante o período da graduação, em especial: André B., Mateus C., Natalie B., Juliana D., ... Obrigado pelas conversas instigantes na fila do restaurante universitário.

À Universidade Federal do Rio Grande do Sul, às agências de fomento à pesquisa CAPES, FAPERGS e CNPq e ao Governo Federal.

Resumo

Palavras-chave: lentes gravitacionais fortes; dinâmica; espectroscopia; galáxias ; grupos; fusões.

Grupos de galáxias são importantes para o estudo da formação de estruturas no Universo. Eles agem como pontes evolutivas entre galáxias individuais e grandes aglomerados de galáxias, de forma que podem proporcionar maior entendimento de como as grandes estruturas do Universo são formadas e evoluem. Além disto, também constituem laboratórios para estudar como o ambiente influencia a evolução das galáxias em baixo *redshift*. Neste contexto, estudamos o sistema HELMS18, que é composto por dois grupos de galáxias ao longo da linha de visada, com suas respectivas galáxias centrais sendo uma galáxia *early-type* (ETG) e um quasar (QSO), ambos em $z = 0.6$. Estes grupos de galáxias estão gravitacionalmente lenteando uma galáxia submilimétrica em $z = 2.39$. Neste trabalho, nosso objetivo é determinar os membros de cada grupo e investigar a possível interação entre essas estruturas. Para isso, utilizamos dados de espectroscopia multi-objeto do GMOS/Gemini para analisar a cinemática estelar das galáxias centrais e medir os *redshifts* das galáxias do campo. Com os *redshifts*, utilizamos dois métodos para identificar os membros de cada grupo que diferem entre si em uma galáxia membro para o grupo em mais alto z . Apresentamos as descobertas sobre as propriedades dos grupos de galáxias utilizando os dois métodos de agrupamento, incluindo sua distribuição espacial e massas, $M_{ETG} = (8.6 \pm 0.2) \times 10^{12} M_{\odot}$ ou $M_{ETG} = (3.4 \pm 0.1) \times 10^{12} M_{\odot}$ para cada um dos métodos e $M_{QSO} = (9.6 \pm 0.1) \times 10^{12} M_{\odot}$ para ambos os métodos. Além disso, calculamos a probabilidade de interação entre os grupos usando um modelo de dois corpos, que indica uma probabilidade de 47% ou 58% dependendo do método de agrupamento. Também apresentamos as propriedades das galáxias centrais, como dispersão de velocidades ($\sigma_{ETG\star} = 314 \text{ km s}^{-1}$ e $\sigma_{QSO\star} = 167 \text{ km s}^{-1}$) e massa estelar ($M_{ETG\star} = 4.92 \times 10^{11} M_{\odot}$ e $M_{QSO\star} = 1.14 \times 10^{11} M_{\odot}$). Pretendemos combinar esses resultados com os da análise de lente gravitacional para obter uma descrição completa destes grupos de galáxias.

Abstract

Keywords: strong gravitational lensing; dynamics; spectroscopy; galaxies; groups; mergers.

Galaxy groups are important for the study of structure formation in the Universe, they act as evolutionary bridges between individual galaxies and large clusters and can provide a greater understanding of how the large structures of the Universe are formed and evolve. They also serve as laboratories to study how the environment influences the evolution of galaxies at low redshift. In this context, we study the HELMS18 system, composed of two galaxy groups along the line of sight, with their respective central galaxies being an early-type galaxy and a quasar, both at $z = 0.6$. These galaxy groups are gravitationally lensing a submillimeter galaxy at $z = 2.39$. In this work, our aim is to determine the members of each group and investigate the possible interaction between these groups. To achieve this, we use multi-object spectroscopic data from GMOS/Gemini to analyse the stellar kinematics of the central galaxies and to measure the redshifts of the galaxies in the field. With the redshifts, we use two methods to identify the members of each group that differ from each other in a single member galaxy for the group at higher z . We present the findings regarding the properties of the galaxy groups using both clustering methods, including spatial distribution and mass $M_{ETG} = (8.6 \pm 0.2) \times 10^{12} M_{\odot}$ or $M_{ETG} = (3.4 \pm 0.1) \times 10^{12} M_{\odot}$ for each of the methods and $M_{QSO} = (9.6 \pm 0.1) \times 10^{12} M_{\odot}$ for both of the methods. Furthermore, we have computed the interaction probability using a two-body model, which indicates a probability of 47% or 58% for each of the clustering methods. We also present the properties of central galaxies such as stellar velocity dispersion ($\sigma_{ETG\star} = 314 \text{ km s}^{-1}$ e $\sigma_{QSO\star} = 167 \text{ km s}^{-1}$) and stellar mass ($M_{ETG\star} = 4.92 \times 10^{11} M_{\odot}$ e $M_{QSO\star} = 1.14 \times 10^{11} M_{\odot}$). We aim to combine these results with the ones from the gravitational lensing analysis in order to have a complete description of the galaxy group.

Sumário

1	INTRODUÇÃO	2
	1.1 Grupos e aglomerados de galáxias	2
	1.2 Lenteamento gravitacional por grupos e aglomerados de galáxias	8
	1.3 O sistema HELMS18	12
	1.4 Objetivos	14
2	DADOS E AMOSTRAS	16
	2.1 Critérios de seleção da amostra	16
	2.2 Observações com o Gemini-GMOS	17
	2.2.1 Redução dos dados	18
	2.3 Amostra final de galáxias	22
3	MÉTODOS	23
	3.1 Determinação dos <i>redshifts</i> das galáxias	23
	3.1.1 XCSAO	23
	3.1.2 EMSAO	25
	3.2 Seleção dos membros de cada grupo	25
	3.2.1 Mclust	27
	3.2.2 Formalismo de Wilman et al.	27
	3.3 Completeza da amostra	29
	3.4 Cinemática das galáxias centrais	30
	3.5 Massa dos Grupos	30
	3.6 Modelo de Interação	31
4	RESULTADOS E DISCUSSÃO	33
	4.1 Completeza da amostra	33
	4.2 Estrutura do objeto lente	34
	4.3 Separação dos membros do objeto lente	35
	4.4 Cinemática das galáxias centrais	39
	4.5 Massa virial dos grupos	39

	4.6 Modelo de Interação	41
5	CONCLUSÕES	43
	Referências	45
A	DADOS OBSERVACIONAIS	51

1 Introdução

1.1 Grupos e aglomerados de galáxias

A formação e evolução de galáxias é um tema de suma importância dentro da astrofísica e cosmologia. Levantamentos profundos vêm mostrando que as galáxias do Universo primordial são diferentes quando comparadas àquelas em *redshift* $z = 0$. Propriedades das galáxias como morfologia, quantidade de poeira, frações de gás e taxa de formação estelar são vastamente diferentes no passado cósmico quando comparadas com o Universo atual (Ravindranath et al. 2006, Santini et al. 2009, Pettini et al. 1997). Portanto, pesquisas atuais buscam entender quais são os fatores e processos físicos que influenciam na evolução das galáxias e que explicam as diferenças observadas.

O ambiente em que uma galáxia está inserida afeta sua trajetória evolutiva. Seja uma galáxia isolada, localizada em um grupo ou em um aglomerado de galáxias, vários são os efeitos em seu processo de evolução resultantes de sua posição em ambientes de baixa ou alta densidade. Porém, antes de discutirmos as influências do ambiente, temos que definir o que são grupos e aglomerados. Os aglomerados de galáxias são as estruturas gravitacionalmente colapsadas mais massivas do Universo, contendo de centenas a milhares de galáxias. Eles são envoltos por um extenso halo difuso de gás quente que emite radiação em raios-X e que domina o conteúdo bariônico desses sistemas. A intensidade do campo gravitacional é a responsável pela alta energia térmica do gás intra-aglomerado. A fim de manter o equilíbrio hidrostático, o gás precisa exercer uma pressão adequada para resistir à força de atração gravitacional, processo que resulta em temperaturas elevadas do gás. Destacamos que o tipo de galáxia mais comum em aglomerados são as ETGs (*Early-Type Galaxies*) (Dressler, 1980; Dressler et al., 1997). ETGs formaram suas estrelas em períodos mais primordiais do Universo e portanto possuem uma fração pequena de gás. A falta de gás frio para formação estelar é comum para galáxias ambientes muito populosos (Dressler 1980). O Aglomerado de Virgem é um exemplo de aglomerado massivo próximo da Via Láctea, situado a uma distância de 16.5 ± 1.2 Mpc (Mei et al. 2007), com massa por volta de $10^{14}M_{\odot} - 10^{15}M_{\odot}$ (Nulsen & Böhringer 1995, Tully & Shaya 1984) e possui entre ~ 1600



Figura 1.1 – Exemplos de grupo e aglomerado. No painel esquerdo o grupo de galáxias com 4 membros conhecido como *Stephan's Quintet*. Apesar de ser conhecido como quinteto, este grupo compacto de Hickson (Hickson 1982) possui apenas 4 galáxias, onde a galáxia mais a esquerda está mais próxima de nós do que as outras quatro, assim não integrando o grupo. Crédito: NASA, ESA, CSA, and STScI. No painel direito o aglomerado de galáxias denominado Abell 1351. Crédito: ESA/Hubble & NASA.

(Kim et al. 2014) e ~ 2000 (Binggeli et al. 1985) galáxias. Ademais, grupos de galáxias também são agrupamentos de galáxias, porém contendo menor número de membros que aglomerados, de duas a dezenas de galáxias, tornando as massas características de grupos de $\sim 10^{13}M_{\odot} - 10^{14}M_{\odot}$. A temperatura do gás intragrupo e a morfologia das galáxias que compõem a estrutura também são diferentes. O gás intragrupo tem menos energia que o gás encontrado em aglomerados, resultando em emissões de raio-X mais fracas e difusas (Sun et al. 2009). Quanto à morfologia, galáxias espirais são preferencialmente encontradas em ambientes de menor densidade, ou seja, são mais encontradas em grupos do que em aglomerados. Da mesma forma, ETGs são preferencialmente encontradas em ambientes de maior densidade, ou seja, mais em aglomerados do que em grupos (Maia & da Costa 1990). Tomamos como exemplo o Grupo Local, no qual está localizado a Via-Láctea, que é um grupo que contém dezenas de galáxias (com a maioria de baixa luminosidade) e massa estimada de $(3.17 \pm 0.57) \times 10^{12}M_{\odot}$ (Van der Marel et al. 2012). A Figura 1.1 mostra um exemplo de grupo de galáxias (painel esquerdo) e aglomerado de galáxias (painel direito).

As formas como o ambiente pode impactar na evolução galáctica são diversas. Fenômenos como *ram pressure stripping*, *strangulation*, fusões, *tidal stripping* e *harrassment* afetam significativamente a taxa de formação estelar de galáxias em grupos ou aglomerados mudando sua trajetória evolutiva quando comparadas a galáxias isoladas (Brough et al. 2013).

Ram pressure stripping é um fenômeno proposto primeiramente por Gunn & Gott III (1972) para explicar a falta de gás em galáxias em ambientes de alta densidade. Quando uma galáxia se move nas regiões internas de grupos e aglomerados (Hester 2006), o gás intra-aglomerado (ou intragrupo) quente e difuso exerce uma pressão no meio interestelar da galáxia. Quando esta pressão é forte o suficiente de modo a vencer a atração gravitacional entre o halo e o gás da galáxia, o gás é parcial ou totalmente removido. Evidências observacionais de galáxias tendo seu gás arrancado pelo vento intra-aglomerado podem ser encontrada em *redshift* local e intermediários (Poggianti et al. 2017, Boselli et al. 2019).

Strangulation trata-se do efeito que ocorre quando uma galáxia dentro de um ambiente populoso tem seu suprimento de gás frio cortado, uma vez que todo gás da teia cósmica que é gravitacionalmente atraído para o aglomerado é aquecido pelo gás quente intra-aglomerado. Sem este mecanismo de fomento de gás, as galáxias continuam formando estrelas com seu suprimento até que se esgote (Larson et al. 1980, Peng et al. 2015). Vale ressaltar que o efeito de *strangulation* também ocorre em grupos de galáxias apesar da menor energia do gás intragrupo quando comparada ao gás no halo de grandes aglomerados (Kawata & Mulchaey 2007).

Harassment é um efeito causado por várias aproximações sucessivas em alta velocidade de uma galáxia com outras pertencentes ao aglomerado ou grupo, estas interações gravitacionais desencadeiam aumentos súbitos na formação estelar nas galáxias envolvidas, contribuindo significativamente para mudanças no processo evolutivo de galáxias em ambientes intragrupo ou intra-aglomerado (Moore et al. 1996, Moore et al. 1998, Smith et al. 2013, Davies et al. 2005).

Tidal Stripping ocorre quando as galáxias membro destes aglomerados têm encontros próximos de menor velocidade com os potenciais gravitacionais de vizinhos ou do centro do potencial do aglomerado. Se estas galáxias membro possuem estrelas e gás fracamente ligados, estes podem ser arrancados pelo potencial e acretados pelos vizinhos ou pela

galáxia central, contribuindo para a mudança da morfologia dos objetos envolvidos neste fenômeno (Merritt 1983, Malumuth & Richstone 1984). Em alguns casos, estes encontros podem levar a fusões destas galáxias membro (Taranu et al. 2013, Bekki 1998, Mihos 2003), ou acreção completa da galáxia membro pela central, num processo chamado de canibalismo galáctico.

A ocorrência dos fenômenos descritos também dependem do ambiente. Por exemplo, devido a maior velocidade das galáxias membro e maior temperatura do gás intra-aglomerado, *ram pressure stripping*, *strangulation*, e *harrassment* são mecanismos mais significativos em aglomerados, enquanto fusões e *tidal stripping* são mais significantes em grupos devido as menores velocidades dos membros dos grupos. Tendo em vista o impacto significativo que o ambiente pode ter na evolução das galáxias, torna-se evidente a importância do estudo da formação, evolução e propriedades de grupos e aglomerados.

Para entendermos como grupos e aglomerados se formaram, é necessário entender fundamentalmente como as estruturas em larga escala se formam no Universo. É estabelecido que a construção de estruturas no Universo segue um padrão hierárquico, ou seja, estruturas de menor escala unem-se para criar maiores (Sanders 2010). De acordo com o principal paradigma de formação de estruturas, o Λ *Cold Dark Matter* (Λ CDM), a formação de halos de matéria escura ocorre de forma autossimilar, onde menores halos compõem halos mais massivos (Springel et al. 2005). Neste contexto em particular, halos de matéria escura colapsaram antes da matéria bariônica, uma vez que a matéria escura não interage com a radiação, de forma que os menores halos se formaram primeiro. Com a recombinação, a matéria bariônica pôde esfriar e ser atraída pelos potenciais destes halos já formados, dando origem as primeiras estruturas de matéria bariônica do Universo. Hierarquicamente, os menores halos de matéria escura se juntam para formar maiores halos, e com o mesmo mecanismo, as primeiras estruturas de matéria bariônica se juntam para formar estruturas de maior escala como galáxias, grupos e aglomerados (Springel 2005).

Dado o exposto, vemos que grupos também são altamente relevantes no contexto da evolução das estruturas em grande escala no Universo, uma vez que abrigam pelo menos 50% de todas as galáxias do Universo local (Eke et al. 2004), são mais abundantes que aglomerados e que agem como uma ponte evolutiva entre galáxias individuais e aglomerados. Outro motivo para estudar grupos no contexto de formação de estruturas é

que grupos são os equivalentes observacionais dos halos de matéria escura de massa intermediária. Sob esta perspectiva, o estudo destes objetos nos traz um novo ângulo da física que ocorreu nestes halos até o presente momento, abrindo espaço para a pesquisa da dinâmica da matéria escura (Plionis et al. 2006, Robotham et al. 2008) e como as galáxias populam estes halos (Cooray, 2006, Robotham et al., 2010).

Uma das maneiras de examinarmos a trajetória evolutiva tanto dos grupos como dos aglomerados, é através de interações gravitacionais ou fusões destes objetos em larga escala. Discorrendo primeiramente sobre os aglomerados, o estudo das suas interações tem a oferecer informações importantes para o nosso entendimento do Universo. Aglomerados caracterizam a transição entre dois regimes, onde o primeiro representa um regime de escalas cosmológicas, no qual a sua física é governada primariamente pela gravidade, matéria escura e energia escura. O segundo regime é caracterizado pela escala galáctica, onde além dos efeitos físicos anteriores, também é importante levar em conta a dinâmica de gases, processos bariônicos, e diversos outros fatores (Planelles & Quilis, 2009). Desta forma, Aglomerados são boas ferramentas para poder restringir parâmetros cosmológicos e também para inferir informações sobre a própria evolução de galáxias em ambientes de alta densidade. Analogamente, a fusão de grupos de galáxias nos fornece a ponte evolutiva entre o regime de grupos para aglomerados, representando um importante degrau na escada evolutiva de objetos em larga escala e nos dá mais um ângulo de análise para o comportamento da matéria escura.

Para a caracterização do estado dinâmico de fusões em geral, recorreremos a observações em diferentes comprimentos de onda, como raio-X e rádio (Macario et al. 2011), onde a interação gera anormalidades nas emissões nestes comprimentos de onda quando comparados com aglomerados ou grupos em equilíbrio. No caso das emissões em raio-X de objetos perturbados, é possível observar frentes de choque no meio intra-aglomerado ou intragrupo, estas frentes e turbulências geram morfologias anômalas neste gás que podem ser facilmente observadas por telescópios como *Chandra* e *XMM-Newton* (ZuHone 2011, Poole et al. 2008). Temos como exemplo destas colisões o Aglomerado da Bala na figura 1.2. Por outro lado, estas mesmas frentes de choque aceleram partículas a energias extremas, que quando afetadas pelos campos magnéticos no meio intra-aglomerado/intragrupo (Govoni & Feretti 2004), emitem radiação síncrotron no comprimento de onda de rádio,



Figura 1.2 – Aglomerado da Bala, estrutura resultante da colisão de dois aglomerados de galáxias. Em rosa temos a emissão em raio-X do gás quente observado pelo telescópio Chandra. Vemos que o gás quente intra-aglomerado é altamente perturbado devido a interação gravitacional. Lenteamento gravitacional nos mostra a posição dos halos de matéria escura de cada um dos aglomerados, tais halos estão destacados em azul. A configuração dos halos nos mostra que a matéria escura é fria uma vez que exceto pela interação gravitacional a matéria escura não interagiu com ela mesma, i.e. os halos são não-colisionais. Crédito: Raio-X NASA/CXC/CfA/M.Markevitch, Mapa óptico e de lente: NASA/STScI, Magellan/U.Arizona/D.Clowe, Mapa de lente: ESO WFI.

tornando os aglomerados emissores relevantes de rádio na esfera celeste (Van Weeren et al. 2011).

Interações de grupos de galáxias, especificamente, oferecem uma perspectiva de estudo sobre como os grandes aglomerados se formam e também sobre as possíveis mudanças na morfologia das galáxias constituintes dos grupos (Russell et al. 2014). No entanto, fusões de grupos de galáxias são pouco estudadas devida a sua fraca emissão em raio-X, mecanismo amplamente utilizado para análises de interação, e pequena densidade de galáxias quando comparados com aglomerados. Desta forma, a literatura foca principalmente em aglomerados massivos para estudos dos efeitos da interação (Nascimento et al. 2016, Yuan et al. 2005, Berrington et al. 2002, Merten et al. 2011).

Apesar de aglomerados serem mais explorados, catálogos que incluem grupos e aglomerados de galáxias são amplamente produzidos na literatura dentro de diversos levantamentos fotométricos e espectroscópicos, evidenciando grande interesse pela pesquisa

destas estruturas de larga escala. As metodologias para obter estes catálogos são diversas, temos como exemplos os algoritmos *PzWav* (Werner et al. 2023), *eSSAS* (Liu et al. 2022) e *Bayesian Cluster Finder* (Ascaso et al. 2015) para catálogos de grupos e aglomerados. Além disso, temos o método *Friends-of-Friends* (FoF), utilizado por Robotham et al. (2011) para desenvolver um catálogo especificamente de grupos. Este mesmo método foi utilizado por Tempel et al. (2017) para criar um catálogo focado exclusivamente em grupos e aglomerados interagindo.

A grande massa dos grupos e aglomerados de galáxias deflete a luz de objetos de fundo (que estão atrás destas estruturas) em um fenômeno chamado lenteamento gravitacional. Como vimos com o caso do Aglomerado da Bala, grupos e aglomerados de galáxias também podem ser lentes gravitacionais poderosas, visto que são os objetos colapsados mais massivos do Universo. O uso destas lentes gravitacionais fortes permite estudar a distribuição de massa dos objetos que atuam como lente. A combinação de lentes fortes e cinemática estelar do objeto lente ou dos membros do objeto lente (se grupo ou aglomerado) permite inferir de forma mais precisa o perfil de densidade do objeto lente (Schneider, 2006). Na figura 1.3 temos mais um exemplo de como aglomerados de galáxias podem atuar como lente gravitacional forte. Na seção seguinte faremos uma breve introdução deste fenômeno na escala de grupos e aglomerados.

1.2 Lenteamento gravitacional por grupos e aglomerados de galáxias

Lenteamento gravitacional é um efeito previsto pela teoria da Relatividade Geral de Albert Einstein. O efeito descreve que a luz de um objeto distante, denominado de fonte, deve ser defletida devido à curvatura do espaço-tempo causada pelo campo gravitacional de corpos massivos, denominados de lente. Para que ocorra o efeito, a lente e a fonte devem estar na mesma linha de visada do observador (linha que passa pelo observador e o objeto lente). Quando este efeito é forte o suficiente, criando o efeito denominado de lente gravitacional forte, imagens múltiplas e distorcidas chamadas de arcos gravitacionais são criados e, quando há alinhamento quase perfeito entre fonte, lente e observador, anéis quase completos de luz são formados, chamados de anéis de Einstein.



Figura 1.3 – SMACS 0723, um aglomerado de galáxias alvo do primeiro *deep field* do *James Webb Space Telescope*. É possível identificar as imagens múltiplas de diversas galáxias sendo gravitacionalmente lentesadas pelo aglomerado. Crédito: NASA, ESA, CSA e STScI.

A distribuição de massa entre o observador e a fonte tem influência na distorção da luz. Não obstante podemos tomar que essa distorção acontece em um único ponto no espaço entre a fonte e o observador denominado de plano da lente. Esta aproximação é chamada de aproximação da lente fina e é apenas possível dado que as grandes distâncias de diâmetro angular entre o observador e a lente (D_{OL}), e entre a lente e a fonte (D_{LS}) que são muito maiores que a dimensão do objeto que atua como lente, seja ele uma galáxia ou um aglomerado.

A Figura 1.4 ilustra a configuração geométrica de um sistema de lentes. Vemos que dada a posição bidimensional verdadeira da fonte η e a luz emitida pela fonte na posição angular β , vale a relação $\eta = \beta D_S$. O parâmetro de impacto ξ mostra a posição do raio defletido no plano da lente e pode ser expressado em termos da posição angular θ pela

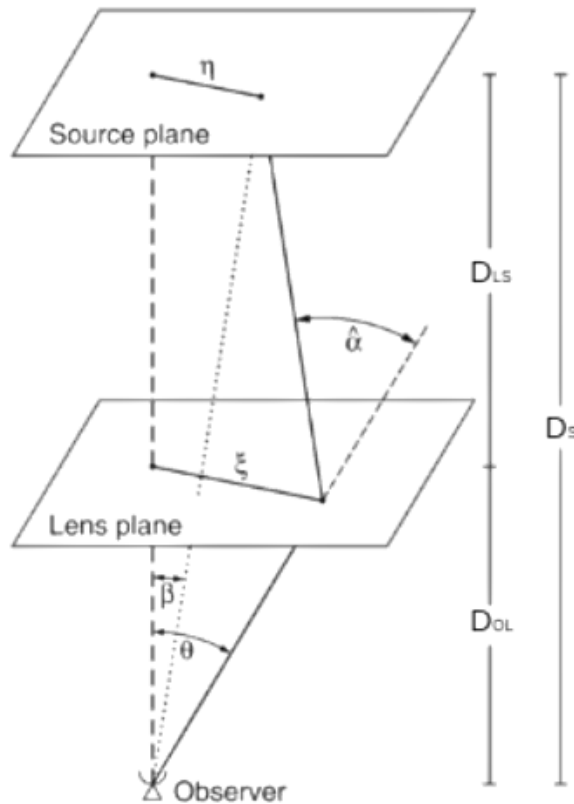


Figura 1.4 – Imagem exemplificando uma configuração de lente gravitacional. Imagem adaptada de Bartelmann & Schneider (2001).

equação $\xi = \theta D_{OL}$. Dados pequenos θ , β e ângulo de deflexão (ângulo que o raio de luz será defletido) $\hat{\alpha}$, a seguinte relação é válida:

$$\eta = \frac{D_S}{D_{OL}}\xi - D_{LS}\hat{\alpha}(\xi), \quad (1.1)$$

dada a definição do ângulo de deflexão reduzido α

$$\alpha(\theta) := \frac{D_{LS}}{D_S}\hat{\alpha}(D_{OL}\theta), \quad (1.2)$$

e as definições supracitadas para η e ξ , temos que a equação da lente assume a simples forma

$$\beta = \theta - \alpha(\theta). \quad (1.3)$$

A equação 1.3 nos mostra que a luz da fonte na posição angular verdadeira β pode ser observada na posição angular θ devido ao ângulo de deflexão reduzido α . É interessante destacar que a equação da lente pode possuir múltiplas soluções, neste caso, isto implica que múltiplas imagens (arcos) serão observados, i. e., múltiplas imagens da fonte serão formadas. Uma vez que o brilho superficial do objeto fonte é conservado deve ocorrer magnificação do sinal luminoso.

A análise de lentes gravitacionais possibilita o estudo de objetos em alto *redshift* dada a sua capacidade de magnificação, aumentando a resolução espacial e a razão sinal-ruído (SNR, do inglês *Signal-to-Noise Ratio*) do objeto a ser observado. Por exemplo, galáxias sub-milimétricas (SMG), que são galáxias com altas taxas de formação estelar e ricas em poeira com emissão no submilimétrico devido a emissão da poeira aquecida pela formação estelar, são observadas com maior resolução e SNR através do efeito de lente gravitacional de modo que diversos estudos (Fu et al. 2012; Conley et al. 2011; Lupu et al. 2012; Combes et al. 2012; Negrello et al. 2010; Yang et al. 2017) utilizam deste método para estudar em grande detalhe estas galáxias em alto *redshift*.

Uma maneira interessante de fazer estes estudos de galáxias distantes é através do modelamento da lente gravitacional (Bergamini et al. 2023, Zitrin et al. 2011). Assumindo um modelo parametrizado para a distribuição de massa da lente, é possível determinar o ângulo de deflexão $\hat{\alpha}$ e com isto resolver a equação da lente. Resolvida a equação, podemos traçar o caminho percorrido por cada sinal individual de luz de forma a reconstruir a emissão não lenteada da fonte, i. e., obter a imagem não distorcida da fonte luminosa. Com o modelamento da lente também podemos investigar a distribuição de matéria total (luminosa e escura) do objeto que atuou como lente. Desta forma, se possuímos um modelamento da distribuição de matéria luminosa de grupo de galáxias por outras metodologias, podemos restringir o impacto gravitacional dos halos de matéria escura intermediários (Verdugo et al. 2016). Dos modelos de lente, podemos estimar o chamado raio de Einstein do sistema, que é definido pela equação:

$$\theta_E = \frac{4GM}{\xi c^2} \quad (1.4)$$

onde M é a massa do objeto lente e c é a velocidade da luz. Como o raio de Einstein é aproximadamente a distância dos arcos ao centro da lente, sua medida pode nos dar uma primeira estimativa da massa do objeto lente, uma vez que $\theta_E \propto M$.

Como exemplificado anteriormente com o Aglomerado da Bala, grupos e aglomerados de galáxias são poderosas lentes gravitacionais devido a sua grande quantidade de massa. Existem diversos projetos que estudam lentes em aglomerados, por exemplo, *Frontier Fields* (Lotz et al. 2017), CLASH (Postman et al. 2012), SOGRAS (Furlanetto et al. 2013).

1.3 O sistema HELMS18

Com as definições fornecidas nas seções 1.1 e 1.2, podemos introduzir o objeto a ser examinado neste trabalho.

Diversos grupos de pesquisa que utilizaram do telescópio Herschel, como por exemplo a equipe do *Herschel Astrophysical Terahertz Large Area Survey* (H-ATLAS, Eales et al., 2010) e a equipe do *Herschel's Hermes Large Mode Survey* (HELMS, Oliver et al., 2012), empregaram o método proposto por Negrello et al. (2010) na seleção de amostras de galáxias submilimétricas gravitacionalmente lentesadas. Este método identifica candidatos promissores de SMG lentesadas e demonstrou aproximadamente 100% de eficiência. Após, usaram espectroscopia de linhas moleculares para determinar os *redshifts* e observações interferométricas em comprimentos de onda submilimétricos para confirmar o lenteamento. As imagens oriundas da interferometria são de alta resolução e podem ser utilizadas para obter modelos de lente precisos (Gavazzi et al. 2011, Busmann et al. 2013, Dye et al. 2018).

Os times H-ATLAS e HELMS submeteram um pedido para o *Atacama Large Millimeter/Submillimeter Array* (ALMA) para observar 42 galáxias submilimétricas lentesadas identificadas em ambos os levantamentos com as maiores densidades de fluxo em $500 \mu\text{m}$, $z > 1$ e sem nenhuma assinatura de núcleo galáctico ativo (AGN, do inglês *Active Galactic Nucleus*) brilhante em rádio. Destas 42 galáxias, 16 foram observados pelo ALMA em seu segundo ciclo, e entre eles estava HELMS18, que é o alvo deste trabalho.

HELMS18 é uma galáxia submilimétrica localizada em $z = 2.39$ que age como a fonte de um sistema de lenteamento gravitacional. A primeira detecção do objeto foi feita pelo levantamento HELMS como um candidato para uma amostra de galáxias SMG por Nayyeri et al. (2016). O *redshift* espectroscópico foi obtido através da espectroscopia da

linha molecular de CO da observação obtida com o GBT/Zspectrometer (Nayyeri et al. 2016). Apesar de inicialmente a galáxia ser nomeada HELMS18, a partir de agora e ao longo deste trabalho tratamos como HELMS18 o sistema completo da lente gravitacional, i. e., a fonte e a lente.

O sistema HELMS18 possui um raio de Einstein de $\theta_E = 6.54'' \pm 0,05$ (Amvrosiadis et al., 2018), raio característico de um sistema no qual o objeto que atua como lente é um grupo de galáxias. Podemos encontrar a contraparte óptica do sistema no catálogo Sloan Digital Sky Survey (SDSS Blanton et al., 2017), e nele vemos que o sistema possui duas galáxias centrais, uma ETG com o *redshift* espectroscópico $z = 0.6026 \pm 0.0002$ e um QSO (*Quasi-Stellar-Object*). Vale ressaltar que no SDSS, o QSO foi catalogado como uma estrela com base em fotometria, porém após a análise de seu espectro (seção 4.2), conseguimos confirmar que se tratava de uma galáxia. A Figura 1.5, mostra as duas galáxias centrais e as imagens múltiplas da fonte lenteada (arcos gravitacionais). Nesta figura podemos notar que os arcos aparentam não ser concêntricos, de forma que um dos arcos circunda a ETG, e o outro o QSO.

O sistema HELMS18 foi analisado por Tergolina (2020) e Maresca et al. (2022) com foco na reconstrução da fonte feita a partir do modelamento da lente. Em ambos os casos, foi utilizado o método de inversão semi-linear descrito por Warren & Dye. No primeiro caso, foi escolhido para o modelo de massa da lente dois elipsóides isotérmicos singulares (SIE) junto de um halo de matéria escura com perfil de densidade Navarro-Frenk-White (NFW, Navarro et al. 1997) e um *external shear* para levar em conta a influência de outras galáxias na vizinhança do sistema e ao longo da linha de visada. O trabalho teve como resultado a reconstrução da fonte como um sistema de dois corpos separados por 9.5 kpc (assumindo que os dois componentes estariam no mesmo plano). Ambas as componentes apresentam estrutura alongada e perturbada, sugerindo que estariam no processo de interação.

Por outro lado, no segundo caso, foi utilizada outra implementação do algoritmo de inversão semi-linear denominado PYAUTOLENS (Nightingale et al., 2021). Para o modelo da lente, foram escolhidos dois perfis de densidade do tipo lei de potências elíptico (onde a densidade do perfil cai com alguma potência do raio) e um *external shear*, de maneira semelhante ao primeiro. Neste caso, o resultado da reconstrução do objeto fonte foi um

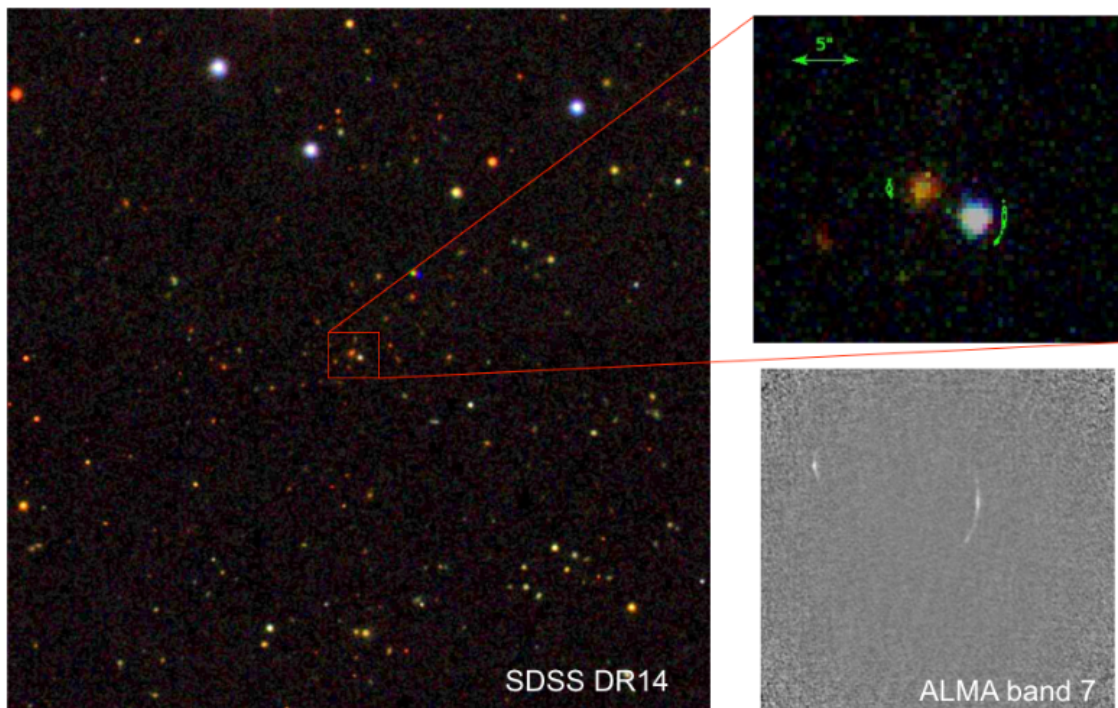


Figura 1.5 – Painel a esquerda: Imagem de cores compostas do sistema HELMS18 no obtida do SDSS (5.6 X 5.6 arcmin); Painel direito superior: *zoom* da região central da imagem do painel esquerdo, onde encontram-se as duas galáxias centrais, sendo a mais avermelhada é a ETG e por conseguinte a azulada é a QSO. Imagem composta da sobreposição do óptico (SDSS) com a emissão da banda 7 do ALMA (contornos verdes); Painel direito inferior: Emissão submilimétrica da SMG em $z = 2.39$ que é lenteada gravitacionalmente observada na banda 7 do interferômetro ALMA. Imagem adaptada de Tergolina (2020).

único corpo alongado com uma morfologia perturbada. Assumimos que o modelo encontrado por Tergolina é uma solução dita *under-magnified* onde se subestima a quantidade de massa do objeto lente, e que o modelo encontrado por Maresca et al. é o correto.

1.4 Objetivos

Este trabalho de conclusão de curso relata os trabalhos realizados na minha iniciação científica no período de 09/2020 até 07/2023. O meu projeto de iniciação científica tem como objetivo geral determinar diversas propriedades de HELMS18. Para atingirmos este objetivo, pretendemos mais especificamente:

- Confirmar que o candidato a QSO central é de fato um quasar.
- Determinar as galáxias que fazem parte da estrutura que age como lente;
- Medir propriedades como distribuição e massa da lente;
- No caso do objeto lente ser constituído de mais de um grupo, determinar a probabilidade de interação entre os dois grupos.

Ressalto que minha participação no trabalho iniciou-se no meio do processo, de forma que não contribuí com a seleção da amostra de galáxias e aquisição de novas observações de HELMS18. A minha contribuição começou a partir da etapa de redução de dados.

A disposição dos capítulos deste trabalho é a seguinte: No capítulo 2 descrevemos os processos de seleção da amostra e campanha de observação, a redução de dados e as características da amostra final de galáxias. No capítulo 3 descrevemos os métodos de análise dos espectros obtidos no capítulo anterior. O capítulo 4 apresenta nossos resultados a respeito do sistema HELMS18 e finalmente no capítulo 5 resumimos as nossas conclusões e dissertamos sobre as perspectivas. Ao longo deste trabalho os parâmetros cosmológicos assumidos foram: $H_0 = 67.4 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0.315$, $\Omega_\Lambda = 0.685$ (Planck Collaboration et al., 2021).

2 Dados e Amostras

Para atingirmos os objetivos traçados na seção 1.4, realizamos observações espectroscópicas com o telescópio Gemini. Como é necessário observamos múltiplos objetos no mesmo campo de visão, neste caso as galáxias centrais do objeto e os possíveis membros do grupo, torna-se necessária a técnica de observação MOS, sigla para *Multi-Object Spectroscopy*. Dado o contexto, escolhemos o GMOS (*Gemini Multi-Object Spectrograph*) pois o campo de visão de $5,5' \times 5,5'$, a resolução e o intervalo espectral são adequados para nossos propósitos.

Neste capítulo, apresentaremos os dados e amostra utilizados no trabalho. Mais especificamente: i) os critérios utilizados para a seleção dos alvos a serem observados e analisados neste trabalho, ii) a configuração das observações no Observatório Gemini via espectroscopia multi-objeto, juntamente ao processo de redução dos dados obtidos, iii) a amostra final de galáxias.

2.1 Critérios de seleção da amostra

Com o objetivo de encontrar possíveis membros do objeto lente de HELMS18, primeiramente focamos nas galáxias próximas cujo o *redshift* fotométrico é próximo do *redshift* da ETG central; porém, este critério sozinho é insuficiente. É conhecido que aglomerados e grupos de galáxias possuem uma sequência vermelha bem definida, de forma que podemos encontrar galáxias membro de grupos e aglomerados procurando por sobredensidades de galáxias que formam esta sequência (Gladders & Yee 2000). Tergolina (2020) analisou um diagrama de cor-magnitude das galáxias e destacou que havia duas sequências vermelhas. A mais vermelha delas possuía membros com uma distribuição de z fotométricos centrada em $z \sim 0.6$, e foi assim definida como a sequência vermelha do objeto lente. A outra sequência menos vermelha encontra-se em $z \sim 0.4$ e portanto foi descartada como candidata a objeto lente. Portanto, utilizando a informação fotométrica obtida no catálogo SDSS-DR14 ¹ (Data Release 14), foram selecionados os objetos-alvo de acordo com os

¹ Disponível em <https://www.sdss4.org/dr14/>

seguintes critérios de seleção, em ordem de importância:

- As galáxias na sequência vermelha, i. e. , galáxias com cor $0.9 \leq (r - i)_{petro} \leq 1.5$.
- Galáxias nas quais os *redshifts* fotométricos estão por volta do *redshift* da ETG central ($z \sim 0.6$).
- Outras galáxias brilhantes no campo, independente da sua cor.

Esses critérios resultaram em uma amostra de 76 alvos para uma observação de espectroscopia multi-objeto no GMOS do telescópio Gemini. Estas galáxias foram os alvos da observação.

2.2 Observações com o Gemini-GMOS

Temos como objetivo obter os espectros de todas as galáxias selecionadas através dos critérios supracitados, a fim de determinar os membros do sistema HELMS18. Sendo assim, foi realizado um programa de observação astronômica utilizando o observatório Gemini Sul no segundo semestre de 2018 (programa GS-2018B-Q-113). Embora que para obter membros deste sistema, apenas o *redshift* é necessário, também a partir dos espectros é possível inferir das galáxias-membro do objeto lente suas respectivas massas estelares, metalicidade, taxas de formação estelar, entre outras propriedades básicas das galáxias.

Utilizamos o GMOS com a grade R400-G5325 combinada com o filtro de bloqueio de alta ordem G455 para observar os objetos no sistema de lente HELMS18. Esta grade cobre o intervalo espectral em repouso $\sim 3500\text{\AA} - 6500\text{\AA}$, permitindo a observação das linhas de absorção CaII HK, H γ , H β , Mgb e NaD, e as linhas de emissão H γ , H β , [OIII] λ 4959, 5007 \AA para o QSO. A fim de aumentar o número de possíveis membros do grupo observados, concebemos duas máscaras que visam diferentes objetos na região de interesse, com a única exceção sendo as galáxias centrais, que foram observadas em ambas as máscaras. Para cada uma das máscaras, deslocamos ligeiramente o comprimento de onda central três vezes (740 nm, 750 nm, 760 nm) entre exposições para cobrir as lacunas entre os 3 CCDs do GMOS. O tempo total de exposição para cada objeto é de 14400s, com exceção

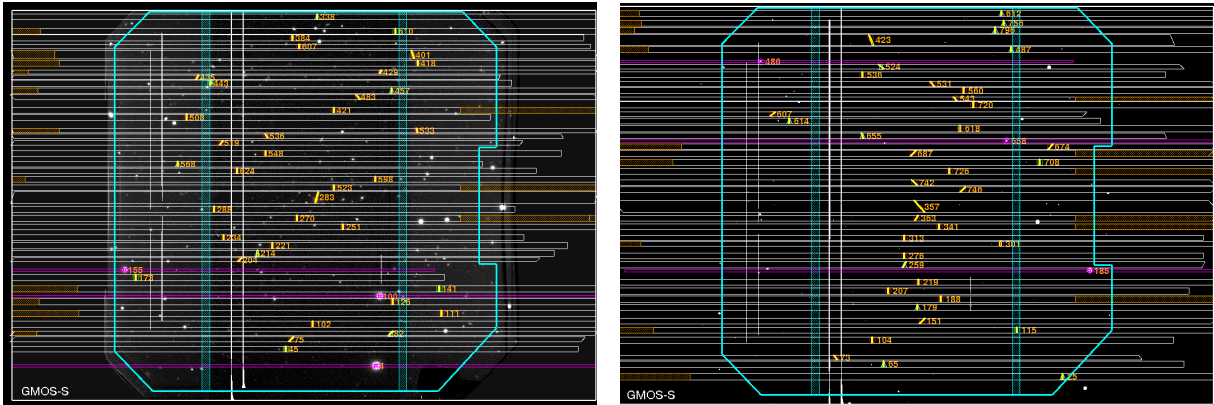


Figura 2.1 – Design das duas máscaras utilizadas para a observação dos objetos alvo.

das galáxias centrais que, por serem observadas em ambas as máscaras, têm um tempo total de exposição de 28800s.

O *design* das máscaras para as observações foi feito utilizando o código GMMPS (*Gemini's mask making software*²). A largura de cada fenda nas máscaras é de 1". As figura 2.1 e apresenta as posições e inclinações das fendas das máscaras utilizadas.

2.2.1 Redução dos dados

Os dados recebidos do observatório Gemini se encontram no formato FITS (*Flexible Image Transport System*). Os arquivos *science*, *bias*, *flat*, e *arc* todos possuem 13 extensões. A primeira das extensões é o *header*, onde se encontram diversas informações da observação. As outras 12 são referentes aos 12 amplificadores dispostos em 4 para cada um dos 3 CCD's do sistema de detecção do GMOS, constituem o dado a ser analisado.

Os arquivos *bias* consistem de observações com tempo de exposição nulo obtidas com o espelho do telescópio fechado, de forma que o único sinal detectado é o ruído intrínseco aos eletrônicos do telescópio. Estes arquivos servem como um mapeamento do viés eletrônico destes pixels que devem ser corrigidos.

Os arquivos *flat* consistem de observações de um plano uniformemente iluminado, de maneira que podemos detectar as variações de sensibilidade pixel a pixel dos CCDs. Estes arquivos são utilizados para corrigir estas variações de sensibilidade na observação dos objetos.

² <https://gmps-documentation.readthedocs.io/en/latest/>

Os arquivos *arc* consistem de uma observações de uma lâmpada de gás quente cujo espectro é bem conhecido (nossos arquivos *arc* são da emissão do gás CuAr) que serão utilizadas para a calibração em comprimento de onda.

A calibração em comprimento de onda consiste em converter a escala em pixels do detector para comprimento de onda. Ao compararmos a posição das linhas do espectro da lâmpada, com a posição dos linhas do espectro observado da lâmpada, podemos ajustar um polinômio que faça a conversão de pixels para Å, i.e., faça a calibração em comprimento de onda. Este mesmo polinômio poderá ser utilizado para corrigir quaisquer outras observações com o mesmo preparo experimental. Por fim, os arquivos *science* contêm as observações das galáxias da nossa amostra.

A redução dos dados foi feita em ambiente Pyraf que incorpora o software IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) em uma interface escrita em Python. Dentro deste ambiente, foram utilizados para a redução de dados os pacotes necessários para o procedimento padrão de redução do Gemini³. Para todos os alvos observados, apresentamos um resumo do processo de redução:

- São combinados os arquivos *bias* das observações por meio da tarefa *gbias* para criar um arquivo com o objetivo de corrigir o ruído de leitura do CCD. Este arquivo será aplicado nas observações em tarefas futuras.
- Utilizamos então a tarefa *gmosaic* para unir as 12 extensões descritas anteriormente em uma única imagem. Em seguida, usamos a tarefa *gscut* para dividir a imagem em n extensões onde cada uma delas representa uma fenda da máscara adicionada àquele arquivo. Fizemos este processo para todos os arquivos *flat*, *arc* e *science*
- Fazendo uso da tarefa *gsflat*, criamos a partir dos arquivos *flat*, arquivos de *flat* normalizados, os quais serão utilizados nos arquivos de *arc* e *science* para corrigir variações de sensibilidade.
- Neste estágio, aplicamos as correções de *bias* e *flat* nos arquivos *arc* utilizando da tarefa *gsreduce*, de maneira a prepará-los para o próximo passo.

³ <https://www.gemini.edu/node/11823>

- Fizemos a calibração do comprimento de onda e para tal encontramos a função de calibração utilizando os arquivos de *arc* na tarefa `gswavelength`. Desta tarefa, obtemos uma função que pode ser qualificada pelo seu RMS (*Root Mean Square*). Para os nossos dados, fizemos análises manuais da função (incluir ou retirar pontos a serem ajustados pela função que estejam muito dissonantes com os outros) até que o RMS atingisse valor de $\text{RMS} \lesssim 0.30 \text{ \AA}$.
- Dada a função de calibração, utilizamos a tarefa `gqecorr` para realizar a correção de eficiência quântica para todos os CCD's.
- Aplicamos as correções de *flat*, *bias*, e eficiência quântica nos arquivos *science* pela tarefa `gsreduce` e através da tarefa `interp`, fazemos a interpolação de *bad pixels* que podem prejudicar a extração dos espectros.
- Realizamos também a extração de raios cósmicos das imagens utilizando a tarefa `gemcrspec` do algoritmo *Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection* (van Dokkum, 2001).
- Aplicamos a função de calibração em comprimento de onda nos arquivos *science* através da tarefa `gstransform`.
- Realizamos a extração dos espectros e subtração do céu com a tarefa `apall` nos arquivos *science*.

Uma vez que nossos espectros extraídos nos mostram o número de contagens por comprimento de onda, nos falta ainda converter essas contagens em fluxo (calibração em fluxo). A calibração em fluxo pode ser feita através de estrelas padrão, objetos estudados extensivamente e cujo o fluxo é bem conhecido. Portanto, as contagens de suas observações por comprimento de onda podem ser facilmente convertidas em unidades de fluxo por comprimento de onda. Esta conversão é feita por uma função chamada função sensibilidade.

Para extrairmos esta função sensibilidade, realizamos o mesmo processo de redução para o conjunto de arquivos das estrelas padrões observadas nas respectivas máscaras das observações. As estrelas observadas foram *Feige110* e *LTT7379*. Do espectro extraído da estrela padrão, calculamos a função sensibilidade. No entanto, para aplicar essa calibração

é necessário antes inserir no *header* dos espectros a informação da massa de ar entre o CCD e o objeto no momento da observação (usando dados catalogados pelo observatório). Para tal, utilizamos da tarefa `setairmass` com os parâmetros adequados (tempo de exposição, direção e horário da observação). Com isto podemos aplicar a calibração em fluxo através da tarefa `calibrate`.

Realizamos 4 sequências de observação, e pra cada uma dessas sequências, foram feitas 3 exposições, uma para cada comprimento de onda central, ou seja, 4×3 exposições. Utilizando da tarefa `scombine`, combinamos os 3 espectros extraídos e calibrados de cada uma das sequências de observação (3 comprimentos de onda centrais diferentes). Esta combinação é feita através da mediana do fluxo destes 3 arquivos. A combinação é necessária para recuperar os espaços de informação perdidas pelo espaço entre os CCDs, já que cada um destes 3 espectros possuem comprimento de onda central diferentes. Além disso a combinação pela mediana elimina imperfeições vindas do processo de observação ou redução, por exemplo, algum sinal muito saturado para algum comprimento de onda. Dados estes 3 espectros, coletamos cada uma das incertezas em função do comprimento de onda e calculamos a incerteza do espectro combinado como:

$$\sigma_{comb}(\lambda) = 1.16 \times \frac{\sqrt{\sigma_1(\lambda)^2 + \sigma_2(\lambda)^2 + \sigma_3(\lambda)^2}}{3}, \quad (2.1)$$

onde o fator de 1.16 se deve ao estarmos combinando os espectros pela mediana e não pela média⁴. Disto obtemos 4 espectros, correspondentes a cada uma das sequencias, que devem ser combinados. A combinação destes quatro espectros é feita pela média, com o objetivo de apenas melhorar a SNR. Da mesma forma, a incerteza do espectro resultante pode ser dado pela equação:

$$\sigma_{comb}(\lambda) = \frac{\sqrt{\sigma_1(\lambda)^2 + \sigma_2(\lambda)^2 + \sigma_3(\lambda)^2 + \sigma_4(\lambda)^2}}{4}. \quad (2.2)$$

⁴ Valor obtido através de simulação em R seguindo a metodologia de https://influentialpoints.com/Training/standard_error_of_median.htm

2.3 Amostra final de galáxias

A amostra de objetos observados e que passaram pelo processo completo de redução foram 76. Destes 76, inspeção visual dos espectros revelou que 4 objetos eram estrelas que não são relevantes para nosso estudo e 2 objetos não possuíam SNR o suficiente para qualquer análise estatisticamente viável, uma vez que seus espectros não eram suficientemente diferenciáveis do ruído de fundo ($\text{SNR} \lesssim 3$). Desta forma, obtemos 70 galáxias para nossa amostra final, cujas principais informações estão disponibilizadas no Apêndice A.

3 Métodos

Nesta seção descrevemos todos os métodos utilizados para obter uma análise das características do sistema HELMS18. Para a realização do estudo: (i) determinamos os *redshifts* das galáxias; (ii) determinamos os membros para cada grupo; (iii) estimamos a completeza da amostra; (iv) estimamos também a massa dos grupos e (v) analisamos o modelo de interação

3.1 Determinação dos *redshifts* das galáxias

Os redshifts espectroscópicos foram determinados com o uso do Radial Velocity SAO Package **RVSAO** (Kurtz & Mink 1998) no software Pyraf. Para determinar os *redshifts* Podemos aplicar um método de correlação cruzada (método no qual a tarefa XCSAO se baseia) entre um espectro e um conjunto de espectros modelo de velocidades conhecidas ou, para os espectros que possuem linhas de emissão, podemos aplicar a tarefa EMSAO que determina a velocidade radial do objeto através das medidas das diferenças entre o comprimento de onda observado e o de repouso de linhas de emissão identificadas no espectro. A seguir descreveremos os detalhes dos métodos de determinação de *redshift* de ambas as tarefas.

3.1.1 XCSAO

Para todos os espectros nos quais utilizamos a tarefa XCSAO, utilizamos o valor de $v = cz = 180000 \text{ km s}^{-1}$ como valor inicial. Também para a utilização do método é necessário a seleção de uma região do espectro para que seja feita a correlação entre espectro e modelo, de maneira que a utilizada sempre foi a menos ruidosa de acordo uma inspeção visual. Utilizamos 26 modelos para todos os processos de correlação cruzada. As correlações aceitas foram apenas aquelas nas quais o valor de R, parâmetro que representa a qualidade da correlação, é maior que 3. Essencialmente um processo de correlação cruzada resulta em uma função com pico no *redshift* da galáxia, a altura deste pico é o valor de R. Na figura 3.1, vemos um exemplo de uma correlação cruzada feita em um dos

espectros extraídos. Como em vários casos temos mais de um modelo no qual temos um

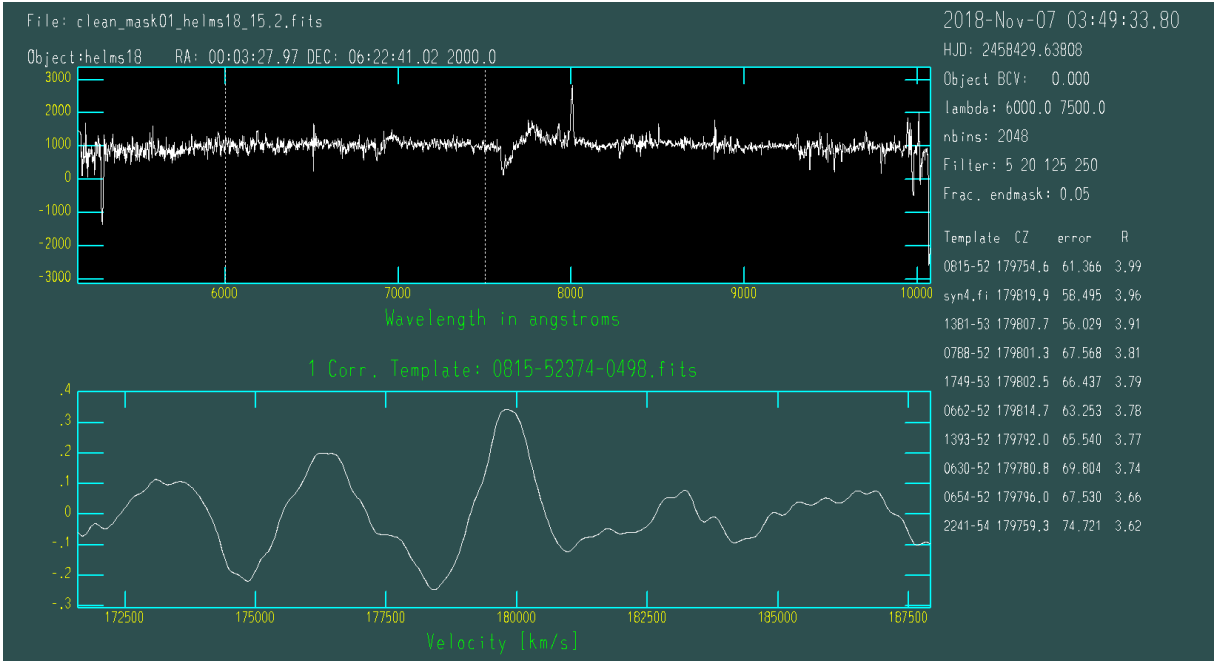


Figura 3.1 – Resultado de um processo de correlação cruzada em um dos espectros extraídos. No painel superior, o espectro do objeto e demarcado pelas linhas tracejadas está a seção escolhida para o processo de correlação; No painel inferior, temos a correlação em função de v para o espectro modelo de melhor correlação. Destacamos que a maior correlação esta em $v \approx 180000$. À direita, a lista de espectros modelo e seus respectivos valores de R para o ponto de maior correlação.

valor de $R > 3$, realizamos um procedimento de *sigma clipping* em cada uma das galáxias analisadas para obter um *redshift* mais preciso:

- Calculamos um *redshift* médio de todos modelos utilizando uma média ponderada pelo erro obtido de cada modelo. Esta média é calculada pela equação 3.1 onde v_i é a velocidade do objeto ao longo da linha de visada obtido pela correlação cruzada do i -ésimo modelo, σ_i o respectivo erro, e n o número de espectros modelo.

$$V_m = \frac{\sum_{i=1}^n \frac{v_i}{\sigma_i^2}}{\sum_{i=1}^n \frac{1}{\sigma_i^2}} \quad (3.1)$$

- Calculamos também a incerteza, σ_m , que é o desvio padrão da distribuição dos valores de $v = cz$ obtidos para cada modelo.

- Checamos para cada um dos modelos se o valor de v_i está dentro de $3\sigma_i$ de V_m , se estiver, este v_i será utilizado para o valor de um novo V_m e σ_m , do contrário este modelo é descartado
- Repetimos o processo de cálculo de V_m e σ_m até que o número de modelos utilizados no cálculo se estabilize.
- De V_m e σ_m calculamos o *redshift* e seu respectivo erro.

3.1.2 EMSAO

Para utilizarmos a função EMSAO é necessário que o espectro a ser analisado possua pelo menos uma linha de emissão que seja claramente identificável por inspeção visual, pois no mínimo uma linha precisa ser marcada para o uso do EMSAO. Ao marcarmos esta linha, a função identifica automaticamente a posição de outras linhas de emissão pré-definidas. Definimos que uma boa medida de *redshift* é encontrada se a função consegue encontrar, pelo menos mais uma linha com o mesmo deslocamento da linha marcada manualmente. Na figura 3.2 temos um exemplo deste processo.

O mesmo processo de cálculo do *redshift* final para a tarefa XCSAO foi utilizado para a estimativa de *redshift* da tarefa EMSAO, mas ao invés de diferentes modelos, usamos as diferentes linhas de emissão encontradas.

3.2 Seleção dos membros de cada grupo

De posse dos *redshifts*, podemos fazer uma análise da distribuição das galáxias no espaço de velocidade da linha de visada para obter uma primeira ideia da natureza do objeto. Como uma das galáxias centrais da estrutura que atua como lente tem *redshift* de ~ 0.6 , coletamos apenas os objetos cujo *redshift* está na faixa de $0.596 - 0.608$ (intervalo que corresponde a aproximadamente 3600 km s^{-1}). Sendo que separação entre centros dos grupos é de $cz \sim 870 \text{ km s}^{-1}$ e a dispersão de velocidades de grupos de galáxias é da ordem de 300 km s^{-1} , este intervalo exclui objetos distantes da estrutura, mas garante a inclusão de todos os possíveis membros dos grupos.

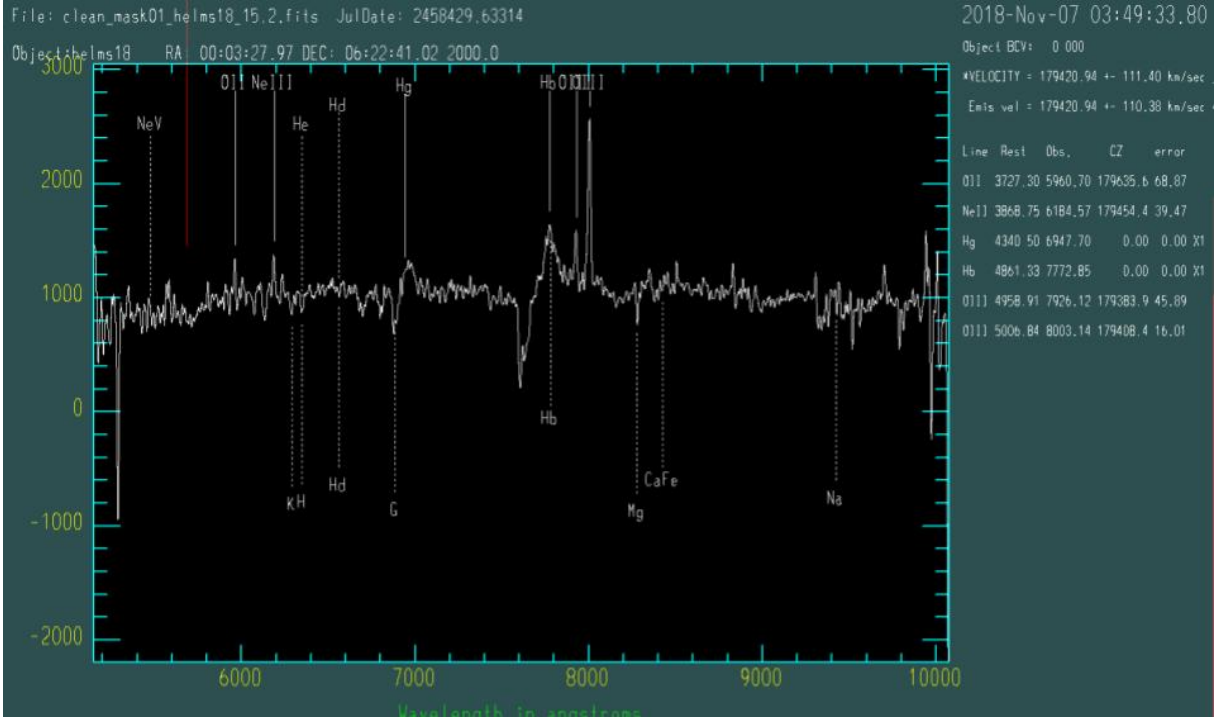


Figura 3.2 – Resultado da função EMSAO. No painel da esquerda as linhas de emissão e absorção estão marcadas nos seus respectivos pontos onde são esperadas, de acordo com a marcação de uma primeira linha manualmente. Na direita, a lista de linhas encontradas pela função e a respectiva velocidade na linha de visada $v = cz$.

Em equilíbrio, a distribuição de velocidades ao longo da linha de visada das galáxias em estruturas virializadas é uma Gaussiana. Entretanto, esta distribuição pode apresentar uma moda variável, ou seja, pode ter um ou mais picos de densidade. Caso nossa distribuição apresente dois picos, poderemos utilizar o indicador de bimodalidade de Holzmann & Vollmer (2008) para determinar se estamos diante de uma estrutura bimodal ou se estamos apenas observando uma variação estatística de uma estrutura unimodal. O indicador é dado por:

$$d = \frac{|\mu_1 - \mu_2|}{2\sqrt{\sigma_1\sigma_2}}, \quad (3.2)$$

onde, assumindo que temos uma mistura Gaussiana, μ_1 e μ_2 são as médias de cada distribuição e σ_1 σ_2 são os desvios padrões das distribuições. Uma mistura Gaussiana só deve ser considerada bimodal se $d > 1$.

Considerando a bimodalidade, destacamos dois métodos para separar e classificar os membros de cada um dos grupos:

- (i) O *Mclust* (Scrucca et al. 2016)

- (ii) O formalismo descrito em Wilman et al. (2005) e Muñoz et al. (2013)

Seguido de ambos os métodos de separação, usamos o método *Gapper and Biweight Estimator* (GBE, Beers et al. 1990) para o cálculo da dispersão de velocidades de ambos os grupos $\sigma(v)$. A seguir, descreveremos o método Mclust e o de Wilman et al..

3.2.1 Mclust

O Mclust é um pacote em linguagem R usado para modelagem de mistura normal e agrupamento baseado em modelos. Usando o algoritmo EM (*Expectation Maximization*), é possível testar uma variedade de modelos diferentes de misturas Gaussianas. Dentre os parâmetros destes modelos é possível definir o volume, a forma e a orientação, nesta específica ordem, como iguais entre os grupos (caracterizado pela letra E) ou variáveis entre os grupos (caracterizado pela letra V). Por exemplo, um modelo VEV possibilita que o volume e a orientação dos grupos sejam diferentes uns dos outros (podemos ter um grupo de volume maior que outro e orientados em direções diferentes), porém todos os grupos devem ter uma forma igual, por exemplo, elíptica.

Ao todo o Mclust conta com 14 diferentes modelos (consulte Scrucca et al., 2016 para obter mais informações sobre os modelos). Para encontrar aquele que melhor agrega os objetos no espaço tridimensional, o algoritmo testa os diferentes modelos e utiliza o valor BIC (*Bayesian Information Criterion*) para escolher o que melhor representa os agrupamentos da amostra. A figura 3.3 representa os possíveis modelos de agrupamento.

3.2.2 Formalismo de Wilman et al.

Implementamos o algoritmo de forma semelhante a Wilman et al. (2005) e Muñoz et al. (2013). Primeiro, o centro de cada um dos grupos foi definido como sendo a posição das galáxias centrais, e definimos uma dispersão de velocidade inicial de

$$\sigma(v)_{obs} = 250(1 + z_{cen}) \text{ km s}^{-1}. \quad (3.3)$$

onde z_{cen} é o *redshift* da galáxia central. Em seguida, calculamos a distância de *redshift* máxima δz_{max} e a distância projetada máxima $\delta\theta_{max}$ para que um objeto pertença ao

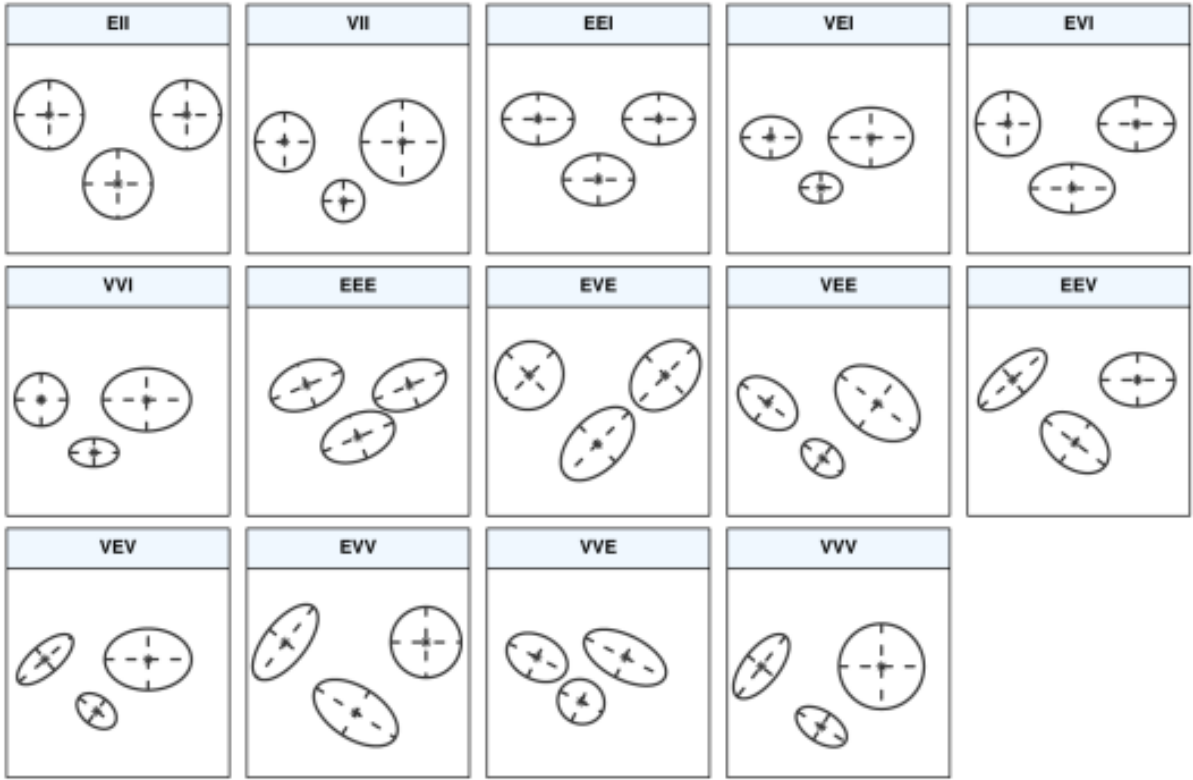


Figura 3.3 – Modelos de agrupamento do algoritmo Mclust. Note que formas e orientações I são semelhantes a E no sentido que todos os grupos possuem a mesma característica, porém I também implica que a forma é necessariamente esférica e que a orientação é necessariamente alinhada com os eixos das coordenadas. Imagem adaptada de Scrucca et al. (2016).

grupo. Os valores são calculados da seguinte forma:

$$\delta z_{max} = \frac{2\sigma(v)_{obs}}{c}, \quad (3.4)$$

$$\delta\theta_{max} = 206,265'' \frac{c\delta z_{max}}{b(1+z_{cen})H(z)D_{\theta}(z)}, \quad (3.5)$$

onde $H(z)$ é a constante de Hubble em z , $D_{\theta}(z)$ é a distância do diâmetro angular em z e b é a razão do eixo do volume de ligação cilíndrica. Destacamos que na dedução da equação 3.5 Wilman et al. deriva, pelo teorema do virial, que a distância radial r_{200} relaciona-se diretamente com a dispersão de velocidades do grupo $\sigma(v)$ de acordo com $r_{200} \sim \sigma(v)[11.5H_{75}(z)]^{-1}$, onde $H_{75}(z)$ é a constante de Hubble em *redshift* z e $H_{75}(0) = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Em simulações numéricas de N-corpos de halos de matéria escura, b é um cilindro orientado ao longo da linha de visada com um raio igual ao comprimento de ligação projetado. Eke et al. (2004) mostra que a razão do eixo de ~ 11 para o comprimento ao longo da linha de visada relativo ao comprimento espacial projetado é o mais apropriado para um volume de ligamento em um algoritmo FoF,

no entanto objetos intrusos no espaço de *redshift* são difíceis de identificar, portanto é prudente escolher um valor de b mais conservador. Para o nosso trabalho, adotamos um valor de $b = 3, 5$, porem os resultados não variam significativamente para valores maiores.

Depois de calcular o intervalo de distância projetada até o centro dos grupos e de *redshift* no qual os possíveis membros devem residir, calculamos um novo valor para $\sigma(v)_{obs}$ pelo algoritmo *Gapper* se a distância de *redshift* máximo envolver menos de 10 galáxias e, caso contrário, pelo estimador *Biweight*. Consequentemente, também calculamos novos valores para δz_{max} e $\delta \theta_{max}$, definindo novos intervalos. Esse processo é repetido iterativamente até que não haja alteração no número de galáxias que residem no último intervalo definido.

3.3 Completeza da amostra

O método que utilizamos para estimar a completeza foi um método de Monte Carlo implementado de maneira semelhante ao descrito em Verdugo et al. (2016). Neste método a completeza por bin radial é dada por,

$$C(r_i) \equiv \frac{N_{spec}(r_i)}{N_t(r_i) - N_{field,r}(r_i)}, \quad (3.6)$$

onde $N_{spec}(r_i)$ é o número de membros confirmados do grupo no i -ésimo *bin* radial, $N_t(r_i)$ é o número de galáxias catalogadas no i -ésimo *bin* e $N_{field,r}(r_i)$ é o número de galáxias de campo no i -ésimo *bin*. Com estes valores é possível estimarmos uma completeza para cada um dos *bins* definidos. $N_{field,r}(r_i)$ é calculado conforme a densidade do campo onde o nosso objeto se encontra. Esta densidade é obtida pela razão entre o número de galáxias em um anel centrado em HELMS18 de raio inferior de 3 Mpc e raio superior de 15 Mpc, e a área do próprio anel. Utilizamos o SDSS Sky Server (Szalay et al., 2002) para obter o número de galáxias neste anel. Deve-se tomar cuidado para que não haja nenhuma aglomeração de galáxias dentro deste anel, para que não haja uma estimativa incorreta da densidade do campo.

3.4 Cinemática das galáxias centrais

Para obtermos informações a respeito da cinemática estelar de galáxias podemos utilizar o método pPXF (*Penalized Pixel-Fitting*) desenvolvido por Cappellari (2017)¹. O método aproxima o espectro da galáxia observada através da parametrização:

$$G(x)_{mod} = \sum_{n=1}^N w_n \left\{ [T_n(x) * \mathcal{L}_n(cx)] \sum_{k=1}^K a_k \mathcal{P}_k(x) \right\} + \sum_{l=0}^L b_l \mathcal{P}_l(x) + \sum_{j=1}^J c_j \mathcal{S}_j(x), \quad (3.7)$$

onde \mathcal{L}_n é a função que representa a distribuição de velocidade das estrelas na linha de visada (LOSVD, do inglês *line-of-sight velocity distribution*), os T_n são modelos de população estelares, \mathcal{P}_k e \mathcal{P}_l são polinômios ortogonais aditivos ou multiplicativos de grau k e l respectivamente, e $\mathcal{S}_j(x)$ é o espectro do céu. w_n , a_k , b_l , c_j são parâmetros livres a serem determinados pelos processos iterativos do algoritmo. Podemos checar a qualidade dos ajustes através do χ^2 definido como:

$$\chi^2 = \|\mathbf{r}\|^2 \quad (3.8)$$

onde $\|\cdot\|$ é a norma euclidiana e o vetor \mathbf{r} tem seus componentes definidos por:

$$r_p = \frac{G_{mod}(x_p) - G(x_p)}{\Delta G(x_p)}, \quad (3.9)$$

onde G_{mod} é definido por 3.7, G é o espectro a ser modelado, e $\Delta G(x_p)$ é a incerteza 1σ do espectro da galáxia.

3.5 Massa dos Grupos

Supondo equilíbrio virial para um grupo de galáxias, podemos estimar a massa do grupo pela equação

$$M_v = \frac{N_c}{G} \sum_i v_i^2 \left(\sum_i \sum_{j<i} \frac{1}{r_{ij}} \right)^{-1}, \quad (3.10)$$

onde N_c é o número de galáxias no grupo, G é a constante gravitacional, v_i é a velocidade do i -ésimo membro com relação à média e r_{ij} é a separação espacial entre o i -ésimo e o j -ésimo membros do grupo (Beers et al., 1982).

¹ Mais informações em: <https://pypi.org/project/ppxf/>

3.6 Modelo de Interação

No caso de possuímos dois grupos como objeto lente, podemos estudar a evolução do sistema e analisar se existe alguma interação entre as duas estruturas. Podemos estimar a probabilidade de o sistema estar gravitacionalmente ligado e se afastando, estar ligado e se aproximando, ou não estar ligado de todo. Tratando o sistema como um problema de dois corpos, aplicamos o método descrito em Beers et al. (1982), assumindo que os aglomerados começam com separação zero em $t = 0$ e que estão a aproximar-se ou a afastar-se pela primeira vez na história do Universo. Estudamos o estado dinâmico do sistema usando as soluções para as equações de movimento em função de α , que é o ângulo entre a linha que conecta os dois grupos e o plano do céu. Este ângulo é demonstrado na Fig. 3.4.

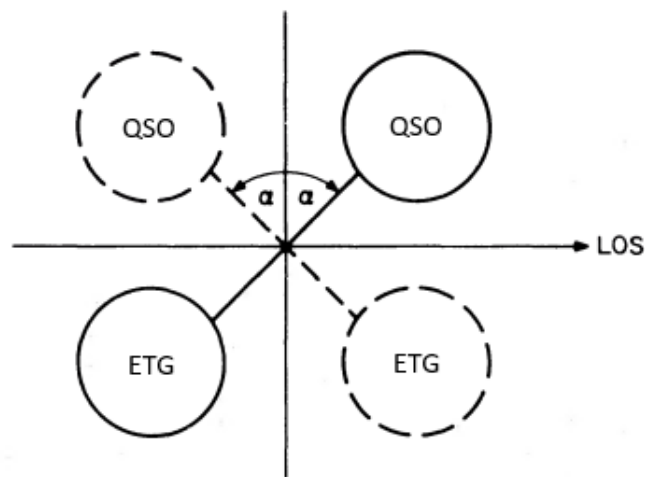


Figura 3.4 – Geometria assumida para o objeto lente HELMS18, onde α é o ângulo projetado relativo ao plano do céu. Imagem adaptada de Beers et al. (1982)

Neste tratamento, a distribuição de massas dos grupos não afeta significativamente os resultados, de forma que podemos tratar o sistema como se ambas as massas estivessem concentradas em cada um dos centros dos grupos. Para o caso ligado, temos as equações

de movimento:

$$R = \frac{R_m}{2} (1 - \cos \chi), \quad (3.11)$$

$$t = \left(\frac{R_m^3}{8GM} \right)^{\frac{1}{2}} (\chi - \sin \chi), \quad (3.12)$$

$$V = \left(\frac{2GM}{R_m} \right)^{\frac{1}{2}} \frac{\sin \chi}{(1 - \cos \chi)}, \quad (3.13)$$

onde R_m é a separação na expansão máxima, M é a massa total do sistema e χ é o ângulo de parametrização do modelo de colapso esférico de dois corpos (definido entre $0 < \chi < 2\pi$). Os parâmetros V_r e R_p , que podem ser medidos, são, respectivamente, a velocidade relativa ao longo da linha de visada e a separação projetada entre as galáxias dominantes. Estes parâmetros estão relacionados às equações de movimento por:

$$R_p = R \cos \alpha, \quad V_r = V \sin \alpha. \quad (3.14)$$

Tomando $R_p = 0.032$ Mpc (a separação projetada entre as duas galáxias centrais no plano do céu), e definindo $t = 2,5 \times 10^{17} \text{s}$ ² como a idade do Universo em $z = 0.6$, podemos resolver o sistema como uma curva parametrizada de coordenadas $V_r(\chi)$ e $\alpha(\chi)$. Também devemos ter em mente o critério de Newton para a ligação gravitacional, que escrito em termos de nossos observáveis é:

$$V_r^2 R_p \leq 2GM \sin^2 \alpha \cos \alpha. \quad (3.15)$$

Também podemos determinar a probabilidade do sistema estar gravitacionalmente ligado pela seguinte integral (Nascimento et al. 2016):

$$P = \int_{\alpha_1}^{\alpha_2} \cos \alpha d\alpha \quad (3.16)$$

em que α_1 e α_2 são os valores de α em que a velocidade relativa medida cruza o limite de ligação descrito em 3.15.

No próximo capítulo expomos a aplicação destas metodologias e os resultados encontrados.

² De acordo com os parâmetros cosmológicos de Planck Collaboration et al., (2021)

4 Resultados e discussão

Baseados nas metodologias descritas no capítulo 3, neste capítulo fazemos uma análise das características do objeto lente do sistema HELMS18 e descrevemos os resultados destas análises.

4.1 Completeza da amostra

Com base na metodologia apresentada na seção 3.3 e considerando como centro do objeto lente o ponto ente as duas galáxias centrais, calculamos a densidade de galáxias do campo, usamos ela para distribuir galáxias de campo aleatoriamente na mesma região dos nossos grupos e calculamos o valor de $C(r_i)$ de acordo com a eq. 3.6. Fizemos 100000 iterações destas distribuições aleatórias de galáxias de campo, e excluindo valores de $C(r_i) > 1$ ou $C(r_i) < 0$, obtivemos a completeza em função do raio apresentada na Fig. 4.1.

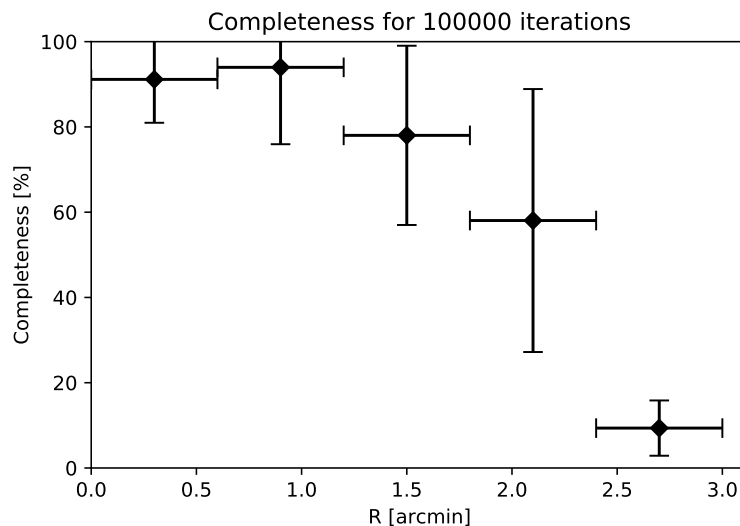


Figura 4.1 – Valores de completeza para o i -ésimo *bin* radial e suas incertezas.

Destacamos uma grande incerteza nos valores de completeza e valores gradativamente menores conforme vamos nos afastando do centro, indicando possível escassez de objetos observados. Temos como resultado uma completeza de $\sim 90\%$ para os objetos mais centrais. ($R < 1'$).

4.2 Estrutura do objeto lente

Com base na metodologia exposta no capítulo 3, podemos fazer uma análise da distribuição das galáxias no espaço de velocidade ao longo da linha de visada para obter uma primeira ideia da natureza do objeto de grande escala. Como os corpos centrais da lente têm *redshift* de ~ 0.6 , coletamos apenas os objetos cujo *redshift* está na faixa de $\Delta cz \sim 3600 \text{ km s}^{-1}$, sendo essa a faixa de todos os objetos próximos o suficiente das galáxias centrais com alta probabilidade de pertencer à estrutura.

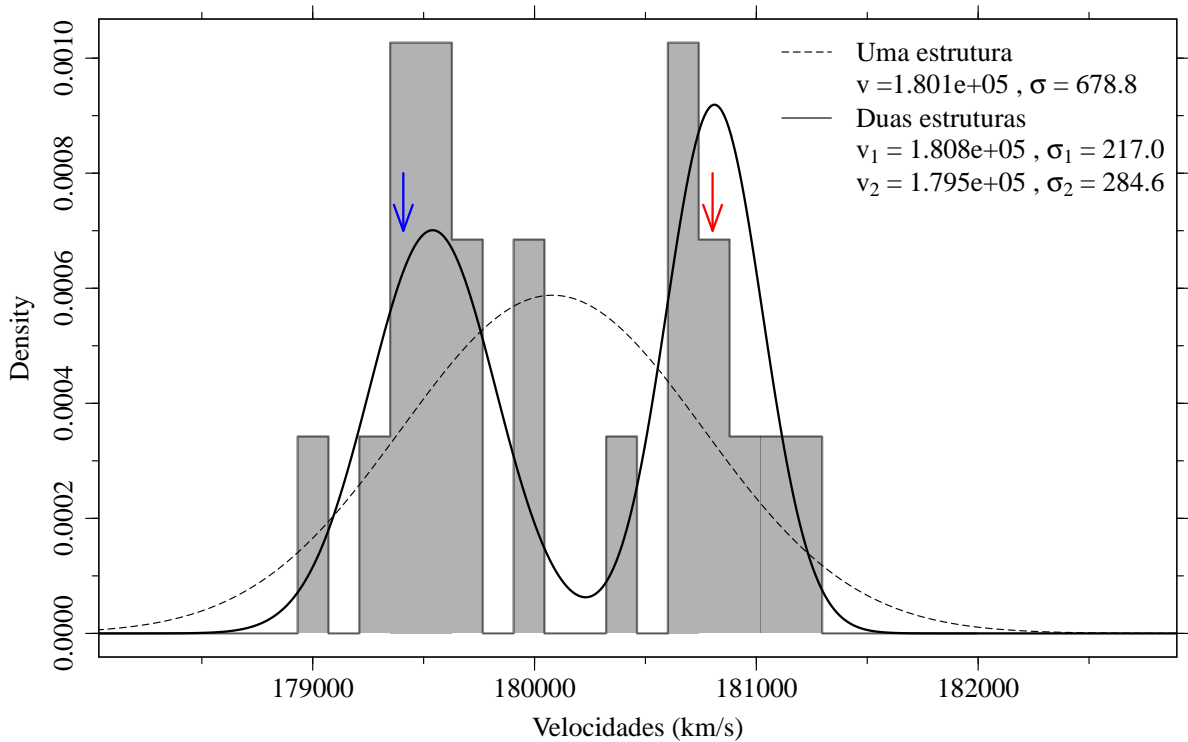


Figura 4.2 – Distribuição de velocidades das galáxias na faixa de $z = (0,596 - 0,608)$, ajustamos dois modelos supondo uma distribuição unimodal ou bimodal. Também apresentamos a média e o desvio padrão de cada modelo, bem como a localização das galáxias centrais no espaço de velocidade, sendo a seta azul o QSO e a vermelha o ETG.

Como demonstrado na Fig. 4.2, há uma bimodalidade muito clara na distribuição de velocidades, o que indica a possibilidade de que duas estruturas diferentes ao longo da linha de visada sejam responsáveis pelo efeito de lente observado. Podemos analisar melhor a distribuição usando o indicador de bimodalidade (eq. 3.2). Com este indicador, obtemos $d = 2.1$ e, portanto, concluímos que o objeto lente em ~ 0.6 é constituído por duas estruturas separadas e não um único grupo.

Nesta etapa também realizamos a inspeção do espectro da galáxia central candidata a QSO, e concluímos, com base nas largura de suas linhas de emissão em $H\beta$ e $H\gamma$ que realmente se tratava de um quasar. Na seção 4.4 mostramos mais detalhadamente as linhas de emissão.

4.3 Separação dos membros do objeto lente

Dado que estamos tratado de duas estruturas, é necessário separar quais das galáxias observadas estão localizadas no grupo em mais alto z e quais estão no grupo em mais baixo z . Para isso utilizamos dos métodos de seleção de membros descritos nas seções 3.2.1 e 3.2.2.

Primeiramente usando do algoritmo Mclust, fixamos o número de *clusters* possíveis em dois e restringimos o processo de agrupamento para encontrar os *clusters* no espaço $dec - z$, descobrimos que o melhor modelo para a amostra é o modelo com volume e forma iguais e orientação nos eixos de coordenadas, ou seja, um modelo (EEI). Na Fig. 4.3 temos o resultado do algoritmo EM, nele vemos as projeções do espaço tridimensional da distribuição de galáxias e as Gaussianas demarcando as localizações de dois agrupamentos bem definidos com uma divisão clara no espaço de *redshift*. Na Fig. 4.4 temos os mesmos resultados, porém com as incertezas da classificação.

A limitação do algoritmo ao espaço $dec - z$ se justifica pois a escolha entre ra e dec é arbitrária, de forma que o resultado final não é afetado se utilizamos o espaço $ra - z$ ou $dec - z$, o espaço do *redshift* é necessário pois é neste espaço que observamos a separação entre as duas estruturas. Enfatizamos que as duas galáxias mais a direita no espaço $dec - z$ (dec no eixo vertical e z no eixo horizontal) na Fig. 4.3 com *redshift* ($z > 0,606$) podem não pertencer ao grupo. Isto pois uma vez que limitamos o número de aglomerados para dois, e que as galáxias devem, necessariamente, pertencer a uma das duas estruturas, o algoritmo as classifica no grupo de mais alto z independentemente se estão próximas o suficiente para pertencer a estrutura. Dado as classificações, usamos o GBE para calcular os valores de dispersão de velocidade dos grupos, que são $\sigma(v)_{ETG} = 388,7 \text{ km s}^{-1}$ e $\sigma(v)_{QSO} = 316,1 \text{ km s}^{-1}$, valores típicos de dispersão de velocidades de grupos de galáxias.

Usamos também para a mesma análise o formalismo de Wilman et al. (2005). Primeiro,

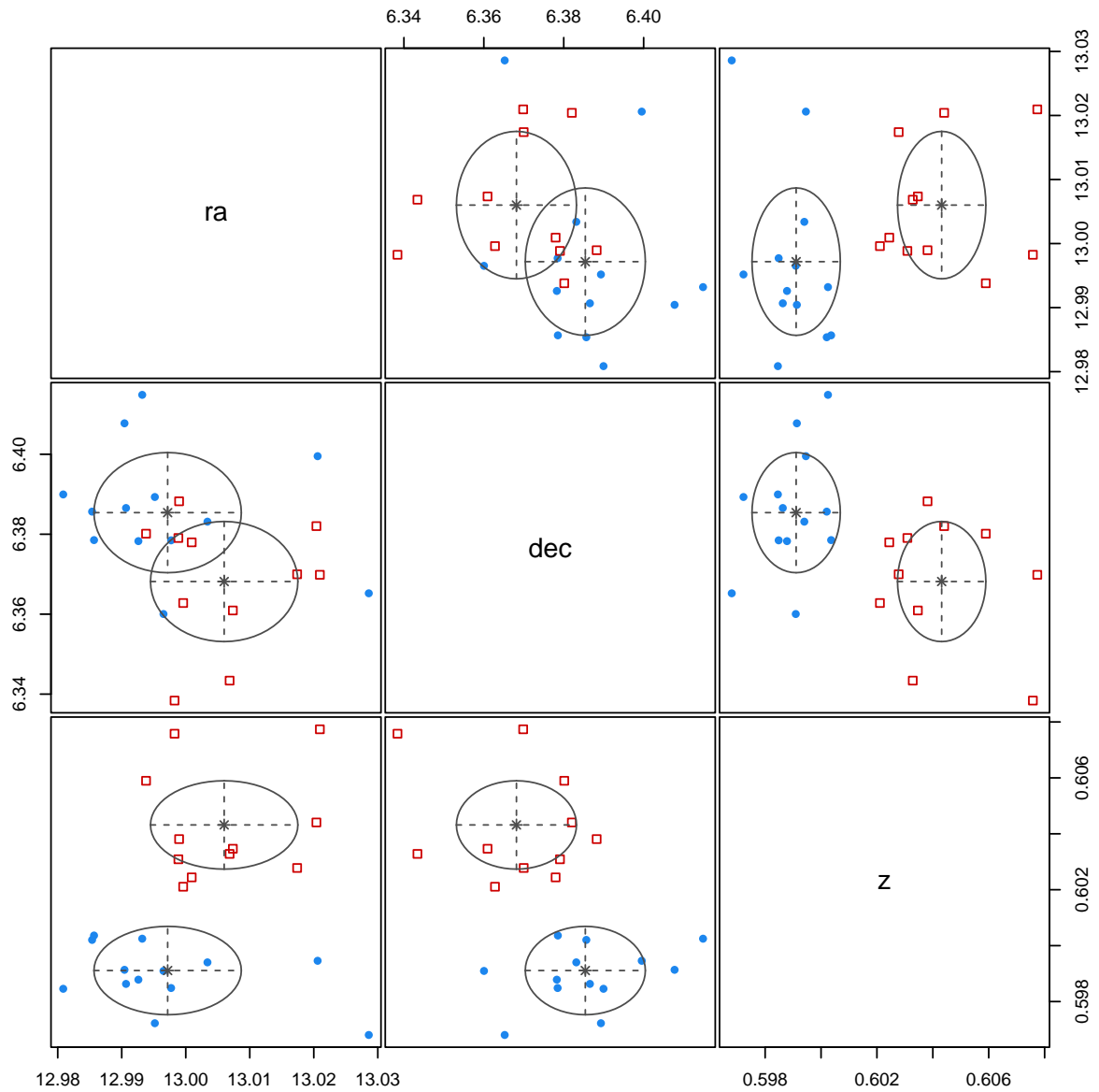


Figura 4.3 – Projeções do espaço tridimensional da distribuição de galáxias mostrando os resultados obtidos com o Mclust; em azul, o primeiro grupo classificado, que inclui QSO; em vermelho, o segundo grupo classificado, que inclui ETG. As elipses demonstram a forma, orientação e volume das Gaussianas. Ra e dec estão em graus ($^{\circ}$).

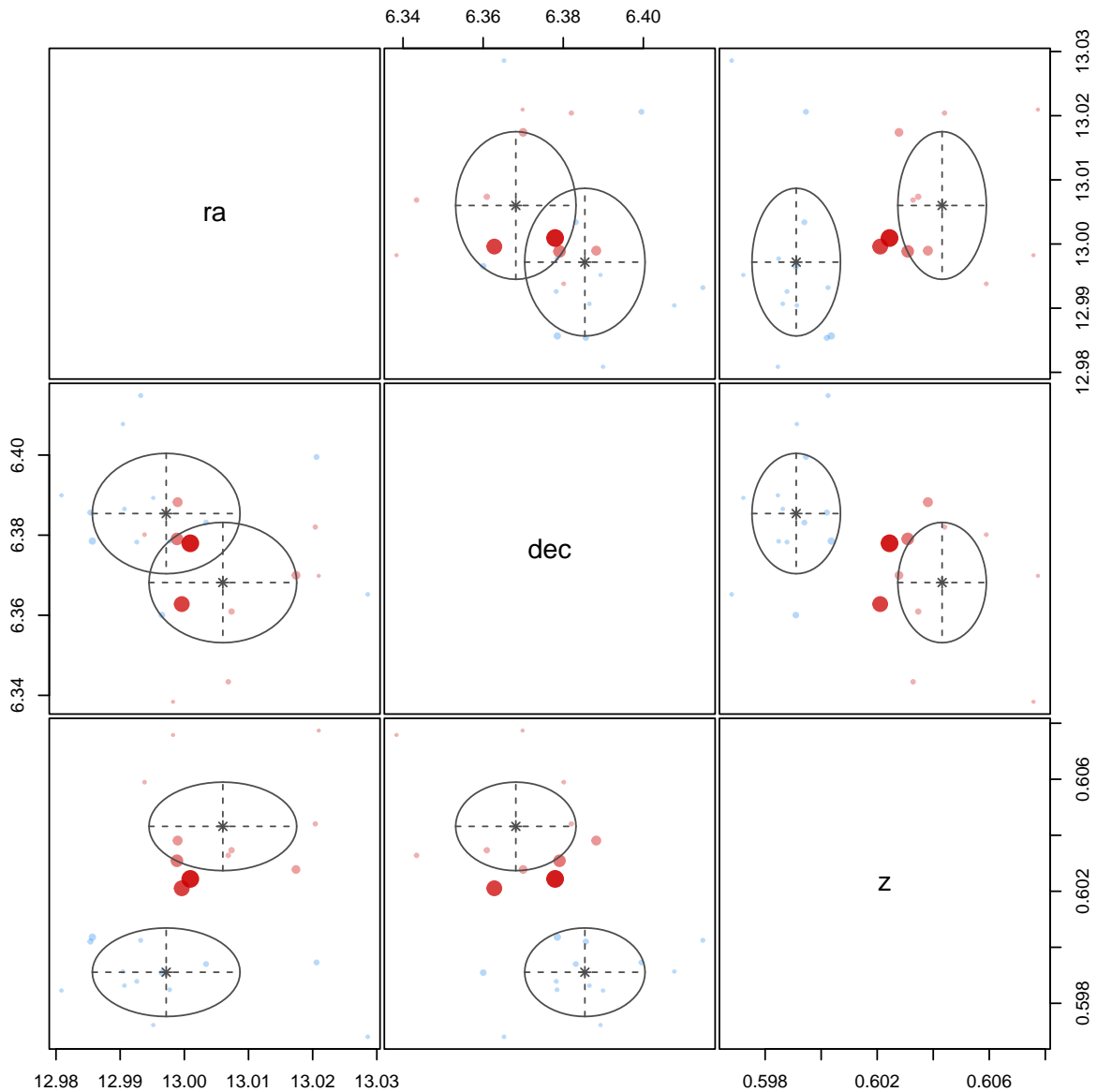


Figura 4.4 – Figura semelhante a Fig. 4.3 com as incertezas das classificações de cada galáxia, quanto maior o ponto maior a incerteza.

cada um dos grupos foi definido para estar na localização de sua respectiva galáxia central e de acordo com a Eq.3.3 inicializamos o algoritmo com uma dispersão de velocidade inicial de $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$ para ambos os grupos. A Fig. 4.5 demonstra o processo iterativo realizado com os grupos observados.

Na Fig. 4.5, no caso do grupo centrado na ETG a distância máxima projetada é constante durante todo o processo iterativo, pois não há alteração no número de galáxias em seu interior. No entanto, o cilindro de *redshift* varia substancialmente, descartando as galáxias de *redshift* mais alto na amostra, considerando que não fazem parte do grupo.

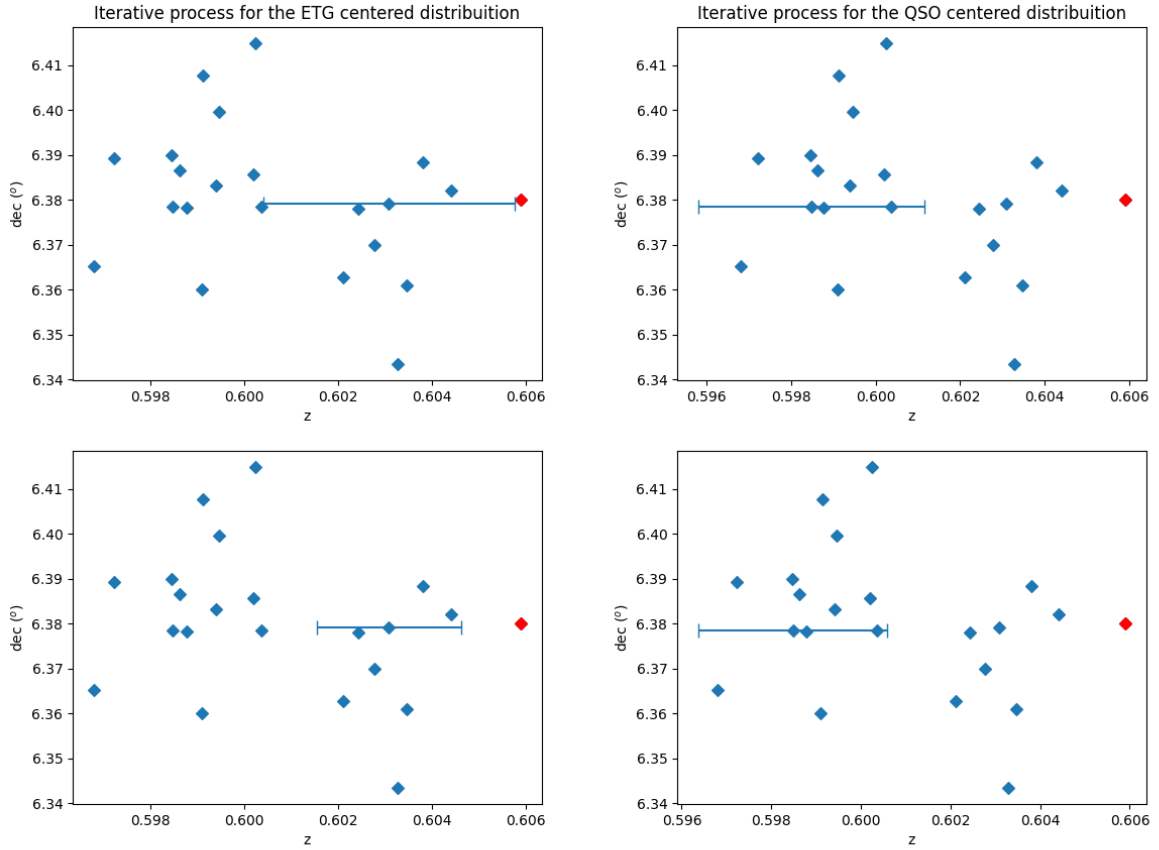


Figura 4.5 – Distribuição das galáxias no plano declinação vs. *redshift*. Na esquerda temos os estados iniciais e finais para a grupo centrado na ETG, a barra azul indicada o intervalo δz_{max} (eq. 3.4) inicial. O painel inferior mostra δz_{max} final após 2 interações. No painel a direita a mesma coisa, mas para o grupo centrado no QSO, a diferença entre o painel final e inicial é também de 2 interações. A intervalo de distância espacial $\delta \theta_{max}$ não é mostrada pois não há variação do número de galáxias envolvidas, ou seja, podemos considerar que todas as galáxias no δz_{max} também estão no $\delta \theta_{max}$. A galáxia em vermelho foi aceita pelo algoritmo do Mclust, porém não foi aceita por este procedimento.

No caso do grupo centrado no QSO a distância máxima projetada também permanece constante e não há mudanças substanciais no número de galáxias dentro da distância de *redshift*. Os valores finais para a dispersão de velocidade por meio desse método, calculados com o GBE, são $\sigma(v)_{ETG} = 229,9 \text{ km s}^{-1}$ e $\sigma(v)_{QSO} = 316,1 \text{ km s}^{-1}$.

Por ambos os métodos, as duas galáxias em $z > 0,606$ citadas anteriormente tem probabilidade muito baixa de pertencer ao grupo, sendo rejeitadas por uma grande margem. Mas não podemos descartar com certeza a galáxia mais próxima do limite máximo de z da primeira iteração (em vermelho na Fig. 4.5), dada a sua proximidade e também porque ela foi aceita pelo algoritmo MClust. Portanto, avançamos assumindo duas configurações de grupo possíveis: com a galáxia em vermelho - (método Mclust) e sem (formalismo de Wilman et al.).

4.4 Cinemática das galáxias centrais

Para determinar a cinemática das duas galáxias centrais aplicamos o método PPXF, descrito na seção 3.4 nos espectros das galáxias centrais. Na Figs. 4.6 e Fig. 4.7 temos os resultados do PPXF obtidos para os espectros da ETG do QSO, respectivamente.

Com o PPXF podemos estimar a dispersão de velocidade σ_{\star} e massa estelar M_{\star} das galáxias centrais. Para a ETG, encontramos $\sigma_{ETG\star} = 314 \text{ km s}^{-1}$ e $M_{ETG\star} = 4.92 \times 10^{11} M_{\odot}$ e para o QSO temos $\sigma_{QSO\star} = 167 \text{ km s}^{-1}$ e massa estelar $M_{QSO\star} = 1.14 \times 10^{11} M_{\odot}$. Ressaltamos que estes valores de massa estelar vêm da população estelar e não dos valores de dispersão de velocidades estelar. O PPXF também permite ajustar componentes de gás dos espectros junto com a componente estelar, e assim determinar o σ das linhas de emissão. Ao ajustamos o espectro da QSO, consideramos duas componentes de gás, e encontramos $\sigma = 218 \text{ km s}^{-1}$ para a componente estreita e $\sigma = 1730 \text{ km s}^{-1}$ para a componente larga, indicando que o objeto realmente é um QSO.

4.5 Massa virial dos grupos

Para determinar a massa dos dois grupos, aplicamos a equação da massa virial 3.10 e, considerando as duas possíveis distribuições de galáxias para os grupos, como exposto

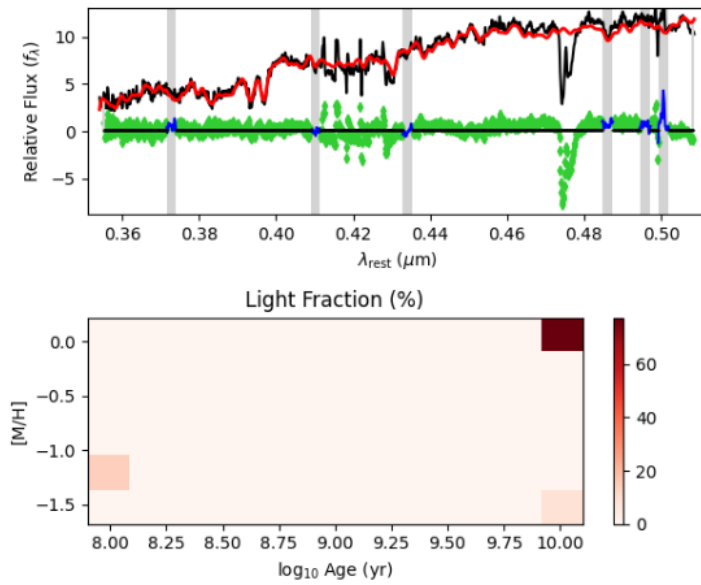


Figura 4.6 – Resultado do algoritmo PXP para o espectro da ETG. No painel superior temos o espectro extraído em preto sobreposto pelo espectro modelado em vermelho, abaixo no mesmo painel temos o resíduo deste modelamento em verde com as partes que foram mascaradas no processo de ajuste em azul. No painel inferior temos as contribuições percentuais em luminosidade dos modelos de populações estelares utilizados no ajuste separados em idade da população estelar e metalicidade.

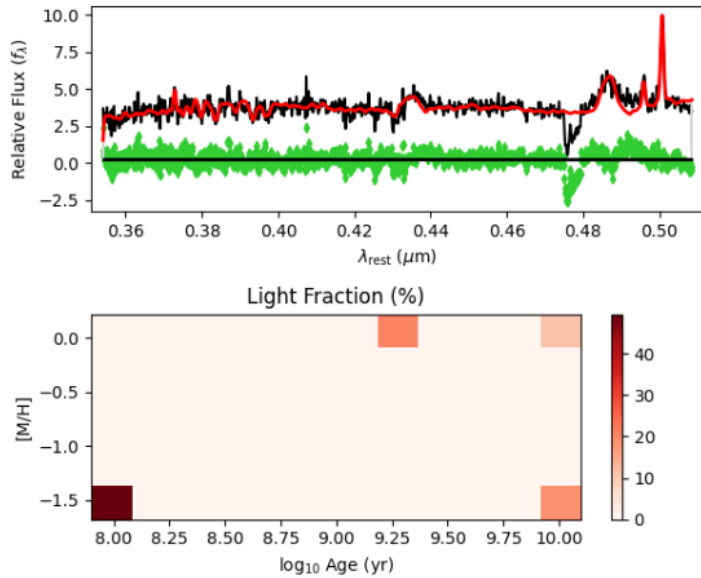


Figura 4.7 – O mesmo que a Fig. 4.6, porém para o QSO.

na seção 4.3, obtemos os valores na Tabela 1 para os dois grupos.

Estes valores de massa estão condizentes com a massa de grupos de galáxias na literatura, como o exposto no capítulo 1.

Tabela 1 – Massa de cada um dos grupos calculada pela equação da massa virial nas duas configurações possíveis para o grupo centrado no ETG.

Método	Centro do Grupo	Massa (M_{\odot})
Mclust	ETG	$(8.6 \pm 0.2) \times 10^{12}$
	QSO	$(9.6 \pm 0.1) \times 10^{12}$
Método de Wilman et al.	ETG	$(3.4 \pm 0.1) \times 10^{12}$
	QSO	$(9.6 \pm 0.1) \times 10^{12}$

4.6 Modelo de Interação

Para investigar uma possível interação entre os dois grupos, aplicamos a metodologia da seção 3.6 e resolvemos o sistema de equações 3.11 com auxílio das eqs. 3.14. Na Fig. 4.8 apresentamos a solução obtida, representada pela curva preta do ângulo α em função da velocidade relativa V_r . Apresentamos também o limite de ligação determinado pela equação 3.15 em vermelho e marcamos a velocidade relativa medida para o nosso sistema como a reta vertical azul. Concluimos que existe a possibilidade de interação para o valor de V_r medido, pois a reta vertical azul cruza a curva preta em dois pontos e estes pontos estão dentro dos limites determinados pela equação 3.15, de forma que são soluções ligadas.

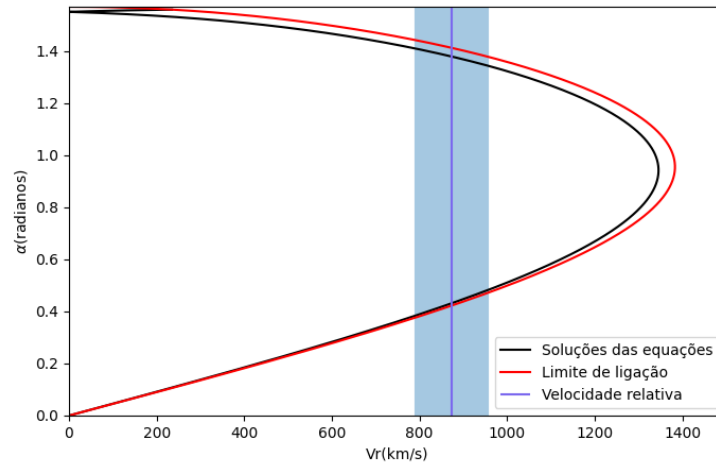


Figura 4.8 – A curva V_r - α dada pelo modelo de dois corpos e $R_p = 0.032$, $t = 2.5 \times 10^{17}$ s. A curva vermelha é definida pela equação 3.15 e demonstra o limite de velocidades relativas possíveis para as quais uma solução ligada pode ser considerada. Podemos ver que há duas soluções possíveis para esse sistema. A reta vertical azul demarca a velocidade relativa medida no nosso sistema $V_r = (873 \pm 85) \text{ km s}^{-1}$.

Também, com base na eq. 3.16 calculamos a probabilidade do nosso sistema estar em

um estado gravitacionalmente ligado, i. e., em interação. Para o caso do nosso sistema com membros determinados segundo o método de Wilman et al. (veja seção 3.2.2), $\alpha_1 = 0.520$ e $\alpha_2 = 1.343$. Com base nestes valores, estimamos que a probabilidade do grupo estar ligado é de 47%. Para o caso do nosso sistema com membros determinados pelo método Mclust (veja seção 3.2.1), $\alpha_1 = 0.423$ e $\alpha_2 = 1.41$. Com base nestes valores, a probabilidade do grupo estar ligado é de 58%. Desta forma, vemos que há uma possibilidade não desprezível de interação entre os grupos constituintes do objeto lente.

5 Conclusões

Neste trabalho de conclusão de curso, discutimos a importância do estudo de formação e evolução de galáxias e como o ambiente pode impactar estes processos. Dessa forma, se faz necessário o estudo destes ambientes e como eles evoluem. Neste trabalho analisamos os grupos de galáxias que constituem o objeto lente de HELMS18, para isso definimos diversos objetivos, primeiramente precisávamos estimar a completeza da amostra de galáxias observada, o que fizemos na seção 4.1, obtendo completeza de $\sim 90\%$ para as galáxias mais centrais ($R < 1'$). Além disso queríamos confirmar a natureza da QSO central e determinar as galáxias membro da lente, o que cumprimos na seção 4.2, onde encontramos que o objeto lente é constituído de dois grupos de galáxias, cada um centrado em sua respectiva galáxia central (ETG e QSO).

Deste resultado, nos deparamos com a necessidade de separar as galáxias observadas em dois grupos, uma vez que encontramos bimodalidade na distribuição de galáxias do objeto lente. Fizemos o agrupamento na seção 4.3 e conseguimos uma estimativa para o número de membros de ambos os grupos, com o número de galáxias do grupo centrado no QSO $N_{QSO} = 13$ e o número de galáxias do grupo centrado na ETG $N_{ETG} = 8$ ou 9 dependendo do método de agrupamento utilizado.

Destas estimativas do número de membros, calculamos a dispersão de velocidades dos grupos $\sigma(v)_{QSO} = 316,1 \text{ km s}^{-1}$ e $\sigma(v)_{ETG} = 388,7$ ou $229,9 \text{ km s}^{-1}$ dependendo do método de agrupamento. Na seção 4.4 calculamos as massas estelares e dispersão de velocidades estelares de ambas as galáxias centrais. Para a ETG $\sigma_{ETG\star} = 314 \text{ km s}^{-1}$ e $M_{ETG\star} = 4.92 \times 10^{11} M_{\odot}$ e para o QSO $\sigma_{QSO\star} = 167 \text{ km s}^{-1}$ e $M_{QSO\star} = 1.14 \times 10^{11} M_{\odot}$.

Dado isto, pudemos partir para o próximo objetivo, determinar a massa do objeto lente, onde assumindo equilíbrio virial, a determinamos na seção 4.5 com a massa do grupo $M_{QSO} = (9.6 \pm 0.1) \times 10^{12} M_{\odot}$ e $M_{ETG} = (8.6 \pm 0.2) \times 10^{12}$ ou $(3.4 \pm 0.1) \times 10^{12} M_{\odot}$, também dependendo do método de agrupamento. Por fim, também possuíamos como intenção calcular a probabilidade de interação entre os grupos constituintes do objeto lente. Tal tarefa foi realizada na seção 4.6 com o uso de um modelo de dois corpos onde

dada as massas, avaliamos a probabilidade de ambos os grupos estarem em interação e estimamos que há 47% ou 58% de chance dos objetos estarem em processo de fusão, dependendo do método de agrupamento escolhido.

Ao longo deste trabalho nos deparamos com algumas limitações. Nas previsões iniciais da amostra, estimávamos obter em torno de 30 - 40 membros do objeto lente, assumindo que este se encontrava em uma estrutura unimodal. A partir do momento que a estrutura possui dois picos de densidade, a qualidade de qualquer análise estatística fica prejudicada pelo baixo número de membros em cada um dos grupos. Além disto, na seção 4.5 assumimos equilíbrio virial para o cálculo da massa de ambos os grupos, o que pode não ser verdade uma vez que estes podem estar em processo de fusão e, portanto, fora do regime equilíbrio virial.

Como perspectivas futuras para este trabalho, pretendemos utilizar as informações aqui produzidas, como a distribuição de galáxias do objeto lente, massa e *redshift* das galáxias centrais para melhorar os modelos de lente já existentes do sistema HELMS18, obtendo uma descrição mais completa da distribuição de massa da lente.

Ademais, com as informações obtidas neste estudo, pode-se estudar mais a fundo o objeto lente com o conhecimento da bimodalidade da distribuição de galáxias, procurando mais membros possíveis de ser observados em regimes mais fracos de magnitude, de forma a se obter valores de massa e dispersão de velocidades mais robustos.

Referências

- Amvrosiadis A., et al., 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 475, 4939
- Ascaso B., et al., 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452, 549
- Bartelmann M., Schneider P., 2001, *Physics Reports*, 340, 291
- Beers T. C., Geller M. J., Huchra J. P., 1982, *The Astrophysical Journal*, 257, 23
- Beers T. C., Flynn K., Gebhardt K., 1990, *Astronomical Journal* (ISSN 0004-6256), vol. 100, July 1990, p. 32-46., 100, 32
- Bekki K., 1998, *The Astrophysical Journal*, 510, L15
- Bergamini P., et al., 2023, *A&A*, 670, A60
- Berrington R. C., Lugger P. M., Cohn H. N., 2002, *The Astronomical Journal*, 123, 2261
- Binggeli B., Sandage A., Tammann G., 1985, *Astronomical Journal* (ISSN 0004-6256), vol. 90, Sept. 1985, p. 1681-1759. SNSF-supported research., 90, 1681
- Blanton M. R., et al., 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 28
- Boselli A., et al., 2019, *Astronomy & Astrophysics*, 631, A114
- Brough S., et al., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 435, 2903
- Bussmann R., et al., 2013, *The Astrophysical Journal*, 779, 25
- Cappellari M., 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 466, 798
- Combes F., et al., 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 538, L4
- Conley A., et al., 2011, *The Astrophysical Journal Letters*, 732, L35
- Cooray A., 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 365, 842
- Davies J. I., Roberts S., Sabatini S., 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 356, 794

- Dressler A., 1980, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 236, Mar. 1, 1980, p. 351-365., 236, 351
- Dressler A., et al., 1997, *The Astrophysical Journal*, 490, 577
- Dye S., et al., 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 476, 4383
- Eales S., et al., 2010, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122, 499
- Eke V. R., et al., 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, 866
- Fu H., et al., 2012, *The Astrophysical Journal*, 753, 134
- Furlanetto C., et al., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432, 73
- Gavazzi R., et al., 2011, *The Astrophysical Journal*, 738, 125
- Gladders M. D., Yee H., 2000, *The Astronomical Journal*, 120, 2148
- Govoni F., Feretti L., 2004, *International Journal of Modern Physics D*, 13, 1549
- Gunn J. E., Gott III J. R., 1972, *Astrophysical Journal*, vol. 176, p. 1, 176, 1
- Hester J., 2006, *The Astrophysical Journal*, 647, 910
- Hickson P., 1982, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 255, Apr. 15, 1982, p. 382-391. Research supported by the Natural Sciences and Engineering Research Council of Canada., 255, 382
- Holzmann H., Vollmer S., 2008, *AStA Advances in Statistical Analysis*, 92, 57
- Kawata D., Mulchaey J. S., 2007, *The Astrophysical Journal*, 672, L103
- Kim S., et al., 2014, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 215, 22
- Kurtz M. J., Mink D. J., 1998, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 110, 934
- Larson R. B., Tinsley B. M., Caldwell C. N., 1980, *The Astrophysical Journal*, 237, 692
- Liu A., et al., 2022, *Astronomy & Astrophysics*, 661, A2
- Lotz J. e., et al., 2017, *The Astrophysical Journal*, 837, 97

- Lupu R., et al., 2012, *The Astrophysical Journal*, 757, 135
- Macario G., Markevitch M., Giacintucci S., Brunetti G., Venturi T., Murray S. S., 2011, *The Astrophysical Journal*, 728, 82
- Maia M., da Costa L. N., 1990, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 352, April 1, 1990, p. 457-465., 352, 457
- Malumuth E. M., Richstone D. O., 1984, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 276, Jan. 15, 1984, p. 413-422., 276, 413
- Maresca J., et al., 2022, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 512, 2426
- Mei S., et al., 2007, *The Astrophysical Journal*, 655, 144
- Merritt D., 1983, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 264, Jan. 1, 1983, p. 24-48., 264, 24
- Merten J., et al., 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 417, 333
- Mihos C., 2003, arXiv preprint astro-ph/0305512
- Moore B., Katz N., Lake G., Dressler A., Oemler A., 1996, *nature*, 379, 613
- Moore B., Lake G., Katz N., 1998, *The Astrophysical Journal*, 495, 139
- Muñoz R., et al., 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 552, A80
- Nascimento R., Ribeiro A., Trevisan M., Carrasco E., Plana H., Dupke R., 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 460, 2193
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D., 1997, *The Astrophysical Journal*, 490, 493
- Nayyeri H., et al., 2016, *The Astrophysical Journal*, 823, 17
- Negrello M., et al., 2010, *science*, 330, 800
- Nightingale J., et al., 2021, arXiv preprint arXiv:2106.01384
- Nulsen P., Böhringer H., 1995, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 274, 1093
- Oliver S., et al., 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 424, 1614

- Peng Y., Maiolino R., Cochrane R., 2015, *Nature*, 521, 192
- Pettini M., King D. L., Smith L. J., Hunstead R. W., 1997, *The Astrophysical Journal*, 478, 536
- Planck Collaboration et al., 2021, Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters (arXiv:1807.06209)
- Planelles S., Quilis V., 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 399, 410
- Plionis M., Basilakos S., Ragone-Figueroa C., 2006, *The Astrophysical Journal*, 650, 770
- Poggianti B. M., et al., 2017, *The Astrophysical Journal*, 844, 48
- Poole G. B., Babul A., McCarthy I. G., Sanderson A., Fardal M. A., 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 391, 1163
- Postman M., et al., 2012, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 199, 25
- Ravindranath S., et al., 2006, *The Astrophysical Journal*, 652, 963
- Robotham A., Phillipps S., De Propris R., 2008, *The Astrophysical Journal*, 672, 834
- Robotham A., Phillipps S., De Propris R., 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 403, 1812
- Robotham A. S., et al., 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 416, 2640
- Russell H., et al., 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 444, 629
- Sanders R. H., 2010, *The dark matter problem: a historical perspective*. Cambridge University Press
- Santini P., et al., 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 504, 751
- Schneider P., 2006, *Extragalactic astronomy and cosmology: an introduction*. Vol. 146, Springer
- Scrucca L., Fop M., Murphy T. B., Raftery A. E., 2016, *The R journal*, 8, 289

- Smith R., Sanchez-Janssen R., Fellhauer M., Puzia T. H., Aguerri J., Farias J.-P., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 429, 1066
- Springel V., 2005, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 364, 1105
- Springel V., et al., 2005, *nature*, 435, 629
- Sun M., Voit G., Donahue M., Jones C., Forman W., Vikhlinin A., 2009, *The Astrophysical Journal*, 693, 1142
- Szalay A. S., Gray J., Thakar A. R., Kunszt P. Z., Malik T., Raddick J., Stoughton C., Vandenberg J., 2002, in *Proceedings of the 2002 ACM SIGMOD international conference on Management of data*. pp 570–581
- Taranu D. S., Dubinski J., Yee H., 2013, *The Astrophysical Journal*, 778, 61
- Tempel E., Tuvikene T., Kipper R., Libeskind N. I., 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 602, A100
- Tergolina M., 2020
- Tully R. B., Shaya E. J., 1984, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 281, June 1, 1984, p. 31-55., 281, 31
- Van Weeren R., Brüggen M., Röttgering H., Hoeft M., 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 418, 230
- Van der Marel R. P., Fardal M., Besla G., Beaton R. L., Sohn S. T., Anderson J., Brown T., Guhathakurta P., 2012, *The Astrophysical Journal*, 753, 8
- Verdugo T., et al., 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 595, A30
- Warren S., Dye S., 2003, *The Astrophysical Journal*, 590, 673
- Werner S., et al., 2023, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 519, 2630
- Wilman D., Balogh M., Bower R., Mulchaey J., Oemler Jr A., Carlberg R., Morris S., Whitaker R., 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358, 71
- Yang H., Malhotra S., Rhoads J. E., Wang J., 2017, *The Astrophysical Journal*, 847, 38

-
- Yuan Q.-R., Yan P.-F., Yang Y.-B., Zhou X., 2005, Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics, 5, 126
- Zitrin A., Broadhurst T., Barkana R., Rephaeli Y., Benítez N., 2011, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 410, 1939
- ZuHone J., 2011, The Astrophysical Journal, 728, 54
- van Dokkum P. G., 2001, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 113, 1420–1427

A Dados observacionais

RA (°)	DEC (°)	magPetro_g	magPetro_r	magPetro_i	specZ	specZErr
13.02685	6.39838	26.37356	24.28803	21.01732	0.6344887	1.973765E-4
13.00899	6.41421	22.02283	21.51843	21.03408	0.6353635	1.632796E-4
12.99698	6.41944	22.68313	20.76422	20.70848	0.3368665	2.733558E-4
12.9932	6.41486	24.93777	21.59437	20.7998	0.6002482	1.617429E-4
13.04264	6.36182	24.2345	22.85516	21.80519	0.4781583	1.368384E-4
13.01408	6.37948	22.74212	21.33263	21.6468	0.4988373	2.155158E-4
13.02095	6.36985	22.99558	23.29577	22.18319	0.6077378	3.034433E-4
12.99896	6.38824	23.42805	21.06647	21.04126	0.6038101	1.529671E-4
13.00531	6.37899	23.84358	22.54189	21.11494	0.3951963	1.20917E-4
*12.99885	6.37906	23.1429	20.26027	19.1871	0.6025013	1.174119E-4
12.96767	6.34843	23.40624	22.26447	22.4558	0.428757	2.020398E-4
12.97546	6.34782	20.96975	20.20819	19.94669	0.4916713	2.897671E-4
12.96639	6.36844	20.94095	20.01493	19.75756	0.4020256	3.086135E-4
12.99825	6.33839	23.73492	22.38544	21.17258	0.6075796	1.586331E-4
12.99701	6.34166	20.19251	18.9495	18.38305	0.2594136	0.005686501
12.96761	6.37354	23.61136	22.20013	22.33209	0.6334907	2.126471E-4
13.00685	6.34338	22.7894	22.76987	21.71697	0.6032816	2.356297E-4
13.00533	6.35346	22.59877	21.35729	20.82806	0.4634855	0.01145409
12.9938	6.38013	22.24805	21.67191	20.87963	0.6058959	1.246995E-4
12.99652	6.36004	21.80865	20.9061	20.1167	0.5990953	2.297573E-4
12.9996	6.36279	25.1769	22.66866	21.35108	0.6021068	1.216644E-4
12.98537	6.38565	24.13358	22.46997	21.23985	0.6002041	2.5592E-4
12.97574	6.35047	21.5139	20.48417	20.13689	0.4709207	3.551342E-4
12.9569	6.36409	22.09608	22.07721	21.24112	0.337136	1.471685E-4
13.00736	6.36093	26.87677	22.19106	21.40498	0.6034649	7.293663E-5
13.04112	6.40864	21.83978	21.25569	20.92206	0.5001889	1.041387E-4
13.03191	6.35631	24.08593	21.48858	20.96255	0.5029389	4.243651E-5
13.02859	6.36522	23.60505	22.58351	21.33365	0.5968047	1.632496E-4
13.02923	6.39901	21.69256	20.49071	19.79233	0.634295	1.361573E-4
13.02513	6.37717	23.5061	22.62847	22.03378	0.5630524	1.598538E-4
13.02041	6.38203	22.31605	21.80388	20.43867	0.6044053	1.18202E-4
13.0174	6.36998	23.80949	21.7846	20.61529	0.602778	2.19778E-4
13.01594	6.37719	24.93729	21.15699	19.99569	0.545685	1.509403E-4
13.00947	6.37441	22.72671	21.4517	20.59662	0.4016141	8.315099E-5

RA (°)	DEC (°)	magPetro_g	magPetro_r	magPetro_i	specZ	specZErr
13.0087	6.39701	25.00169	22.72869	21.33431	0.6327831	1.889622E-4
13.00531	6.37478	24.25464	22.07875	21.39719	0.5461081	2.884144E-4
13.00093	6.37797	23.6112	23.0842	20.76506	0.6024411	1.84028E-4
12.95838	6.37328	21.41389	20.41284	19.89935	0.4911988	3.388678E-4
12.95787	6.37091	21.33237	20.24847	20.09617	0.3840188	3.765939E-4
12.96338	6.40349	20.37833	19.04175	18.65806	0.4710812	1.156992E-4
12.9647	6.37289	22.96612	21.69807	21.51998	0.6349283	8.58594E-5
12.96984	6.38441	22.94673	21.77709	21.07029	0.5719777	1.265273E-4
12.97381	6.38939	22.15556	21.9249	22.7585	0.2591282	2.52975E-4
12.97201	6.39154	20.72925	19.6515	19.2505	0.4022355	1.245195E-4
12.97355	6.34666	20.81368	20.06223	19.99919	0.2382345	2.358965E-4
12.98086	6.38995	23.17041	21.91199	20.62681	0.5984566	2.218387E-4
12.98053	6.36708	22.02923	20.9368	20.21882	0.4896817	7.75468E-5
12.98701	6.41054	22.65218	22.01938	20.50792	0.6350467	1.139079E-4
12.98567	6.37853	21.58701	21.1104	20.1023	0.6003614	5.591169E-4
12.99043	6.40774	24.41696	22.73161	21.44434	0.5991349	1.061726E-4
12.97555	6.39354	21.44532	20.28614	20.15373	0.402481	1.776562E-4
12.99067	6.38655	23.01902	21.3134	20.06723	0.5986312	1.970537E-4
12.9926	6.37827	24.43672	22.07837	21.18227	0.5987825	1.417314E-4
12.99517	6.38931	21.50274	20.8009	20.41861	0.5972244	3.118157E-4
12.95706	6.40226	23.82446	22.20502	22.19134	0.6336433	3.127831E-4
13.02942	6.39915	-	-	-	0.6349935	1.568639E-4
13.0206	6.39952	23.88686	22.60088	21.74878	0.5994581	5.769306E-5
*12.99771	6.37847	20.20311	19.91037	19.523	0.5995880	3.715904E-4
13.01781	6.36349	21.91188	20.34001	19.77795	1.092918	2.823954E-4
12.95795	6.37094	-	-	-	0.3841043	7.388445E-5
12.9585	6.37326	-	-	-	0.4895116	3.261923E-4
12.98074	6.36707	-	-	-	0.4897129	9.775859E-5
12.9701	6.3844	-	-	-	0.4699814	1.968598E-4
13.01632	6.34974	23.13249	21.33959	20.91415	0.4734385	3.124058E-4
13.03444	6.36739	22.72179	23.37988	21.92809	0.4880177	3.564132E-4
13.00339	6.38314	23.02442	22.36374	21.0303	0.5994014	1.45148E-4
12.96618	6.36844	-	-	-	0.4017981	6.529184E-4
12.95477	6.40199	19.8763	19.27308	19.07196	0.4709559	2.322106E-4
12.97554	6.35049	-	-	-	0.4705712	1.013835E-4
12.95857	6.40012	23.09583	21.62274	21.18176	0.4696161	3.619875E-4

Tabela 2 – Tabela das principais características das galáxias observadas. As estrelas marcam as galáxias centrais dos grupos, vermelho para ETG e azul para o QSO.