

ESTUDO DE GALÁXIAS EM DOIS CANDIDATOS A PROTOAGLOMERADO  
EM  $z > 2$  NO COSMOS/ULTRAVISTA COM O GEMINI/GMOS

Luiz Felipe Melo de Menezes

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Orientador(a): Dr. Roderik Overzier

Rio de Janeiro  
Janeiro de 2019

"ESTUDO DE GALÁXIAS EM DOIS CANDIDATOS A PROTOAGLOMERADO  
EM  $z > 2$  NO COSMOS/ULTRAVISTA COM O GEMINI/GMOS"

LUIZ FELIPE MELO DE MENEZES

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

Aprovada por:



---

Dr. Roderik Adriaan Overzier – ON/MCTIC  
(Orientador)



---

Dr. Marcio Antonio Geimba Maia – ON/MCTIC



---

Dr. Paulo Afranio Augusto Lopes – OV/UFRJ

RIO DE JANEIRO – BRASIL

17 DE DEZEMBRO DE 2018

Melo de Menezes, Luiz Felipe

ESTUDO DE GALÁXIAS EM DOIS CANDIDATOS  
A PROTOAGLOMERADO EM  $z > 2$  NO  
COSMOS/ULTRAVISTA COM O GEMINI/GMOS/Luiz  
Felipe Melo de Menezes. – Rio de Janeiro: ON, 2019.

??, 82 p.: il.; 29,7cm.

Orientador(a): Roderik Overzier

Dissertação (mestrado) – ON/Programa de Pós-  
graduação em Astronomia, 2019.

Referências Bibliográficas: p. 71 – 75.

1. protoaglomerados de galáxias. 2.  
COSMOS/UltraVISTA. 3. espectroscopia. 4. alto  
*redshift*. I. , . II. Observatório Nacional, Programa de  
Pós-graduação em Astronomia. III. Título.

# Agradecimentos

Em primeiro lugar, quero agradecer a todos que me apoiaram e incentivaram. Sem vocês, este momento não teria sido possível.

Ao Roderik, que aceitou prontamente me orientar e sempre me auxiliou quando tive dificuldades. De todas as dúvidas que manifestei, não houve uma única em que ele não tenha me ajudado. Agradeço muito pelo suporte e pela paciência que teve comigo ao longo de todos estes meses.

Ao meu núcleo familiar e à minha companheira de vida. Aos meus pais, que sempre me estimularam a seguir o meu sonho, conversam comigo nos momentos de incerteza e são tão compreensivos. Ao meu irmãozinho, que com seu coração maravilhoso e inocente, faz com que eu sempre deseje ir além e busque me tornar uma pessoa melhor. À minha futura esposa Ju, exemplo de ser humano e de profissional, que me apoia em todos os momentos, em quem me espelho e com quem quero passar o resto da minha vida. E também à minha gatinha Nick, que entre travessuras e poses engraçadas, faz com que eu me divirta bastante. Amo muito vocês!

Ao longo da minha trajetória, muitas pessoas entraram e saíram, mas as mais importantes permaneceram. Quero aqui expressar minha gratidão a elas. A Mariana e a Natália, que conheci ainda nos tempos de colégio e são minhas melhores amigas desde então, já há quase 15 anos. E ao Bruno e ao Claudio, meus grandes parceiros da época de UFRJ, com quem eu mais estudava e trocava conselhos. Desejo o melhor a vocês, e os quero sempre próximos de mim!

Aos meus amigos do ON, tanto da Astronomia quanto da Geofísica. Com toda a ansiedade que a área acadêmica proporciona, sobretudo em tempos obscuros para a ciência como este, é fundamental ter pessoas que te apoiem e ajudem no dia a dia. Sou grato a todos os meus colegas do observatório, mas três merecem uma atenção especial. Ana, Kristoffer e Larissa, mais do que companheiros de sala, vocês são grandes amigos que sempre me auxiliaram em programação e com conversas nos momentos de tensão. Tenho certeza de que terão um futuro brilhante pela frente, e levarei nossa amizade por toda a minha vida!

A todos os professores que já tive, incluindo aí os de colégio, curso de inglês, curso técnico, universidade e mestrado. Afinal de contas, apesar de não ser devidamente valorizada, trata-se de uma das mais belas e importantes profissões. Gostaria de

destacar aqui a professora Beth, com quem tive aulas de matemática do 6º ao 9º ano. Uma das educadoras mais didáticas que conheci, fez com que eu me apaixonasse pelas ciências exatas ainda na adolescência.

Ao corpo de funcionários do ON, desde o pessoal da limpeza, que garante nossas salas sempre arrumadas e café quentinho todos os dias, passando pela equipe do DTIN, que instalou todos os programas de que precisei em meu computador, até chegar a Giane e ao Bruno, que sempre me ajudaram com os problemas administrativos.

Por fim, ao ON, que me deu a oportunidade de trabalhar neste projeto, me fornecendo ainda uma mesa e um computador, e a CAPES, que tornou a realização desta etapa possível ao me conceder uma bolsa de mestrado.

Resumo da Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório Nacional como parte dos requisitos necessários para a obtenção do título de Mestre em Astronomia.

## ESTUDO DE GALÁXIAS EM DOIS CANDIDATOS A PROTOAGLOMERADO EM $z > 2$ NO COSMOS/ULTRAVISTA COM O GEMINI/GMOS

Luiz Felipe Melo de Menezes

Janeiro/2019

Protoaglomerados de galáxias, os progenitores dos aglomerados de galáxias, são laboratórios ideais para os estudos da agregação (*assembly*) da matéria escura e do processo de evolução galáctica. No entanto, apesar de sua importância, apenas uma amostra pequena e altamente heterogênea destas estruturas foi detectada até o momento. Em Chiang et al. (2014) é descrito como um mapeamento fotométrico nos  $1.62 \text{ deg}^2$  do campo COSMOS/UltraVISTA identificou 36 candidatos a progenitores da categoria mais massiva (tipo “Coma”) em  $z_{phot} \sim 1.5 - 3$ . Nosso trabalho concentrou-se no estudo de dois dos melhores candidatos, os quais estão localizados em  $z_{phot} = 2.24$  e  $2.48$ . Entre Janeiro de 2016 e de 2017, foram realizadas observações espectroscópicas de 172 galáxias nestas duas estruturas fazendo-se uso dos telescópios Gemini e dos instrumentos GMOS. Nessa dissertação, apresentaremos o processo de redução de dados e analisaremos os espectros 1D e 2D destas galáxias. Ao todo, detectamos linhas de emissão para 12 delas, e contínuo forte para outras 24. No entanto, como a razão S/N dos espectros com contínuo forte foi muito baixa, não pudemos identificar linhas de absorção neles, de forma que nossa pesquisa consistiu em um estudo das 12 fontes para as quais encontramos linhas de emissão. Inicialmente estimamos seus *redshifts* espectroscópicos e os comparamos aos *redshifts* fotométricos previamente catalogados, e realizamos uma análise de suas magnitudes. Em seguida, a partir de diagramas de diagnóstico de taxas de linhas de emissão do UV e imagens em raios-X do Chandra Observatory, estimamos quais delas possuíam núcleos ativos. Por fim, utilizando os fluxos das linhas de emissão detectadas, calculamos as taxas de formação estelar destas galáxias.

Abstract of the Dissertation presented to the National Observatory's Graduate Program in Astronomy as a partial fulfillment of the requirements for the degree of Master in Astronomy.

GEMINI/GMOS STUDY OF GALAXIES IN TWO PROTOCLUSTER  
CANDIDATES AT  $z > 2$  IN COSMOS/ULTRAVISTA

Luiz Felipe Melo de Menezes

January/2019

Protoclusters of galaxies, the progenitors of high-redshift galaxy clusters, are ideal laboratories to study dark matter assembly and galaxy evolution. However, despite of their importance, only a small and heterogeneous sample of these structures has been detected so far. Chiang et al. (2014) presented a photometric survey in the  $1.62 \text{ deg}^2$  COSMOS/UltraVISTA field and identified 36 “Coma”-type protocluster candidates at  $z_{phot} \sim 1.5 - 3$ . Our research focused on two of the best candidates, which are located at  $z_{phot} = 2.24$  and  $2.48$ . Between January 2016 and January 2017, spectroscopic observations of 172 galaxies in these two structures were performed using the Gemini telescopes and the GMOS instruments. In this thesis, we will present the data reduction process and analyze the 1D and 2D spectra of these galaxies. In total, we detected emission lines for 12 of them, and strong continuum for other 24. However, since the S/N ratio of the strong continuum spectra was very low, we could not identify absorption lines in them, so our research consisted in studying the 12 sources for which we found emission lines. We initially estimated their spectroscopic redshifts and compared them with the photometric redshifts from the literature, and analysed their magnitudes. Then, using diagnostic diagrams of UV emission lines rates and X-ray images from the Chandra Observatory, we estimated which of them had active nuclei. Finally, using the fluxes of the emission lines detected, we calculated the star formation rates of these galaxies.

# Sumário

<b>Lista de Figuras</b>	<b>viii</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>xvii</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Definições de Aglomerado e Protoaglomerado de Galáxias . . . . .	1
1.2 Processo Evolutivo dos Aglomerados . . . . .	5
1.3 Importância no Estudo dos Protoaglomerados . . . . .	6
1.4 Métodos de Detecção de Protoaglomerados . . . . .	8
<b>2 Os Alvos Científicos</b>	<b>14</b>
2.1 Candidatos a Protoaglomerado “Coma” no COSMOS/UltraVISTA . . . . .	14
2.2 Candidatos a Protoaglomerado em Estudo nesta Dissertação . . . . .	18
<b>3 As Observações</b>	<b>24</b>
3.1 Proposta Observacional . . . . .	24
3.2 Execução das Observações . . . . .	29
<b>4 Redução de Dados</b>	<b>33</b>
4.1 Arquivos Envolvidos na Redução . . . . .	33
4.2 Processo de Redução de Dados . . . . .	37
<b>5 Determinação dos <math>z_{spec}</math> das Galáxias</b>	<b>46</b>
<b>6 Análise das Galáxias com <math>z_{spec}</math> Estimados</b>	<b>56</b>
6.1 Coordenadas, Magnitudes e <i>Redshifts</i> . . . . .	56
6.2 Evidências de AGNs . . . . .	59
6.3 Estimativa das SFRs . . . . .	65
<b>7 Conclusões</b>	<b>69</b>
<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>71</b>
<b>Apêndice</b>	<b>76</b>

# Lista de Figuras

- 1.1 Os três principais componentes do aglomerado de galáxias Abell 1689, localizado em  $z \sim 0.16$ . **Painel esquerdo:** As galáxias sendo observadas no visível (créditos: NASA). **Painel intermediário:** O gás quente constituinte do ICM só é detectado na faixa dos raios-X (créditos: Chandra X-ray Observatory). **Painel direito:** A matéria escura não pode ser diretamente observada, mas sua distribuição é inferida através de lenteamento gravitacional (créditos: NASA). . . . . 1
- 1.2 Evolução da massa do *core* ( $M_{max}$ ) das diferentes categorias de protoaglomerados de galáxias em função do *redshift*. Em vermelho, verde e azul estão representados progenitores de aglomerados dos tipos “Coma”, “Virgo” e “Fornax”, respectivamente. Resultados baseados nas cosmologias WMAP1 (linhas sólidas) e WMAP7 (linhas pontilhadas) são apresentados. As linhas representam as medianas dos valores de  $M_{max}$  para os aglomerados da simulação MR, e as barras de erro o espalhamento  $1 - \sigma$ . Fonte: Chiang et al. (2013). . . . . 3
- 1.3 Evolução do raio efetivo ( $R_e$ ) das diferentes categorias de protoaglomerados de galáxias em função do *redshift*. Em vermelho, verde e azul estão representados os progenitores dos aglomerados dos tipos “Coma”, “Virgo” e “Fornax”, respectivamente. Resultados baseados nas cosmologias WMAP1 (linhas sólidas) e WMAP7 (linhas pontilhadas) são apresentados. As linhas correspondem às medianas dos valores de  $R_e$  para os aglomerados da simulação Millennium, e as barras de erro o espalhamento  $1 - \sigma$ . Fonte: Chiang et al. (2013). . . . . 4
- 1.4 Processo de desenvolvimento de um aglomerado de galáxias do tipo “Coma” na simulação da matéria escura Millennium II. Os painéis apresentam a distribuição da matéria escura ao redor do protoaglomerado em quatro momentos distintos (do topo à base,  $z = 6.2, 2.07, 0.99$  e  $0$ ) e em três diferentes escalas (da esquerda para a direita, 100, 40 e 15 Mpc/h). Fonte: Boylan-Kolchin et al. (2009). . . . . 10

- 1.5 Perfis de probabilidade de associação ao protoaglomerado em quatro momentos diferentes (do topo à base,  $z = 0, 0.5, 2$  e  $7$ ). O raio do Virial médio  $\langle R_{200} \rangle$ , utilizado como uma aproximação para o raio do *core*, e o raio Lagrangiano médio  $\langle R_L \rangle$ , tomado como o raio total do protoaglomerado, estão representados por linhas tracejadas vermelha e azul, respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2017). . . . . 11
- 1.6 **Painel esquerdo:** História da formação estelar cósmica a partir de medições no FUV (pontos verdes, azuis e violetas) e no IR (pontos vermelhos, vinhos e laranjas). A curva sólida em preto representa o ajuste dos pontos. A figura evidencia que, na história do Universo, o auge da formação estelar se deu em  $z \sim 2$ , isto é, durante o *Cosmic Noon*. Fonte: Madau and Dickinson (2014). **Painel direito:** Evolução da densidade dos quasares com o tempo e *redshift*. A imagem revela que o pico da atividade dos QSOs ocorreu em  $z \sim 3$ , também durante o “Meio-dia Cósmico”. Fonte: Freedman and Kaufmann (2008), **Universe**, p.673. . . . . 12
- 1.7 Contribuições fracionais dos protoaglomerados (em azul) e de seus *cores* (em vermelho) com a densidade da SFR cósmica total (CSFRD) para diferentes valores de *redshift*. Curvas sólidas e tracejadas apresentam os resultados baseados nos modelos semi-analíticos (SAMs) de Henriques et al. (2015) (H15) e Guo et al. (2013) (G13), respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2017). . . . . 12
- 1.8 Densidade da taxa de formação estelar (SFRD) para todas as galáxias (em preto), protoaglomerados (em azul) e seus halos mais massivos (em vermelho). Os pontos representam um conjunto de SFRDs derivadas observacionalmente, com círculos, quadrados, diamantes e pentágonos simbolizando dados obtidos em Cucciati et al. (2012), Schiminovich et al. (2005), Finkelstein et al. (2015) e Oesch et al. (2013), respectivamente. Curvas sólidas e tracejadas apresentam os resultados baseados nos SAMs de H15 e G13, respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2017). . . . . 13

2.1	Função de distribuição de probabilidade (PDF) normalizada de $\delta_{gal}$ no COSMOS/UltraVISTA (histogramas amarelos) e nas simulações (histogramas pretos) a $z \sim 1.8$ e $2.3$ . A partir das simulações também foram obtidas as distribuições de probabilidade de $\delta_{gal}$ para as diferentes categorias de protoaglomerados, com os tipos “Fornax”, “Virgo” e “Coma” representados por histogramas azuis, verdes e vermelhos, respectivamente. Barras coloridas no eixo-x superior indicam o $\delta_{gal}$ de cada categoria de progenitor no <i>redshift</i> correspondente. Fonte: Chiang et al. (2014). . . . .	15
2.2	Probabilidades de uma janela com determinado $\delta_{gal}$ não englobar o progenitor de um aglomerado (parte mais clara) ou retratar um protoaglomerado de um dos três tipos (partes em roxo) para $z \sim 1.8$ e $2.3$ . Regiões em roxo claro, roxo intermediário e roxo escuro representam as probabilidades de a estrutura ser o progenitor de um aglomerado das categorias “Fornax”, “Virgo” e “Coma”, respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2014). . . . .	16
2.3	Coordenadas Equatoriais dos 36 candidatos a progenitores de aglomerados do tipo “Coma” no campo COSMOS/UltraVISTA em $z_{phot} \sim 1.6 - 3.1$ . . . . .	18
2.4	Distribuição de $P_{pc}$ de acordo com os valores de $z_{phot}$ dos 36 candidatos a progenitores de aglomerados do tipo “Coma” no campo COSMOS/UltraVISTA em $z_{phot} \sim 1.6 - 3.1$ . . . . .	19
2.5	Distribuição de $\delta_{gal}$ de acordo com os valores de $z_{phot}$ dos 36 candidatos a progenitores de aglomerados do tipo “Coma” no campo COSMOS/UltraVISTA em $z_{phot} \sim 1.6 - 3.1$ . . . . .	20
2.6	Coordenadas equatoriais dos candidatos 11 e 20 (pontos pretos) e das galáxias localizadas na região sudoeste do campo COSMOS (pontos cinzas). Os círculos pretos ( $r = 5$ arcmin, equivalendo a um diâmetro de $\sim 15$ cMpc a $z \sim 2$ ) dão uma aproximação do tamanho dos candidatos. . . . .	21
2.7	Distribuição da magnitude na banda B para as galáxias dos candidatos 11 (azul) e 20 (vermelho). . . . .	22
2.8	Distribuição da magnitude na banda $K_s$ para as galáxias dos candidatos 11 (azul) e 20 (vermelho). . . . .	22
2.9	Distribuição de $z_{phot}$ para as fontes de PC11 (azul) e PC20 (vermelho). 22	
2.10	Coordenadas equatoriais dos candidatos 6 e 11 (pontos pretos) e das galáxias localizadas na região sudoeste do campo COSMOS (pontos cinzas). Os círculos ( $r = 5$ arcmin, equivalendo a um diâmetro de $\sim 15$ cMpc a $z \sim 2$ ) dão uma aproximação do tamanho dos candidatos. 23	

2.11	Distribuição de $z_{phot}$ para as fontes de PC6. . . . .	23
3.1	Mapas de distribuição de $\delta_{gal}$ dos quatro candidatos abordados na proposta. Regiões azuladas retratam os menores valores de $\delta_{gal}$ , enquanto as avermelhadas indicam os maiores, logo os candidatos a progenitor são representados pelas áreas em tons mais intensos de vermelho. Os círculos pretos possuem raio $r = 5$ arcmin, o que equivale a um diâmetro de $\sim 15$ cMpc em $z \sim 2$ . Como a este <i>redshift</i> protoaglomerados possuem $\sim 10 - 30$ cMpc, os círculos indicam o tamanho aproximado dos candidatos. Fonte: Proposta Observacional.	25
3.2	Coordenadas equatoriais dos quatro candidatos a protoaglomerado citados na proposta. Os círculos ( $r = 5$ arcmin, equivalendo a um diâmetro de $\sim 15$ cMpc a $z \sim 2$ ) dão uma aproximação de seu tamanho.	26
3.3	Funcionamento da espectroscopia de multi-objetos. O painel da esquerda ilustra uma região no céu sendo observada, o do meio revela como as fendas são usadas nas fontes, e o da direita demonstra os espectros sendo gerados simultaneamente. Nesta ilustração os objetos são estrelas, e embora no nosso caso eles sejam galáxias, o procedimento é o mesmo. Fonte: <a href="http://slideplayer.com/slide/4178747">http://slideplayer.com/slide/4178747</a>	27
3.4	Cor (NUV-r) <i>vs</i> magnitude na banda r para as galáxias situadas nas áreas dos quatro candidatos da proposta. Objetos nas regiões de PC1+2, PC3 e PC4 são retratados por pontos azuis, vermelhos e verdes, respectivamente. Seguindo este mesmo critério, as linhas verticais coloridas indicam as magnitudes limites em r dos candidatos, que são de 23.1, 23.7 e 24.1 para os respectivos PC1+2, PC3 e PC4. Fonte: Proposta Observacional. . . . .	28
3.5	Eficiência da grade B600-G5303 em diferentes comprimentos de onda. Fonte: <a href="http://www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/newplots/newgratings/B600_G5303.png">http://www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/newplots/newgratings/B600_G5303.png</a> . . . . .	29
3.6	Coordenadas equatoriais dos 172 objetos observados pelo GMOS. As localizações das galáxias das regiões F2, F5, F6, F8 e F9 são representadas por pontos verdes, vermelhos, azuis, roxos e laranjas, respectivamente. Os pontos cinzas indicam as posições das 1354 fontes situadas na região sudoeste do campo COSMOS que estão catalogadas em Muzzin et al. (2013). Os pontos pretos simbolizam as coordenadas dos progenitores, enquanto os círculos ( $r = 5$ arcmin) dão seu tamanho aproximado. . . . .	31

3.7	Histogramas normalizados de distribuição da magnitude nas bandas B (painel esquerdo) e $K_s$ (painel direito). Os histogramas em verde são referentes a todas as 1354 galáxias localizadas na região sudoeste do COSMOS que estão catalogadas em Muzzin et al. (2013), enquanto os histogramas em azul claro correspondem aos 172 objetos que foram observados com o GMOS. . . . .	32
4.1	<i>Bias frame</i> obtido durante as observações do GMOS. A seção de <i>overscan</i> encontra-se na extremidade direita da imagem. . . . .	34
4.2	<i>Dark frame</i> típico. Os pontos brancos indicam os <i>pixels</i> quentes. Fonte: <a href="https://docs.sharpcap.co.uk/3.2/">https://docs.sharpcap.co.uk/3.2/</a> . . . . .	35
4.3	<i>Flat-field frame</i> extraído durante as observações do GMOS. Os pontos pretos, envolvidos por círculos verdes, assinalam partículas de poeira sobre o CCD. . . . .	36
4.4	Espectro completo ( $\lambda = 3500 - 10500 \text{ \AA}$ ) das lâmpadas de Cu e Ar em azul. Para uma melhor visualização, algumas de suas partes estão destacadas em roxo. Em vermelho estão indicadas as posições de todas as linhas de emissão identificadas. Linhas no NIR possuem seus $\lambda$ escritos em verde. Fonte: <a href="http://ast.noao.edu/sites/default/files/GMOS_Cookbook/Processing/masterRef.html##wave-cal">http://ast.noao.edu/sites/default/files/GMOS_Cookbook/Processing/masterRef.html##wave-cal</a> . . . . .	37
4.5	Página inicial do GOA. Fonte: <a href="https://archive.gemini.edu/searchform">https://archive.gemini.edu/searchform</a>	38
4.6	Dados obtidos pelo programa observacional GS-2015B-Q-33. Fonte: <a href="https://archive.gemini.edu/searchform/cols=CTOWEQ/GS-2015B-Q-33/notengineering/spectroscopy/NotFail">https://archive.gemini.edu/searchform/cols=CTOWEQ/GS-2015B-Q-33/notengineering/spectroscopy/NotFail</a> . . . . .	38
4.7	Aparência inicial dos arquivos de ciência. . . . .	39
4.8	Aparência de uma parte de quatro espectros galácticos distintos após a redução preliminar dos dados. . . . .	40
4.9	Uma parte do espectro 2D da galáxia 27 na região F5 coberta pelo GMOS, sem que a remoção dos raios cósmicos tenha sido aplicada na etapa de combinação dos dados de ciência. . . . .	41
4.10	Mesma região espectral da Figura 4.9 após a eliminação dos raios cósmicos ter sido executada no estágio de combinação dos dados de ciência. . . . .	41
4.11	Região espectral da Figura 4.10 após a subtração das linhas de emissão e absorção do céu noturno. . . . .	41
4.12	Região espectral da Figura 4.11 após a remoção dos <i>gaps</i> do CCD. . . . .	42

4.13	Espectros 2D (painel superior) e 1D antes da calibração em fluxo (painel inferior) da fonte 27 da região F5. Os dois painéis estão alinhados, de forma que traçando-se uma reta imaginária das linhas de emissão do espectro 2D (envolvidas por círculos verdes) para baixo, estas mesmas linhas serão encontradas no espectro 1D. . . . .	42
4.14	Espectros da estrela LTT7379 após a redução de dados. Da esquerda para a direita, $\lambda_{cen} = 460, 520$ e $580$ nm. . . . .	43
4.15	Função de sensibilidade (em unidades de magnitude) extraída a partir dos espectros reduzidos da estrela LTT7379. . . . .	44
4.16	Espectros 2D (painel superior), 1D antes da calibração em fluxo (painel intermediário) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 27 da região F5. Como os três painéis estão alinhados, traçando-se uma reta imaginária das linhas de emissão do espectro 2D (envolvidas por círculos verdes) para baixo, estas mesmas linhas serão encontradas nos espectros 1D. . . . .	45
5.1	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 10 da região F5. . . . .	52
5.2	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 12 da região F5. . . . .	52
5.3	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 15 da região F5. . . . .	53
5.4	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 16 da região F5. . . . .	53
5.5	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 27 da região F5. . . . .	53
5.6	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 2 da região F2. . . . .	53
5.7	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 3 da região F2. . . . .	54
5.8	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 13 da região F2. . . . .	54
5.9	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 4 da região F6. . . . .	54
5.10	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 13 da região F6. . . . .	54
5.11	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 28 da região F6. . . . .	55

- 5.12 Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 9 da região F8. . . . . 55
- 6.1 Coordenadas equatoriais das 12 galáxias para as quais calculamos os valores de  $z_{spec}$ . As posições dos objetos dos campos F2, F5, F6 e F8 são simbolizadas por pontos verdes, vermelhos, azuis e roxos, respectivamente. Os pontos cinzas indicam as posições das 1354 fontes localizadas na parte sudoeste do COSMOS que estão catalogadas em Muzzin et al. (2013). Os pontos pretos representam as coordenadas dos candidatos a protoaglomerados, enquanto os círculos ( $r = 5$  arcmin) dão uma aproximação de seu tamanho. . . . . 57
- 6.2 Distribuições normalizadas da magnitude nas bandas B (painel esquerdo) e  $K_s$  (painel direito). Os histogramas em verde são referentes a todas as 1354 galáxias da região sudoeste do COSMOS catalogadas em Muzzin et al. (2013), os histogramas em azul claro correspondem aos 172 objetos observados com o GMOS, e os histogramas em rosa claro retratam as 12 fontes para as quais detectamos linhas de emissão. 58
- 6.3 Gráficos  $z_{spec}$  vs  $z_{phot}$  (painel esquerdo) e  $|z_{spec} - z_{phot}|$  vs  $z_{spec}$  (painel direito) para as 12 galáxias em que detectamos linhas de emissão. Objetos dos campos F2, F5, F6 e F8 são simbolizados por pontos verdes, vermelhos, azuis e roxos, respectivamente. A numeração das fontes também é indicada. A linha tracejada cinza no gráfico  $z_{spec}$  vs  $z_{phot}$  representa a função  $z_{spec} = z_{phot}$ . . . . . 59
- 6.4 Diagrama BPT tradicional extraído utilizando-se os espectros de milhares de fontes do SDSS. Galáxias dominadas por SF, compostas e dominadas por AGNs são retratadas por pontos azuis, cinzas e vermelhos, respectivamente. A linha pontilhada representa o limite superior teórico para se detectar SFGs (Kewley et al., 2001), enquanto a linha tracejada aponta o limite inferior teórico (Kauffmann et al., 2003) para se identificar AGNs. Inserimos a linha horizontal verde para indicar todas as posições que o objeto 27 da região F5 ( $\log ([\text{OIII}]/\text{H}\beta) \sim 0.58$ ) pode assumir no diagrama. Fonte: Trouille et al. (2011). . . . 60
- 6.5 Razões  $\text{CIII}/[\text{HeII}]$  vs  $[\text{CIV}]/[\text{HeII}]$  obtidas utilizando-se os espectros de galáxias de diferentes estudos. São apresentadas as faixas de valores destas razões para AGNs (Feltre et al. (2016), Alegre et al. in prep.) e galáxias com SF (Gutkin et al., 2016). As temperaturas efetivas, estimadas a partir de modelos de corpo negro, são também indicadas. O quadrado amarelo retrata a localização da galáxia 9 de F8 na figura. Fonte: Sobral et al. (2018). . . . . 62

6.6	Imagens em raios-X das seis galáxias que mais acreditamos possuírem núcleos ativos. No topo, da esquerda para a direita, as imagens das fontes 10 e 27 de F5, e 9 de F8. Na base, da esquerda para a direita, as imagens dos objetos 16 de F5, 13 de F2 e 4 de F6. Os círculos verdes retratam as coordenadas das galáxias. . . . .	64
6.7	Imagens em raios-X das seis fontes que esperamos menos serem AGNs. No topo, da esquerda para a direita, as imagens dos objetos 13 de F6, 15 e 12 de F5. Na base, da esquerda para a direita, as imagens das galáxias 2 e 3 de F2, e 28 de F6. Os círculos verdes retratam as coordenadas das galáxias. . . . .	64
6.8	Identificação de Ly $\alpha$ no espectro 1D da fonte 10 da região F5. Traçando uma curva gaussiana em torno desta linha, extraímos seu fluxo integrado. . . . .	67
1	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 9 da região F5. . . . .	76
2	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 18 da região F5. . . . .	76
3	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 22 da região F5. . . . .	76
4	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 28 da região F5. . . . .	77
5	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 31 da região F5. . . . .	77
6	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 4 da região F2. . . . .	77
7	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 5 da região F2. . . . .	77
8	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 9 da região F2. . . . .	78
9	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 30 da região F2. . . . .	78
10	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 32 da região F2. . . . .	78
11	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 7 da região F9. . . . .	78
12	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 17 da região F9. . . . .	79

13	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 19 da região F9. . . . .	79
14	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 25 da região F9. . . . .	79
15	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 6 da região F6. . . . .	79
16	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 10 da região F6. . . . .	80
17	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) galáxia 17 da região F6. . . . .	80
18	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 22 da região F6. . . . .	80
19	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 24 da região F6. . . . .	80
20	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 31 da região F6. . . . .	81
21	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 34 da região F6. . . . .	81
22	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 6 da região F8. . . . .	81
23	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 10 da região F8. . . . .	81
24	Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 23 da região F8. . . . .	82

# Lista de Tabelas

3.1	Pontos principais relacionados à solicitação das observações dos quatro candidatos a protoaglomerado. . . . .	28
3.2	Informações referentes às três rodadas de observação das galáxias de PC1+2. . . . .	29
3.3	Informações referentes às observações de cada apontamento. . . . .	30
5.1	Linhas de emissão identificadas nos espectros, seus respectivos $\lambda_{obs}$ e os $z_{spec}$ calculados para as galáxias. . . . .	52
6.1	Coordenadas equatoriais, magnitudes (bandas B e $K_s$ ) e <i>redshifts</i> (fotométricos e espectroscópicos) das fontes para as quais encontramos linhas de emissão. . . . .	56
6.2	Classificação dos objetos para os quais identificamos linhas de emissão em AGN ou SFG, com as respectivas justificativas. . . . .	65
6.3	SFRs das galáxias para as quais detectamos linhas de emissão. . . . .	68

# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Definições de Aglomerado e Protoaglomerado de Galáxias

Aglomerados de galáxias são conjuntos de centenas a milhares de galáxias, com massa total de pelo menos  $10^{14}M_{\odot}$ . Tratam-se das maiores estruturas virializadas e gravitacionalmente conectadas do Universo. Seus principais componentes são a matéria escura, o meio intra-aglomerado (ou *intracluster medium*, o ICM) e as próprias galáxias. Estes três estão retratados na Figura 1.1.



Figura 1.1: Os três principais componentes do aglomerado de galáxias Abell 1689, localizado em  $z \sim 0.16$ . **Painel esquerdo:** As galáxias sendo observadas no visível (créditos: NASA). **Painel intermediário:** O gás quente constituente do ICM só é detectado na faixa dos raios-X (créditos: Chandra X-ray Observatory). **Painel direito:** A matéria escura não pode ser diretamente observada, mas sua distribuição é inferida através de lenteamento gravitacional (créditos: NASA).

A matéria escura, responsável por  $\sim 80\%$  da massa do aglomerado, não pode ser observada diretamente, sendo inferida através de lenteamento gravitacional. O meio intra-aglomerado, que concentra  $\sim 15\%$  da massa total, é constituído de gás altamente quente ( $10^7\text{--}10^8$  K) e ionizado, só podendo ser detectado na faixa dos raios-X. Quanto às galáxias, que são observadas no óptico, por mais numerosas e brilhantes

que possam ser, são responsáveis por apenas  $\sim 5\%$  da massa.

Na literatura em geral, os aglomerados de galáxias estão normalmente divididos em três categorias, de acordo com o valor de suas massas. Os menos massivos são identificados como do tipo “Fornax”, possuindo  $M \sim 1 - 3 \times 10^{14} M_{\odot}$ . Os de massa intermediária têm  $M \sim 3 - 10 \times 10^{14} M_{\odot}$  e são classificados como da classe “Virgo”. Quanto aos mais massivos, estes são identificados como da categoria “Coma”, possuindo  $M > 10^{15} M_{\odot}$ .

Usando a terminologia de Overzier (2016), um aglomerado forma-se antes de  $z \sim 0$ , quando praticamente toda a massa de seu progenitor, anteriormente distribuída ao longo de numerosos halos, passa a se concentrar em uma só estrutura, o halo mais massivo (*core*) deste progenitor. Tal progenitor em  $z > 0$  é o que se define como o protoaglomerado de galáxias. Desta forma, enquanto o aglomerado já pode ser interpretado como um único objeto, o protoaglomerado ainda não, ele consiste de um volume muito maior no espaço dentro do qual encontram-se toda a matéria escura e bariônica que se combinarão para formar o aglomerado antes de  $z \sim 0$ .

A Figura 1.2 demonstra de que forma se dá a evolução da massa do halo mais massivo ( $M_{max}$ ) dos diferentes tipos de progenitores em função do *redshift*. Para sua obtenção, utilizou-se a amostra de 2832 aglomerados de galáxias da simulação de N-corpos da matéria escura Millennium Run (Springel et al., 2005) e o modelo semi-analítico (*semi-analytic model*, SAM) de formação galáctica de Guo et al. (2011). Para efeito de comparação, são apresentados resultados baseados nas cosmologias WMAP1 (linhas sólidas) e WMAP7 (linhas pontilhadas), ficando clara a similaridade entre eles. As linhas representam as medianas dos valores de  $M_{max}$  dos aglomerados da simulação, e as barras de erro o espalhamento  $1 - \sigma$ .

A Figura 1.2 evidencia que os primeiros *cores* a atingirem a massa “fronteira” dos aglomerados ( $10^{14} M_{\odot}$ ) são os de progenitores da classe “Coma”, em média em  $z \sim 1.9$ . Os halos mais massivos de protoaglomerados da categoria “Virgo”, por sua vez, normalmente alcançam tal massa em  $z \sim 1.2$ . Quanto aos *cores* de progenitores do tipo “Fornax”, estes usualmente a atingem apenas em  $z \sim 0.6$ .

Dessa forma, ao longo do processo de formação há um período em que a estrutura ainda é um protoaglomerado, mas seu *core* já consiste em um aglomerado em evolução. Usando como referência um objeto da categoria “Coma”, em  $z > 2$  tem-se apenas o protoaglomerado, pois o halo mais massivo, localizado na região central do sistema, ainda não atingiu  $10^{14} M_{\odot}$ . Em  $z \sim 1.9$  este *core* alcança tal massa e torna-se virializado, configurando portanto um aglomerado recém formado, ainda em evolução. No entanto, como ainda existem numerosos halos ao seu redor, os quais estão sendo atraídos em sua direção, a estrutura como um todo ainda é um protoaglomerado. Quando todos esses halos se combinam ao *core*, o que ocorre poucos antes de  $z \sim 0$ , o processo evolutivo é finalizado, originando um aglomerado

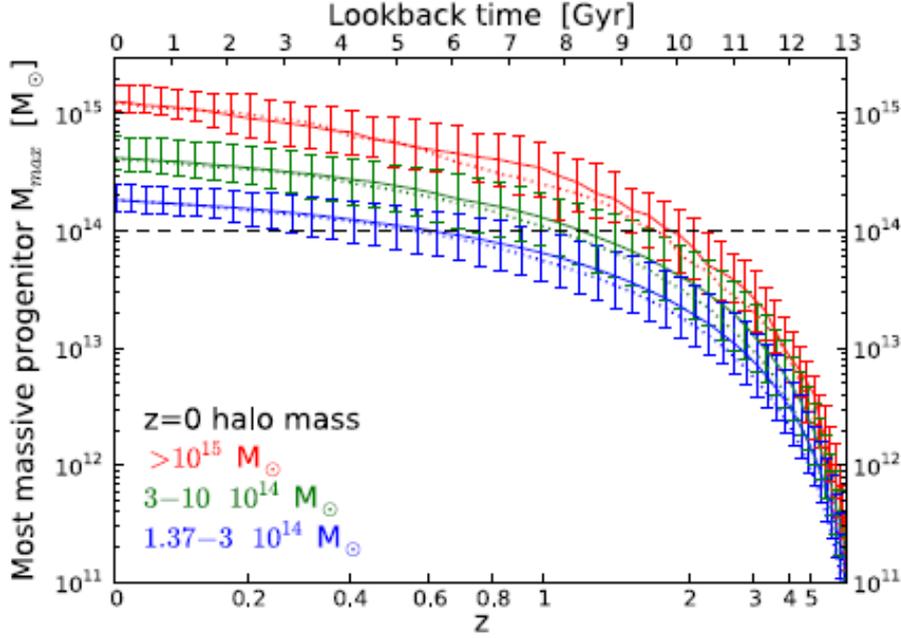


Figura 1.2: Evolução da massa do *core* ( $M_{max}$ ) das diferentes categorias de protoaglomerados de galáxias em função do *redshift*. Em vermelho, verde e azul estão representados progenitores de aglomerados dos tipos “Coma”, “Virgo” e “Fornax”, respectivamente. Resultados baseados nas cosmologias WMAP1 (linhas sólidas) e WMAP7 (linhas pontilhadas) são apresentados. As linhas representam as medianas dos valores de  $M_{max}$  para os aglomerados da simulação MR, e as barras de erro o espalhamento  $1 - \sigma$ . Fonte: Chiang et al. (2013).

com  $M > 10^{15} M_{\odot}$ .

Para que se possa quantificar o tamanho total de um protoaglomerado, é necessário ter em mente o conceito de raio efetivo  $R_e$ , o qual é dado pela equação 1.1 (Chiang et al., 2013):

$$R_e \equiv \frac{1}{M} \sum_i m_i (x_i - x_c)^2 \quad (1.1)$$

Nesta equação,  $M$  representa a massa total do protoaglomerado para o *redshift* de interesse,  $m_i$  e  $x_i$  são a massa e a posição de cada halo, respectivamente, e  $x_c$  é a posição do centro de massa do sistema. Uma vez que o *core* já tenha acretado todos os demais halos, consistindo portanto no aglomerado com o processo evolutivo finalizado, terá-se  $x_i = x_c$ , ou seja, a equação 1.1 apontará uma dispersão espacial nula ( $R_e = 0$ ). Nesta situação, o tamanho do *core* indicará a escala na qual a massa está distribuída.

Cerca de 40% da massa total de um protoaglomerado está distribuída no interior de uma esfera com origem no centro de massa do sistema ( $x_c$ ) e  $r = R_e$ . Sendo assim, o raio efetivo pode ser considerado como uma aproximação para o raio de meia massa. Tendo isso em mente, a Figura 1.3 permite que se estime o diâmetro

total médio das três classes de protoaglomerados para diferentes valores de *redshift*, e possibilita ainda se confirmar que de fato o tamanho dos aglomerados é menor do que o de seus progenitores.

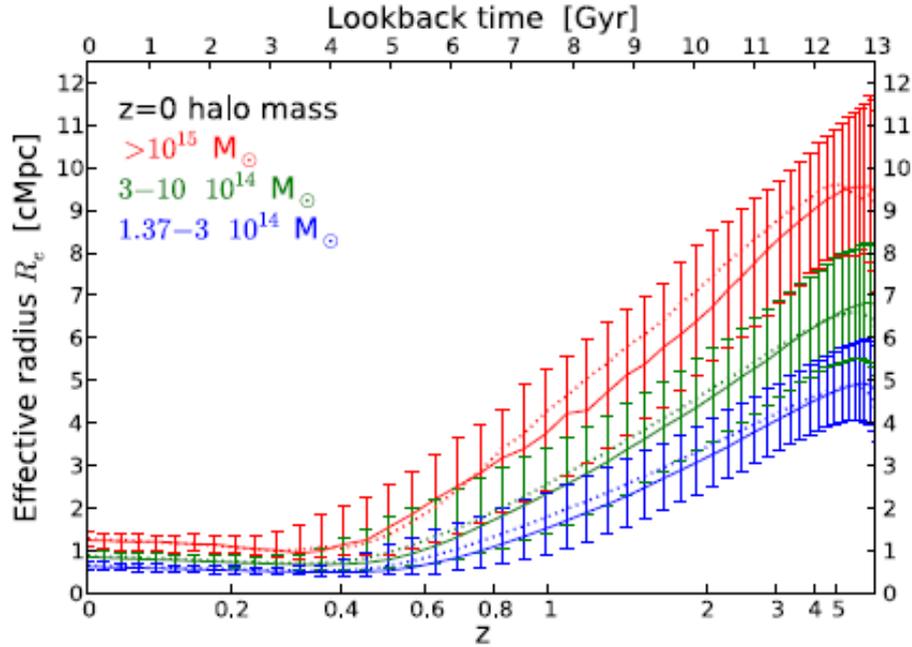


Figura 1.3: Evolução do raio efetivo ( $R_e$ ) das diferentes categorias de protoaglomerados de galáxias em função do *redshift*. Em vermelho, verde e azul estão representados os progenitores dos aglomerados dos tipos “Coma”, “Virgo” e “Fornax”, respectivamente. Resultados baseados nas cosmologias WMAP1 (linhas sólidas) e WMAP7 (linhas pontilhadas) são apresentados. As linhas correspondem às medianas dos valores de  $R_e$  para os aglomerados da simulação Millennium, e as barras de erro o espalhamento  $1 - \sigma$ . Fonte: Chiang et al. (2013).

Na Figura 1.3 é demonstrado de que forma se dá a evolução do raio efetivo das diferentes categorias de protoaglomerados em função do *redshift*. Tal como no caso da Figura 1.2, para a obtenção da Figura 1.3 foi utilizada a amostra de 2832 aglomerados da simulação MR (Springel et al., 2005) e o SAM de Guo et al. (2011). Novamente são apresentados resultados baseados nas cosmologias WMAP1 (linhas sólidas) e WMAP7 (linhas pontilhadas), e enquanto as linhas simbolizam as medianas dos valores de  $R_e$  dos aglomerados da simulação, as barras de erro representam o espalhamento  $1 - \sigma$ .

A Figura 1.3 revela que, quanto maior o *redshift*, maior o volume comóvel ocupado por um protoaglomerado. Por exemplo, em  $z \sim 5$  tem-se raios efetivos médios de cerca de 4.8, 6.6 e 9.4 cMpc para protoaglomerados dos tipos “Fornax”, “Virgo” e “Coma”, respectivamente. Uma vez que o diâmetro total equivale a  $\sim 4 \times$  o valor de  $R_e$ , em  $z \sim 5$  tais progenitores de aglomerados possuem diâmetros totais médios de aproximadamente 19.2, 26.4 e 37.6 cMpc. Em  $z \sim 2$ , os tamanhos já diminuem para cerca de 12.8, 18 e 26 cMpc, enquanto em  $z \sim 0$ , quando o processo de formação do

aglomerado é concluído, os diâmetros totais médios são de aproximadamente 2.4, 3.2 e 4.8 cMpc.

## 1.2 Processo Evolutivo dos Aglomerados

A Figura 1.4, retirada da simulação da matéria escura Millennium II (Boylan-Kolchin et al., 2009), retrata de que forma se dá a evolução de um protoaglomerado de galáxias do tipo “Coma” desde alto *redshift* (no caso,  $z \sim 6$ ) até  $z = 0$ , quando o processo de formação do aglomerado é finalizado.

Os painéis da Figura 1.4 demonstram a distribuição da matéria escura próxima ao protoaglomerado em quatro diferentes épocas ( $z \sim 6, 2, 1$  e  $0$ ) e em três escalas distintas (100, 40 e 15 Mpc/h). Fica evidente que, a partir de um contraste de densidade na distribuição da matéria escura, o progenitor já pode ser identificado em  $z \sim 6$  (trio de painéis do topo). Essa etapa se caracteriza pela existência de numerosos halos sem que o central (*core*), que está localizado no centro de massa do sistema ( $x_c$ ), possua massa muito superior aos demais. Como a força de atração gravitacional entre os halos é maior do que a de afastamento da energia escura, estes vão se deslocando para o *core*, se combinando a este último. Em  $z \sim 2$  o halo central torna-se virializado e sua massa atinge  $10^{14} M_\odot$ , ou seja, ele passa a configurar um aglomerado recém formado, destacando-se em meio aos outros halos (segundo trio de painéis a partir do topo). A partir deste momento, o protoaglomerado passa a consistir neste *core* virializado acretando os halos remanescentes para concluir o processo evolutivo (penúltimo trio de painéis, o qual apresenta o progenitor em  $z \sim 1$ ), o que ocorre em  $z \sim 0$  (último trio de painéis), quando o aglomerado com  $M > 10^{15} M_\odot$  é originado.

A Figura 1.5 permite comparar a evolução do protoaglomerado como um todo com a de apenas seu *core*, desde  $z = 7$  até o final do processo de formação do aglomerado em  $z = 0$ . Para a obtenção dos gráficos, foi utilizado o modelo semi-analítico de Henriques et al. (2015), o qual foi rodado na simulação de N-corpos Millennium (Springel et al., 2005) ajustada para a cosmologia PLANCK.

A Figura 1.5 dá a probabilidade de uma galáxia fazer parte do protoaglomerado de acordo com sua distância ao centro de massa do sistema ( $x_c$ ).  $\langle R_{200} \rangle$  equivale ao raio do Virial médio, que engloba  $\langle M_{200} \rangle$  e dentro do qual a sobredensidade (*overdensity*) é de  $200\times$  a densidade crítica. Ele foi tomado como uma aproximação do tamanho do *core*. Já  $\langle R_L \rangle$  é o raio Lagrangiano médio, que representa a distância para a qual a probabilidade de uma galáxia fazer parte do progenitor é de 50%. Ele foi utilizado como uma estimativa do raio total do protoaglomerado, ou seja, as galáxias localizadas a uma distância  $> \langle R_L \rangle$  de  $x_c$  foram consideradas como externas ao progenitor, e as que estavam a uma distância  $\leq \langle R_L \rangle$  foram tomadas

como membros do protoaglomerado. É importante mencionar que, diferentemente do raio efetivo  $R_e$  (definido na seção 1.1),  $\langle R_L \rangle$  é um raio de massa total, e não um raio de meia massa. Desta forma, para cada *redshift*, o diâmetro total do progenitor é de  $\sim 2 \times$  o valor do  $\langle R_L \rangle$  correspondente.

De acordo com a Figura 1.5, em  $z = 7$  o raio total médio do protoaglomerado é de pouco mais de 10 cMpc, sendo que ainda não há um halo central distinguível (último gráfico a partir do topo). Conforme o *redshift* diminui, cada vez mais halos vão se fundindo em  $x_c$ , logo o *core* começa a se destacar e o tamanho total do progenitor vai diminuindo. Sendo assim, em  $z = 2$  os raios médio do protoaglomerado e de seu halo mais massivo atingem 8 cMpc e 0.8 cMpc, respectivamente (terceiro gráfico). A etapa seguinte consiste no *core* acretando mais e mais halos do seu entorno, com  $\langle R_L \rangle$  sendo de  $\sim 4$  cMpc e  $\langle R_{200} \rangle$  um pouco maior do que 1 cMpc em  $z = 0.5$  (segundo gráfico). Finalmente, em  $z = 0$  todos os halos já se combinaram ao *core*, isto é, o processo evolutivo já foi concluído, então  $\langle R_{200} \rangle \sim \langle R_L \rangle \sim 1.2$  cMpc (gráfico do topo).

### 1.3 Importância no Estudo dos Protoaglomerados

Os 4 bilhões de anos compreendidos em  $z = 1 - 4$ , período conhecido como “Meio-dia Cósmico” (*Cosmic Noon*), foram cruciais no processo de evolução galáctica. Foi nesta época, na qual a maioria dos protoaglomerados são detectados, que a maior parte da massa estelar se armazenou em galáxias massivas (Madau and Dickinson, 2014). Foi também dentro deste intervalo de *redshift* que a taxa de formação estelar (*star formation rate*, SFR) e a atividade de quasares (*quasi-stellar objects*, QSOs) atingiram seu pico na história do Universo, respectivamente em  $z \sim 2$  e 3, conforme demonstrado pela Figura 1.6.

Desta forma, estudar tal período é crucial para uma melhor compreensão do processo de formação galáctica, sobretudo nas regiões mais densas, como o interior dos protoaglomerados, onde a evolução ocorre mais intensamente. Observar progenitores de aglomerados nesta época significa examinar grandes quantidades de galáxias no momento em que inúmeros processos importantes estão acontecendo, tais como: coevolução das galáxias e seus buracos-negros centrais (*supermassive black holes*, SMBHs), interações galácticas e fusões (*mergers*), formação das galáxias mais brilhantes dos aglomerados (*brightest cluster galaxies*, BCGs), e as primeiras etapas de aquecimento e enriquecimento metálico do meio intra-aglomerado.

A Figura 1.7 ajuda a ilustrar a importância no estudo dos protoaglomerados ao demonstrar sua contribuição fracional (em azul) e a de seus *cores* (em vermelho) com a densidade da taxa de formação estelar cósmica (*cosmic star formation rate density*, CSFRD) para diferentes valores de *redshift*.

Para efeito de comparação, foram apresentados os resultados baseados nos modelos semi-analíticos de Henriques et al. (2015) (H15) e Guo et al. (2013) (G13), os quais estão representados por curvas sólidas e tracejadas, respectivamente. Há grande similaridade nas previsões dos dois SAMs, mas as interpretações foram feitas em cima dos resultados obtidos com H15, no qual os parâmetros livres foram restringidos utilizando-se as funções de massa estelar galáctica e frações quiescentes de dependência de massa a  $z = 0 - 3$ . No modelo G13, por sua vez, os parâmetros foram delimitados fazendo-se uso apenas da função de massa estelar galáctica local.

Sendo assim, a Figura 1.7 deixa claro que, enquanto os aglomerados de galáxias são responsáveis por apenas  $\sim 1\%$  da CSFRD a  $z \sim 0$ , a colaboração dos protoaglomerados em alto *redshift* é bem mais expressiva, aumentando para cerca de  $20\%$  a  $z \sim 2$  e atingindo aproximadamente  $50\%$  a  $z \sim 10$ .

Ainda é possível se constatar que, à exceção de  $z = 0$ , quando toda a massa do progenitor passa a se concentrar em seu halo central e o processo de formação do aglomerado é concluído, durante todo o intervalo de *redshift* o *core* contribui consideravelmente menos com a CSFRD do que o protoaglomerado inteiro. Desta forma, a Figura 1.7 deixa nítida ainda a importância de se estudar o progenitor como um todo, e não apenas seu halo mais massivo.

Uma vez que protoaglomerados são ambientes com alta densidade de galáxias, em seu interior o processo de evolução galáctica ocorre mais intensamente. Sendo assim, o pico da SFR é atingido antes nas galáxias-membro dos progenitores de aglomerados do que no Universo como um todo. Isso é revelado pela Figura 1.8.

Tal como a Figura 1.7, na Figura 1.8 também foram apresentados os resultados baseados nos SAMs de H15 (curvas sólidas) e G13 (curvas tracejadas), com as interpretações sendo realizadas a partir dos resultados adquiridos com H15. Os pontos ao redor das curvas pretas indicam um conjunto de SFRDs derivadas observacionalmente, com círculos, quadrados, diamantes e pentágonos representando dados obtidos em Cucciati et al. (2012), Schiminovich et al. (2005), Finkelstein et al. (2015) e Oesch et al. (2013), respectivamente.

A Figura 1.8 retrata que, em regiões mais sobredensas, o auge da SF ocorreu anteriormente ao das galáxias no geral (em preto), pois enquanto o pico da SFR cósmica se deu em  $z \sim 2$ , para protoaglomerados (em azul) e seus *cores* (em vermelho) ele aconteceu em  $z \sim 2.5$  e  $3$ , respectivamente.

A Figura 1.8 demonstra ainda que o declínio na SFRD é mais rápido para os progenitores e seus halos mais massivos do que para o Universo como um todo, indicando que a cessação da formação estelar (*quenching*) também ocorreu primeiramente nos ambientes mais densos.

## 1.4 Métodos de Detecção de Protoaglomerados

Um número considerável de aglomerados em alto *redshift* ( $z \sim 1-2$ ) já foi identificado em diferentes mapeamentos que concentraram-se principalmente em procurar galáxias da sequência vermelha ou a assinatura característica do ICM na faixa dos raios-X. Dentre os aglomerados detectados a partir da busca de fontes da sequência vermelha, dois exemplos são os de Papovich et al. (2010) e Strazzullo et al. (2013), localizados em  $z \sim 1.62$  e  $2.00$ , respectivamente. Quanto aos encontrados através da estratégia de se mirar o gás quente do meio intra-aglomerado, um deles é o de Mantz et al. (2014), situado em  $z \sim 1.91$ .

Em  $z > 2$ , no entanto, uma sequência vermelha e um ICM bem definidos deixam de existir, de forma que a diferenciação entre galáxias de protoaglomerados e do campo torna-se mais difícil. Os métodos principais de busca dos progenitores passam a fundamentar-se na procura por um grande número de objetos agrupados em coordenadas equatoriais próximas e no mesmo espaço de *redshift*.

Uma destas técnicas é o mapeamento das galáxias. Apesar de este método possuir complicações como o fato de a detecção dos protoaglomerados depender de um sutil contraste de densidade em alto *redshift* e exigir a cobertura de volumes cósmicos extremamente grandes, até o momento a maioria dos progenitores foram encontrados a partir dele. Dentre eles, três são os de Steidel et al. (2005), Cucciati et al. (2014) e Lemaux et al. (2014), localizados em  $z \sim 2.3$ ,  $2.9$  e  $3.3$ , respectivamente.

Outra técnica de identificação de protoaglomerados é a do “traçador tendencioso” (*biased tracer*), que consiste em mirar o ambiente ao redor de objetos que costumam indicar aglomerados em formação. Dentre as fontes-alvo estão radiogaláxias, quasares e “bolhas” de  $\text{Ly}\alpha$  (*Ly\alpha blobs*, LABs), pois no entorno destas estruturas já foram detectados progenitores de aglomerados. Como exemplos, um protoaglomerado encontrado próximo a uma radiogaláxia em  $z \sim 2.53$  (Hayashi et al., 2012), outro identificado ao redor de um quarteto de quasares em  $z \sim 2$  (Hennawi et al., 2015), e outro detectado em torno de um par de LABs em  $z \sim 2.3$  (Bădescu et al., 2017).

Por fim, há ainda o método da absorção gasosa, uma técnica relativamente nova que encontra progenitores ao buscar grandes quantidades de gás denso, que por sua vez pode ser identificado em absorção nos espectros de galáxias de fundo. Um exemplo é o protoaglomerado de Giavalisco et al. (2011), detectado através da absorção de Mg II nos espectros de galáxias em  $z \sim 1.6$ .

A partir destes três métodos, foram encontrados progenitores que ainda constituem uma amostra pequena e altamente heterogênea, a partir da qual é impossível se ter um conhecimento completo do processo de formação dos aglomerados de galáxias. Com o intuito de construir uma amostra mais homogênea de protoaglo-

merados, foi realizado um mapeamento fotométrico nos  $1.62 \text{ deg}^2$  do campo COSMOS/UltraVISTA que identificou 36 candidatos a progenitores do tipo “Coma” em  $z_{phot} \sim 1.5 - 3$  (Chiang et al., 2014). Como alguns desses candidatos foram posteriormente confirmados como protoaglomerados genuínos (Chiang et al., 2015; Diener et al., 2015; Lee et al., 2014; Wang et al., 2016), o algoritmo utilizado é robusto.

Essa dissertação concentra-se no estudo de galáxias localizadas na região em que dois dos candidatos mais sobredensos detectados nesse mapeamento estão localizados, para os quais estimou-se  $z_{phot} = 2.24$  e  $2.48$  em Chiang et al. (2014). No capítulo 2, descrevemos em detalhe como os 36 candidatos a protoaglomerado foram encontrados e analisamos os dois com que trabalhamos, discutindo suas magnitudes e seus *redshifts* fotométricos.

No capítulo 3, narramos a proposta observacional enviada ao Gemini Observatory e como se deram as observações, as quais consistiram em espectroscopia de multi-objetos, isto é, foram extraídos em simultâneo os espectros de um grande número de possíveis galáxias-membro dos dois candidatos. Esperávamos detectar linhas de emissão/absorção em uma fração elevada destes espectros. A partir disso, determinaríamos os  $z_{spec}$  destas fontes e então verificaríamos se de fato os dois candidatos eram protoaglomerados genuínos, e se o fossem, qual seria o valor mais preciso de seus *redshifts*.

No capítulo 4, mencionamos os arquivos envolvidos na redução de dados e descrevemos em detalhe de que forma este processo se deu, ou seja, como a partir de espectros 2D “crus” obtivemos espectros 2D e 1D apropriados para análise científica.

No capítulo 5, apresentamos todos os espectros em que identificamos linhas de emissão e calculamos os *redshifts* espectroscópicos das galáxias a eles correspondentes.

No capítulo 6, exibimos todos os espectros nos quais detectamos contínuo forte e explicamos porque não foi possível encontrar linhas de absorção neles, de forma que não pudemos extrair os  $z_{spec}$  destes espectros.

No capítulo 7, fazemos um estudo das propriedades físicas das galáxias para as quais estimamos os *redshifts* espectroscópicos. Começamos comparando estes  $z_{spec}$  obtidos com os  $z_{phot}$  oriundos da literatura. Em seguida buscamos evidências de núcleos ativos (*active galactic nuclei*, AGNs) nestes objetos a partir de diagramas de diagnóstico de taxas de linhas de emissão do UV e imagens em raios-X do Chandra Observatory. Por fim, estimamos as SFRs destas fontes utilizando os fluxos de linhas de emissão detectadas.

Enfim, no capítulo 8 fazemos uma breve revisão do que foi abordado ao longo do texto e damos nossas considerações finais.

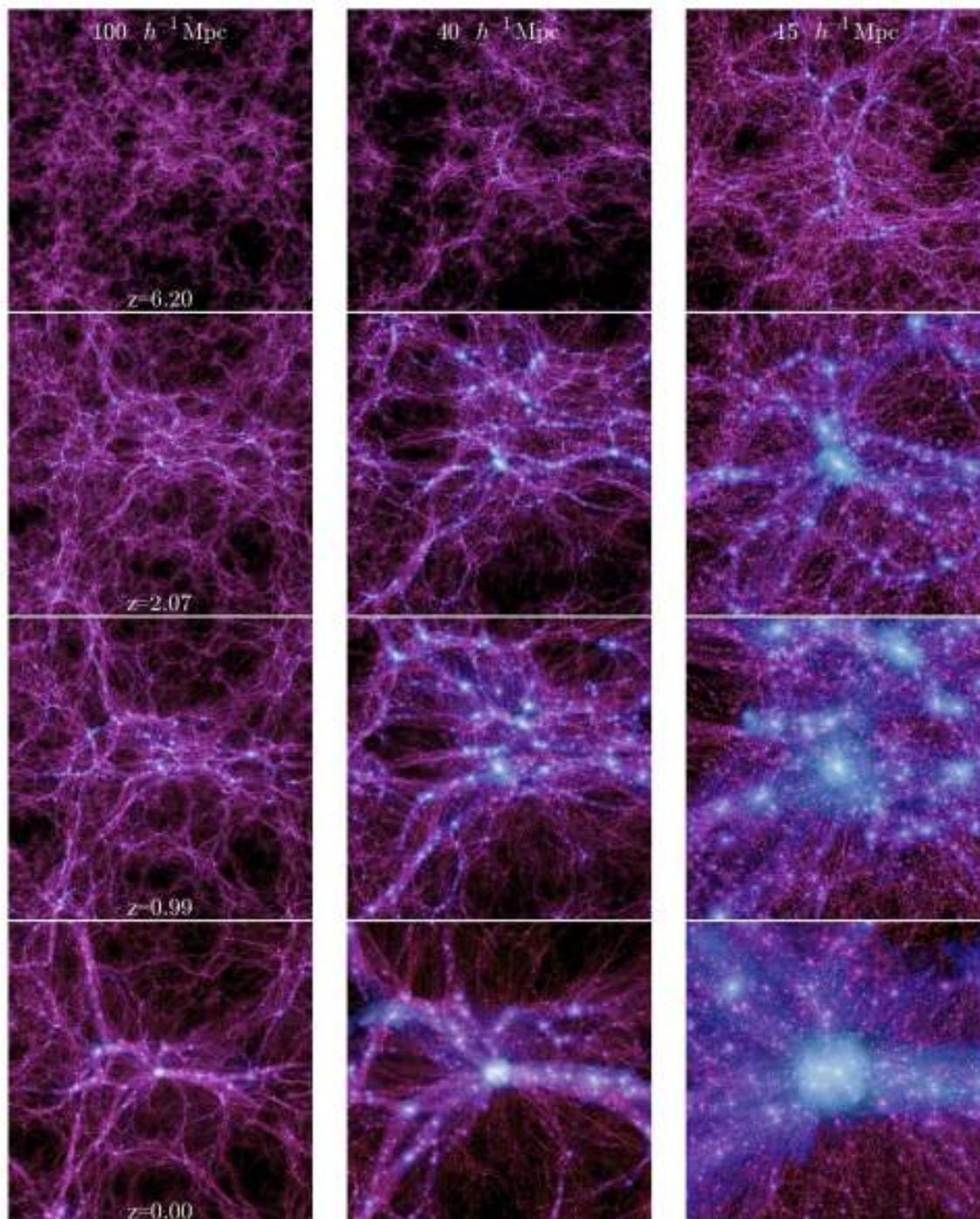


Figura 1.4: Processo de desenvolvimento de um aglomerado de galáxias do tipo “Coma” na simulação da matéria escura Millennium II. Os painéis apresentam a distribuição da matéria escura ao redor do protoaglomerado em quatro momentos distintos (do topo à base,  $z = 6.2, 2.07, 0.99$  e  $0$ ) e em três diferentes escalas (da esquerda para a direita,  $100, 40$  e  $15 \text{ Mpc}/h$ ). Fonte: Boylan-Kolchin et al. (2009).

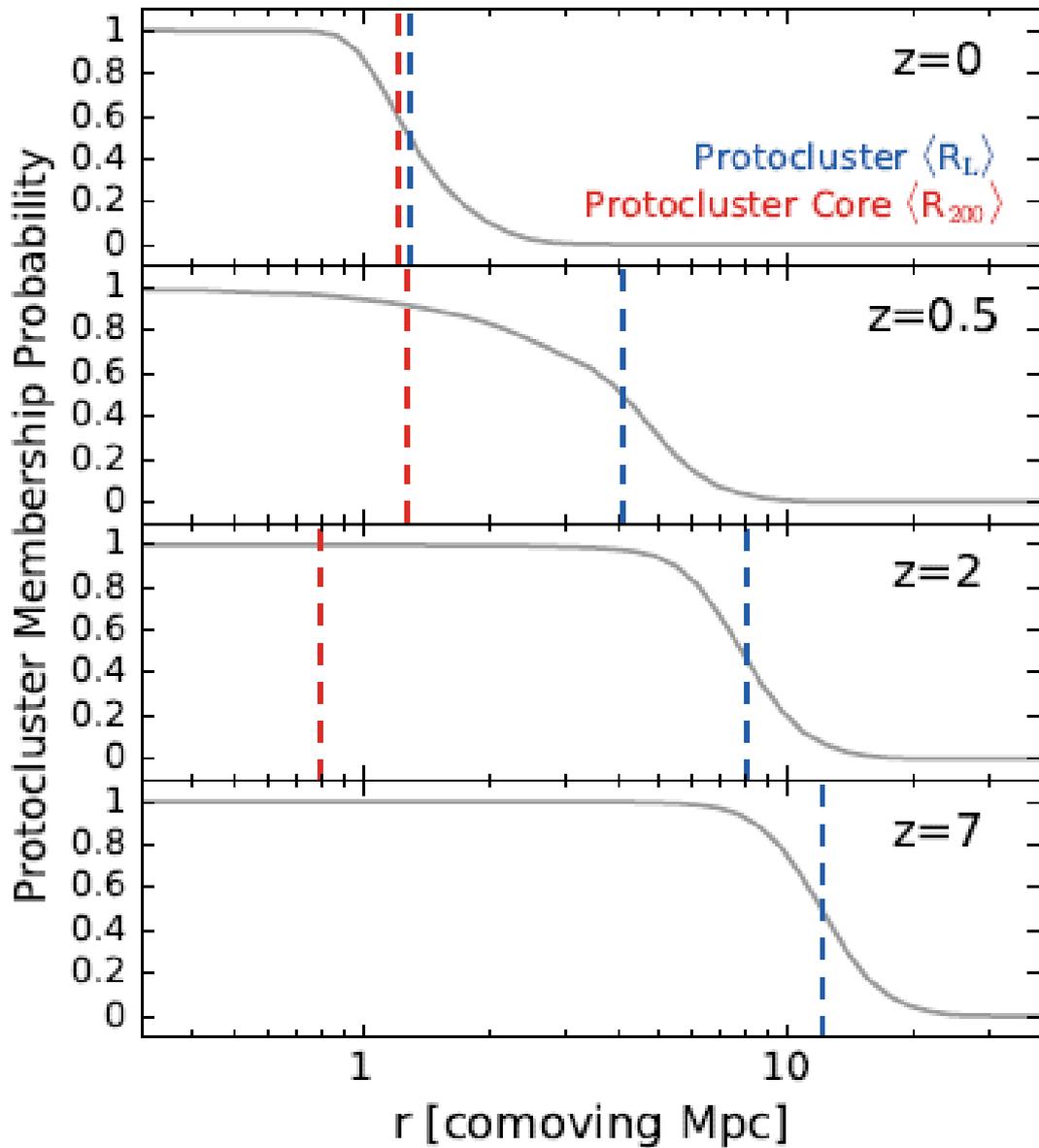


Figura 1.5: Perfis de probabilidade de associação ao protoaglomerado em quatro momentos diferentes (do topo à base,  $z = 0, 0.5, 2$  e  $7$ ). O raio do Virial médio  $\langle R_{200} \rangle$ , utilizado como uma aproximação para o raio do *core*, e o raio Lagrangiano médio  $\langle R_L \rangle$ , tomado como o raio total do protoaglomerado, estão representados por linhas tracejadas vermelha e azul, respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2017).

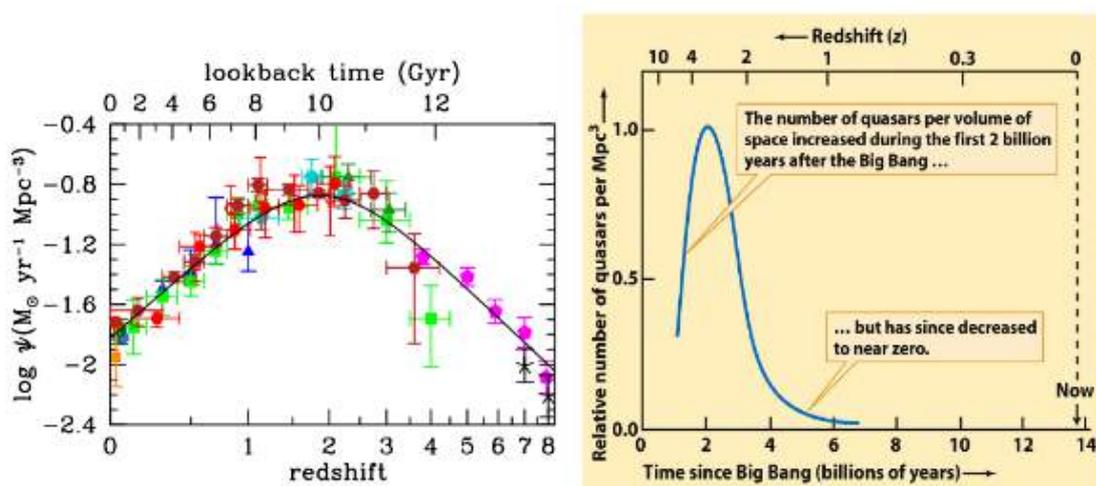


Figura 1.6: **Painel esquerdo:** História da formação estelar cósmica a partir de medições no FUV (pontos verdes, azuis e violetas) e no IR (pontos vermelhos, vinhos e laranjas). A curva sólida em preto representa o ajuste dos pontos. A figura evidencia que, na história do Universo, o auge da formação estelar se deu em  $z \sim 2$ , isto é, durante o *Cosmic Noon*. Fonte: Madau and Dickinson (2014). **Painel direito:** Evolução da densidade dos quasares com o tempo e *redshift*. A imagem revela que o pico da atividade dos QSOs ocorreu em  $z \sim 3$ , também durante o “Meio-dia Cósmico”. Fonte: Freedman and Kaufmann (2008), **Universe**, p.673.

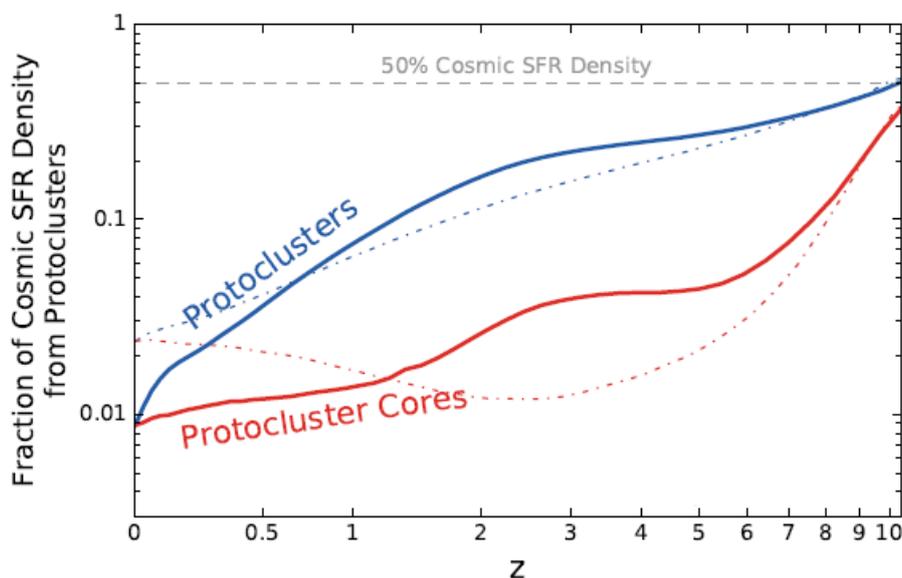


Figura 1.7: Contribuições fracionais dos protoaglomerados (em azul) e de seus *cores* (em vermelho) com a densidade da SFR cósmica total (CSFRD) para diferentes valores de *redshift*. Curvas sólidas e tracejadas apresentam os resultados baseados nos modelos semi-analíticos (SAMs) de Henriques et al. (2015) (H15) e Guo et al. (2013) (G13), respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2017).

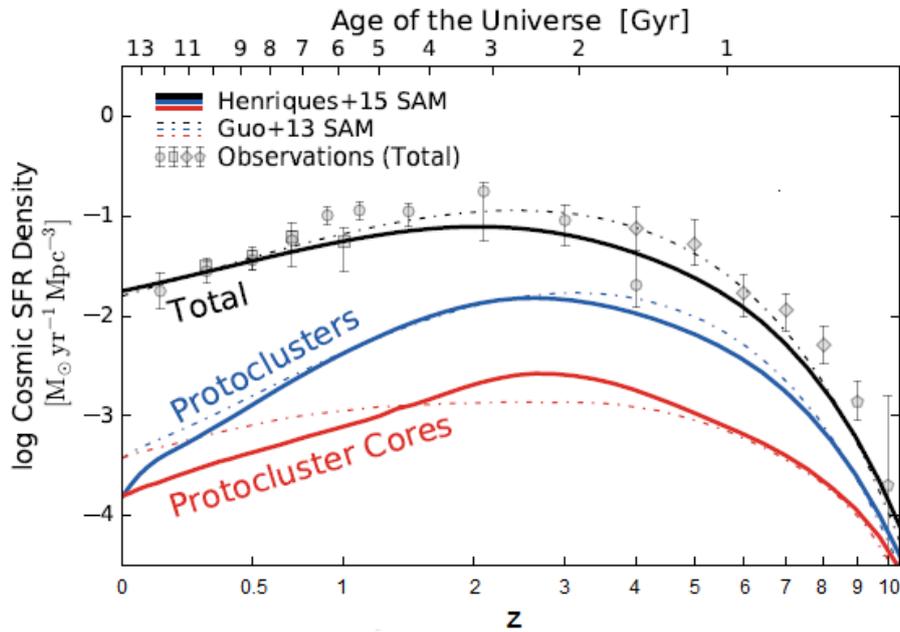


Figura 1.8: Densidade da taxa de formação estelar (SFRD) para todas as galáxias (em preto), protoaglomerados (em azul) e seus halos mais massivos (em vermelho). Os pontos representam um conjunto de SFRDs derivadas observacionalmente, com círculos, quadrados, diamantes e pentágonos simbolizando dados obtidos em Cucciati et al. (2012), Schiminovich et al. (2005), Finkelstein et al. (2015) e Oesch et al. (2013), respectivamente. Curvas sólidas e tracejadas apresentam os resultados baseados nos SAMs de H15 e G13, respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2017).

# Capítulo 2

## Os Alvos Científicos

### 2.1 Candidatos a Protoaglomerado “Coma” no COS-MOS/UltraVISTA

Apesar da importância no estudo dos protoaglomerados de galáxias, um número reduzido de estruturas heterogêneas foi identificado até o momento. Com o objetivo de gerar uma amostra homogênea de progenitores, Chiang et al. (2014) descreve como foram encontrados 36 candidatos a protoaglomerado do tipo “Coma” no COS-MOS/UltraVISTA. Este campo oferece uma oportunidade única de se construir uma amostra de progenitores devido à sua rica fotometria em múltiplos comprimentos de onda e seu grande volume em alto *redshift*. Foi utilizado o catálogo de galáxias de Muzzin et al. (2013), que abrange até magnitude  $K_s = 23.4$  mag e cobre  $\sim 1.62$  deg<sup>2</sup> desta região com 30 bandas fotométricas, do ultravioleta ao infravermelho. No entanto, para evitar a incompletude nas bordas, a procura restringiu-se aos  $\sim 1.2$  deg<sup>2</sup> centrais do campo. Os *redshifts* fotométricos foram estimados a partir do código de Brammer et al. (2008), com a busca restringindo-se a  $z_{phot} \sim 1.5 - 3$ . Em suma, o campo de procura consistiu em um paralelepípedo com área da base de  $\sim 1.2$  deg<sup>2</sup> e profundidade de  $\sim 1.5$  em *redshift*.

A busca pelos progenitores deu-se a partir da divisão deste campo em um grande número de regiões menores, as quais serão referidas aqui como “janelas”. Uma vez que protoaglomerados possuem cerca de 10 – 30 cMpc em  $z \sim 2$  (Figura 1.3), cada uma dessas regiões constituiu-se de um cilindro com  $r = 5$  arcmin, o que corresponde a um diâmetro de  $\sim 15$  cMpc em  $z \sim 2$ . A altura das janelas foi de  $\sigma_z = 0.025(1+z_{phot})$ , equivalendo à incerteza na distribuição das galáxias no espaço de *redshift*. A separação entre os cilindros foi de 1 arcmin no céu e de 0.01 em *redshift*.

Quando uma região representa um candidato a protoaglomerado, sua densidade de galáxias é grande em relação à do campo, ou seja, sua sobredensidade no número de galáxias ( $\delta_{gal}$ ) possui um valor alto. Tal sobredensidade é dada pela equação 2.1

(Chiang et al., 2014):

$$\delta_{gal}(x) \equiv \frac{n_{gal}(x) - \langle n_{gal} \rangle}{\langle n_{gal} \rangle} \quad (2.1)$$

Nela,  $n_{gal}(x)$  corresponde à densidade galáctica no interior de uma janela em específico, e  $\langle n_{gal} \rangle$  a densidade média de galáxias no campo como um todo. A equação 2.1 revela que, quanto maior o valor de  $\delta_{gal}$  para uma determinada região, maior a probabilidade de ela retratar o progenitor de um aglomerado.

Para poder estabelecer, em *redshifts* distintos, os valores médios das sobredensidades ( $\langle \delta_{gal} \rangle$ ) para os diferentes tipos de protoaglomerados, foram feitas simulações relacionadas aos dados do COSMOS. Tais observações simuladas basearam-se na Millennium Run (Springel et al., 2005), fazendo uso do SAM de Guo et al. (2011) e de modelos de síntese de população estelar de Bruzual and Charlot (2003). Pelo fato de as localizações de todos os aglomerados em  $z \sim 0$  serem conhecidas nas simulações, pôde-se verificar as sobredensidades de seus progenitores em  $z > 0$ .

A Figura 2.1 apresenta as distribuições de probabilidade de  $\delta_{gal}$  no campo COSMOS/UltraVISTA (histogramas preenchidos, em amarelo) e nas simulações (histogramas em preto) em dois valores de *redshift* abrangidos pelo campo de busca ( $z \sim 1.8$  e 2.3).

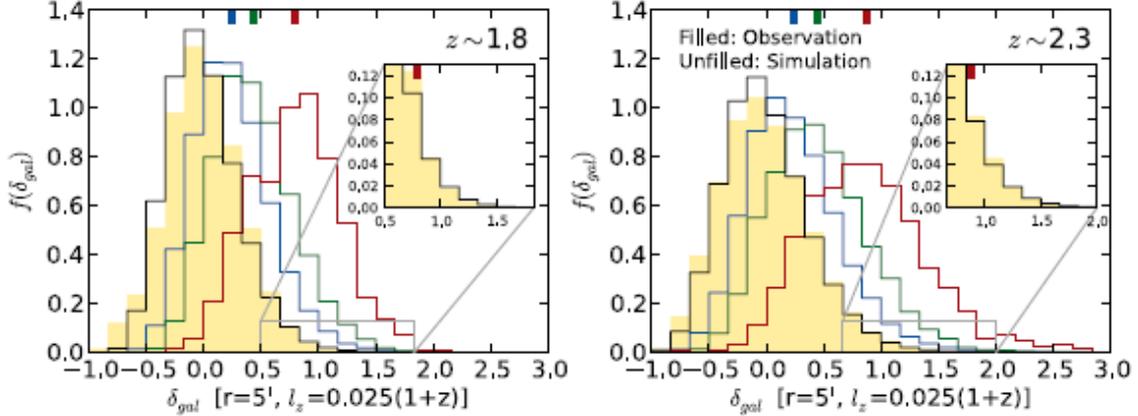


Figura 2.1: Função de distribuição de probabilidade (PDF) normalizada de  $\delta_{gal}$  no COSMOS/UltraVISTA (histogramas amarelos) e nas simulações (histogramas pretos) a  $z \sim 1.8$  e 2.3. A partir das simulações também foram obtidas as distribuições de probabilidade de  $\delta_{gal}$  para as diferentes categorias de protoaglomerados, com os tipos “Fornax”, “Virgo” e “Coma” representados por histogramas azuis, verdes e vermelhos, respectivamente. Barras coloridas no eixo-x superior indicam o  $\delta_{gal}$  de cada categoria de progenitor no *redshift* correspondente. Fonte: Chiang et al. (2014).

Na Figura 2.1 está nítido que os histogramas amarelos e pretos praticamente se sobrepõem, o que indica que os resultados das simulações reproduzem bem os das observações. Estes histogramas são aproximadamente gaussianos, a não ser para

alto  $\delta_{gal}$ , quando surge uma espécie de “cauda”(regiões em *zoom*), indicando que a esta escala atinge-se o regime não-linear esperado para os aglomerados em formação.

A partir das observações simuladas também foram *plotados* os histogramas de distribuição de  $\delta_{gal}$  para as três diferentes categorias de progenitores, com os dados dos protoaglomerados dos tipos “Fornax”, “Virgo” e “Coma” sendo retratados por histogramas azuis, verdes e vermelhos, respectivamente. Há três barras coloridas no eixo-x superior dos dois gráficos da Figura 2.1, as quais representam o  $\langle \delta_{gal} \rangle$  de cada tipo de progenitor no *redshift* correspondente. Baseando-se nelas é possível concluir que, a  $z \sim 1.8$  e 2.3, os respectivos valores de  $\langle \delta_{gal} \rangle$  para candidatos a protoaglomerados das categorias “Fornax”, “Virgo” e “Coma” são de  $\sim 0.25$ ,  $\sim 0.5$  e  $\sim 0.8$ , o que equivale a densidades galácticas superiores à do campo em  $\sim 25\%$ ,  $\sim 50\%$  e  $\sim 80\%$ .

Sendo assim, parece razoável considerar que qualquer janela com  $\delta_{gal} \geq 0.8$  englobe um protoaglomerado do tipo “Coma”. No entanto, por conta da considerável sobreposição das distribuições de sobredensidade entre o campo e os progenitores, existem estruturas que atendem a estes requisito porém indicam protoaglomerados de uma classe menos massiva ou nem sequer revelam progenitores de aglomerados.

A Figura 2.2 apresenta as probabilidades de uma região com determinado  $\delta_{gal}$  não retratar o progenitor de um aglomerado (região mais clara) ou representar um protoaglomerado de uma das três categorias (regiões em roxo) para  $z = 1.8$  e 2.3.

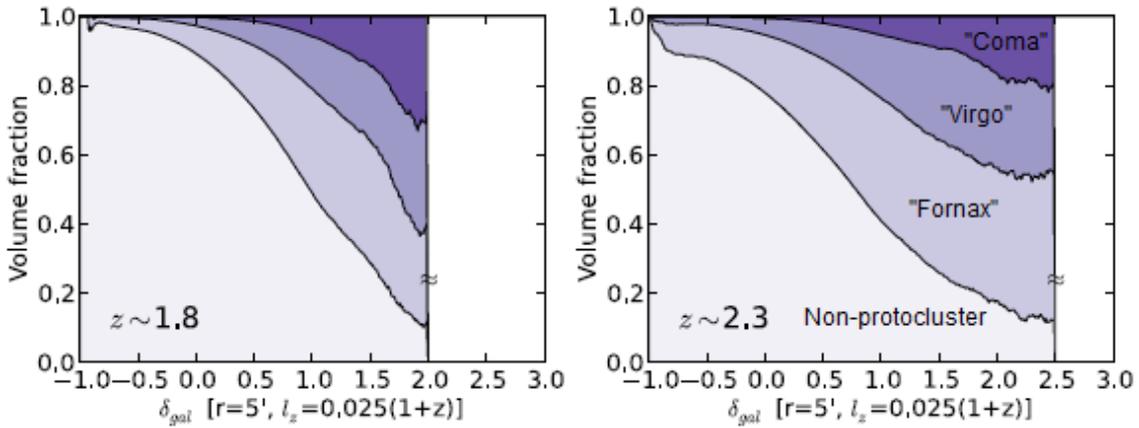


Figura 2.2: Probabilidades de uma janela com determinado  $\delta_{gal}$  não englobar o progenitor de um aglomerado (parte mais clara) ou retratar um protoaglomerado de um dos três tipos (partes em roxo) para  $z \sim 1.8$  e 2.3. Regiões em roxo claro, roxo intermediário e roxo escuro representam as probabilidades de a estrutura ser o progenitor de um aglomerado das categorias “Fornax”, “Virgo” e “Coma”, respectivamente. Fonte: Chiang et al. (2014).

A Figura 2.2 foi obtida calculando-se a sobredensidade de um grande número de regiões aleatórias na simulação, cujo volume é  $\sim 24\times$  maior do que o do campo COSMOS. Todas as janelas que deram origem a aglomerados em  $z \sim 0$  foram con-

sideradas protoaglomerados.

Na Figura 2.2 também são apresentadas em separado as probabilidades de uma estrutura ser progenitora de um aglomerado dos tipos “Fornax”, “Virgo” e “Coma”, os quais estão representados pelas regiões em roxo claro, roxo intermediário e roxo escuro, respectivamente. É possível perceber que, apesar de a Figura 2.1 revelar que em  $z \sim 1.8$  e  $2.3$  os progenitores da classe “Coma” possuem  $\langle \delta_{gal} \rangle \sim 0.8$ , uma janela com tal sobredensidade nestes *redshifts* tem probabilidade  $< 5\%$  de gerar um aglomerado da categoria “Coma”, e apenas  $\sim 50\%$  de chances de originar um aglomerado de algum dos três tipos. Desta forma, considerar regiões do COSMOS com  $\delta_{gal} \sim 0.8$  como candidatas a protoaglomerados da classe mais massiva não soa razoável.

Portanto, foi estabelecido em Chiang et al. (2014) que somente seriam consideradas candidatas a progenitores do tipo “Coma” as estruturas que, além de possuírem  $\delta_{gal} > 0.8$ , tivessem também  $P_{pc} \geq 60\%$ , em que  $P_{pc}$  representa a probabilidade de a janela ser um protoaglomerado de alguma das três categorias. Analisando-se a Figura 2.2, pode-se concluir que as regiões com  $P_{pc} \geq 0.6$  são aquelas em que  $\delta_{gal} > 1.0$ .

Aplicando-se estes dois requisitos na busca, ao total foram identificados 36 candidatos a protoaglomerados do tipo “Coma” nos  $1.2 \text{ deg}^2$  centrais do campo COSMOS/UltraVISTA em  $z_{phot} \sim 1.6 - 3.1$ . Os valores de  $z_{phot}$ , ascensão reta (RA), declinação (Dec),  $\delta_{gal}$  e  $P_{pc}$  de cada um deles podem ser originalmente encontrados na Tabela 1 de Chiang et al. (2014). No entanto, para facilitar a discussão, disponibilizamos abaixo essas informações na forma de gráficos. As Figuras 2.3, 2.4 e 2.5 representam, respectivamente, os *plots* Dec vs RA,  $P_{pc}$  vs  $z_{phot}$  e  $\delta_{gal}$  vs  $z_{phot}$  para todos os candidatos<sup>1</sup>.

A Figura 2.3 demonstra como os candidatos estão distribuídos no céu. A partir dela, é possível constatar que eles estão espalhados por  $(150.693^\circ - 149.509^\circ) \times (2.674^\circ - 1.707^\circ) \sim 1.14 \text{ deg}^2$ , pouco mais do que 95% da área total de busca (os  $\sim 1.2 \text{ deg}^2$  centrais do COSMOS/UltraVISTA).

A Figura 2.4 permite que se verifique que todos os candidatos estão distribuídos em  $z_{phot} = 1.62 - 3.08$ . Pode-se corroborar ainda que todos possuem uma probabilidade de ao menos  $\sim 60\%$  de gerarem um aglomerado de galáxias de uma das três categorias. Aquele com a menor probabilidade é o 3, com  $P_{pc} = 54\%$ , enquanto o com a maior é o 11, que possui  $P_{pc} = 85\%$ .

Quanto à Figura 2.5, esta permite que se confirme que os 36 candidatos possuem  $\delta_{gal} > 1.0$ , conforme concluiu-se na discussão da Figura 2.2. Aqueles com o menor e

<sup>1</sup>Nas Figuras 2.3, 2.4 e 2.5 os candidatos 11 e 20 estão representados por pontos pretos. A razão para tal é distingui-los dos demais, uma vez que nossa pesquisa foi desenvolvida a partir de seu estudo, conforme será discutido na seção 2.2.

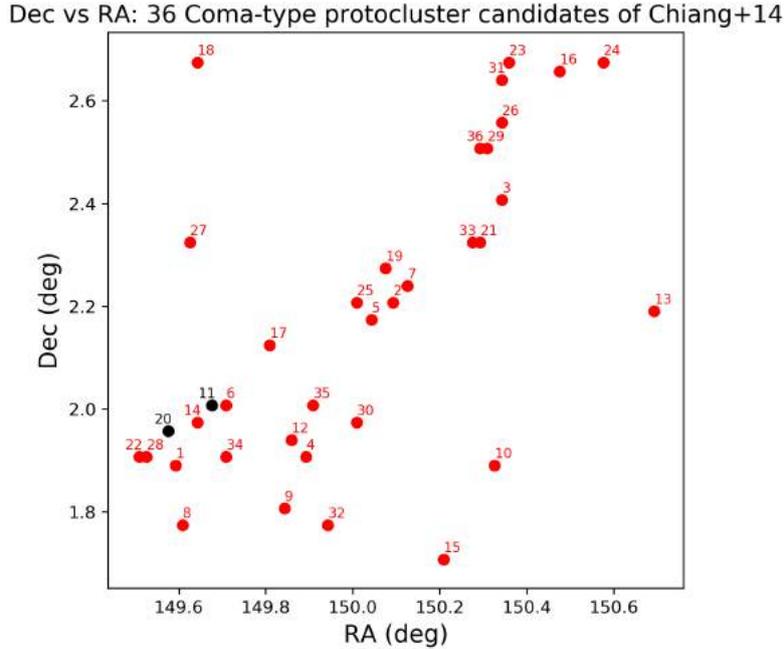


Figura 2.3: Coordenadas Equatoriais dos 36 candidatos a progenitores de aglomerados do tipo “Coma” no campo COSMOS/UltraVISTA em  $z_{phot} \sim 1.6 - 3.1$ .

maior valores de sobredensidade são o 3 e 36, com  $\delta_{gal} = 1.1$  e  $3.1$ , respectivamente.

## 2.2 Candidatos a Protoaglomerado em Estudo nesta Dissertação

Os candidatos com que trabalhamos foram o 11 e 20 de Chiang et al. (2014), os quais possuem  $z_{phot} = 2.24$  e  $2.48$ , respectivamente. Eles consistem em dois dos melhores candidatos dentre os 36 identificados, pois conforme as Figuras 2.4 e 2.5 permitem constatar, estas estruturas estão entre as que possuem as maiores probabilidades de serem de fato protoaglomerados de algum dos três tipos ( $P_{pc} > 80\%$ ) e os maiores valores de sobredensidade ( $\delta_{gal} \sim 2$ ).

O capítulo 3 abordará em detalhe o mapeamento espectroscópico das galáxias selecionadas para o estudos destes dois candidatos. Pelo fato de eles estarem localizados na parte sudoeste do campo COSMOS/UltraVISTA (Figura 2.3), o catálogo no qual as observações se basearam foi o de Muzzin et al. (2013), que é completo para 1354 objetos desta área, fornecendo informações como suas coordenadas equatoriais (RA  $\sim 149.4^\circ - 149.8^\circ$  e Dec  $\sim 1.8^\circ - 2.2^\circ$ ), *redshifts* fotométricos ( $z_{phot} \sim 1.9 - 3.1$ ) e magnitudes em diferentes bandas ( $K_s$ , U, B, V, R, I, Z, J e H). A partir dos dados deste catálogo obtivemos a Figura 2.6, em que os pontos cinzas simbolizam as posições de todas estas 1354 galáxias, e os pontos pretos as localizações dos dois candidatos a protoaglomerado. Os círculos pretos possuem  $r = 5$  arcmin, o que

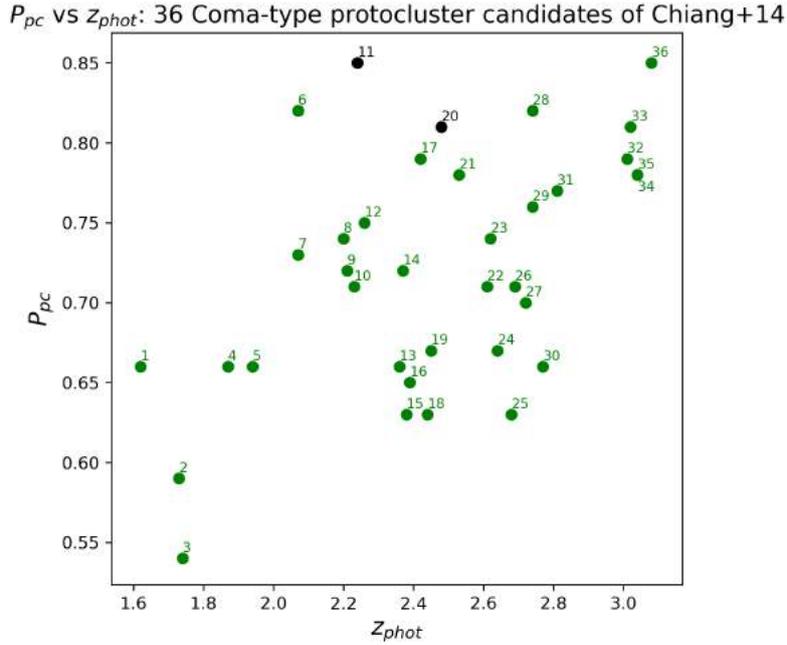


Figura 2.4: Distribuição de  $P_{pc}$  de acordo com os valores de  $z_{phot}$  dos 36 candidatos a progenitores de aglomerados do tipo “Coma” no campo COSMOS/UltraVISTA em  $z_{phot} \sim 1.6 - 3.1$ .

equivale a um diâmetro de  $\sim 15$  cMpc em  $z \sim 2$ . Desta forma, pode-se afirmar que eles correspondem a uma aproximação do tamanho dos progenitores, que nesta faixa de *redshift* possuem  $\sim 10 - 30$  cMpc (Figura 1.3).

Para termos ideia das magnitudes destes dois candidatos a protoaglomerado, *plotamos* as Figuras 2.7 e 2.8, as quais apresentam, respectivamente, as distribuições de magnitude nas bandas B e  $K_s$  das galáxias que estão no interior dos círculos na Figura 2.6. Os histogramas azuis são referentes aos objetos de PC11, enquanto os vermelhos, às fontes de PC20. É importante destacar que, como a Figura 2.6 apresenta as coordenadas de galáxias com  $z_{phot} \sim 1.9 - 3.1$ , caso os dois candidatos sejam de fato progenitores genuínos, nem todos os objetos internos aos círculos pretos na Figura 2.6 serão membros dos protoaglomerados. Sendo assim, as Figuras 2.7 e 2.8 fornecem apenas um indício das magnitudes dos dois candidatos, e não os valores exatos.

Todos os histogramas das Figuras 2.7 e 2.8 possuem *bins* de 0.5. A partir da Figura 2.7 é possível concluir, para os dois candidatos, que o intervalo de magnitude B com mais fontes é  $25.5 < B < 26$ . Quanto à Figura 2.8, através dela pode-se afirmar que a faixa de magnitude  $K_s$  com mais objetos é  $23 < K_s < 23.5$ , também para ambos os candidatos.

Com o objetivo de confirmar os valores de  $z_{phot}$  informados em Chiang et al. (2014) para os dois candidatos, *plotamos* as distribuições dos *redshifts* fotométricos das galáxias internas aos círculos da Figura 2.6, as quais são apresentadas na Figura

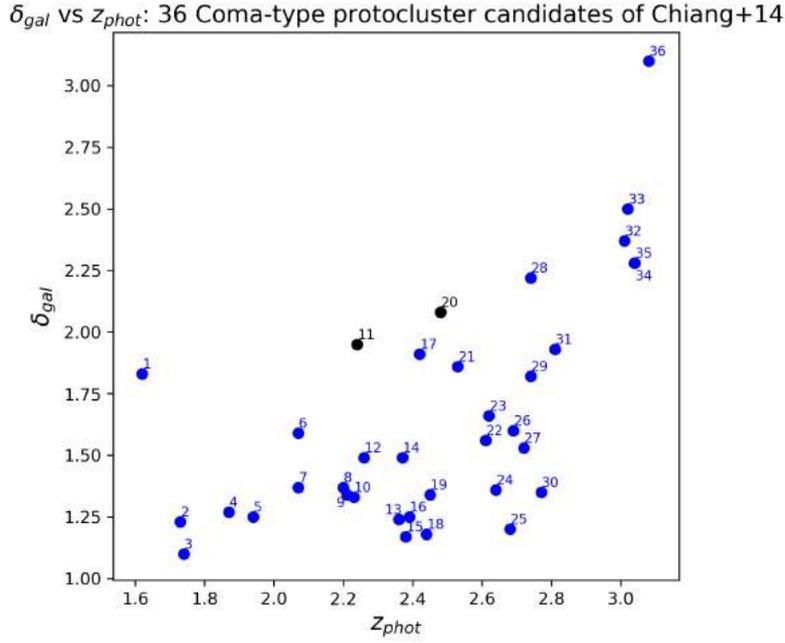


Figura 2.5: Distribuição de  $\delta_{gal}$  de acordo com os valores de  $z_{phot}$  dos 36 candidatos a progenitores de aglomerados do tipo “Coma” no campo COSMOS/UltraVISTA em  $z_{phot} \sim 1.6 - 3.1$ .

## 2.9.

Ambos os histogramas da Figura 2.9 possuem *bins* de 0.05. Com relação a PC20, o histograma obtido (vermelho) retornou o resultado esperado, pois seu pico ocorre em  $2.45 < z_{phot} < 2.5$ . No caso de PC11, no entanto, o histograma (azul) até revela um número elevado de fontes em  $2.20 < z_{phot} < 2.25$ , mas a faixa de *redshift* com mais galáxias é  $2.05 < z_{phot} < 2.15$ .

Isto fez com que cogitássemos que algum outro candidato, que possuísse  $2.05 < z_{phot} < 2.15$ , estivesse se sobrepondo parcialmente a PC11 no céu. Sendo isto verdade, o pico neste intervalo de *redshift* no histograma de  $z_{phot}$  de PC11 poderia ser atribuído às galáxias deste outro candidato.

De fato, analisando as informações referentes aos 36 candidatos identificados em Chiang et al. (2014), pudemos constatar que isso realmente aconteceu. Trata-se de PC6 ( $z_{phot} = 2.07$ ), que está tão próximo de PC11 no céu que ambos possuem a mesma declinação e valores de ascensão reta separados por apenas  $\sim 0.03^\circ$ . A Figura 2.10 evidencia a proximidade entre os dois, e a Figura 2.11 permite certificarmos que as fontes dentro do círculo de PC6 são de fato as responsáveis pelo pico em  $2.05 < z_{phot} < 2.15$  no histograma de  $z_{phot}$  de PC11.

Na Figura 2.10, os pontos pretos indicam as coordenadas dos candidatos 6 e 11, enquanto os círculos ( $r = 5$  arcmin) fornecem o tamanho aproximado deles. A partir dela, pode-se perceber como PC6 e PC11 estão próximos no céu (embora não em *redshift*), sobrepondo-se quase que inteiramente um ao outro.

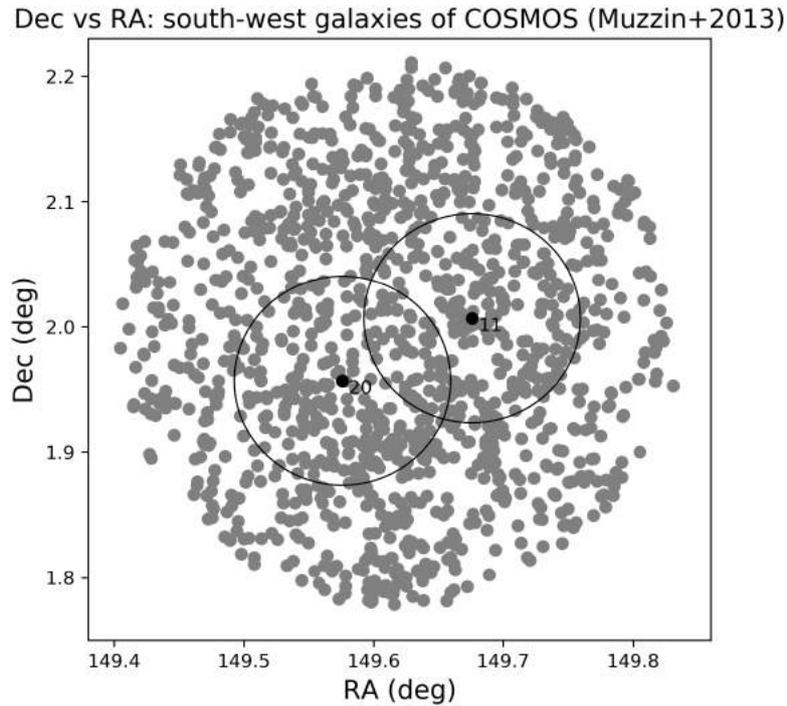


Figura 2.6: Coordenadas equatoriais dos candidatos 11 e 20 (pontos pretos) e das galáxias localizadas na região sudoeste do campo COSMOS (pontos cinzas). Os círculos pretos ( $r = 5$  arcmin, equivalendo a um diâmetro de  $\sim 15$  cMpc a  $z \sim 2$ ) dão uma aproximação do tamanho dos candidatos.

O histograma em verde da Figura 2.11 apresenta a distribuição do *redshift* fotométrico das galáxias que estão no interior do círculo correspondente ao candidato 6 na Figura 2.10. Seu pico está em  $2.05 < z_{phot} < 2.15$ , mesmo intervalo de *redshift* em que está localizado o pico do histograma de  $z_{phot}$  de PC11.

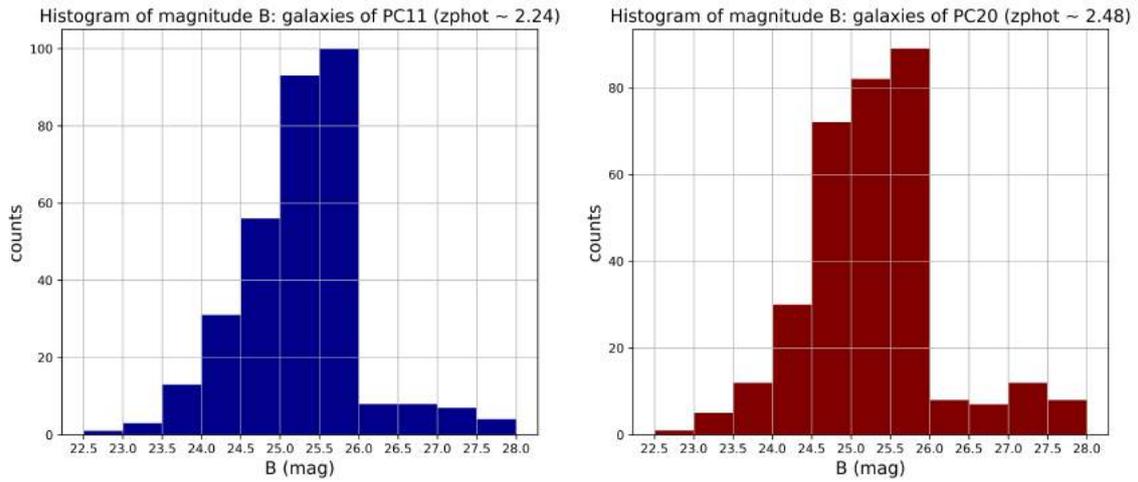


Figura 2.7: Distribuição da magnitude na banda B para as galáxias dos candidatos 11 (azul) e 20 (vermelho).

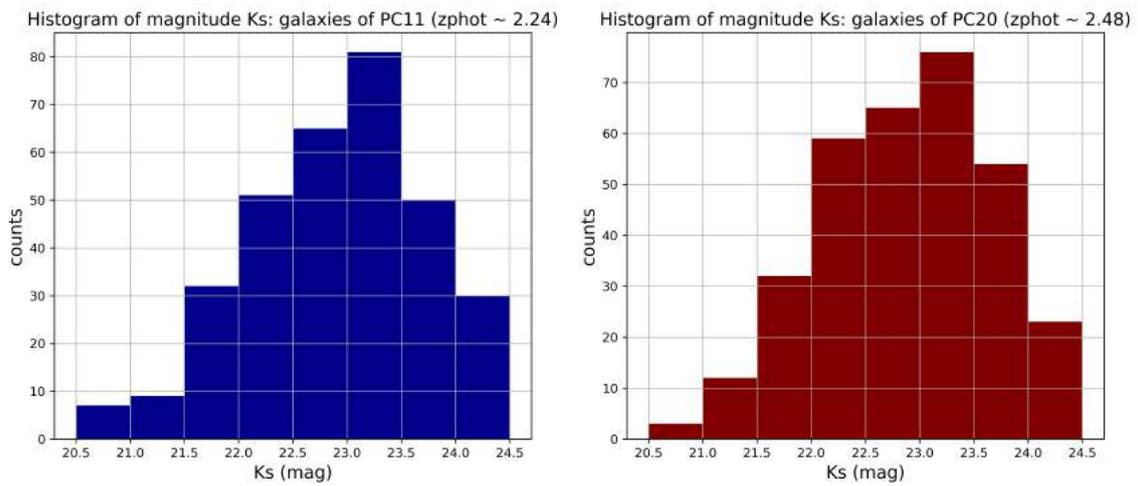


Figura 2.8: Distribuição da magnitude na banda  $K_s$  para as galáxias dos candidatos 11 (azul) e 20 (vermelho).

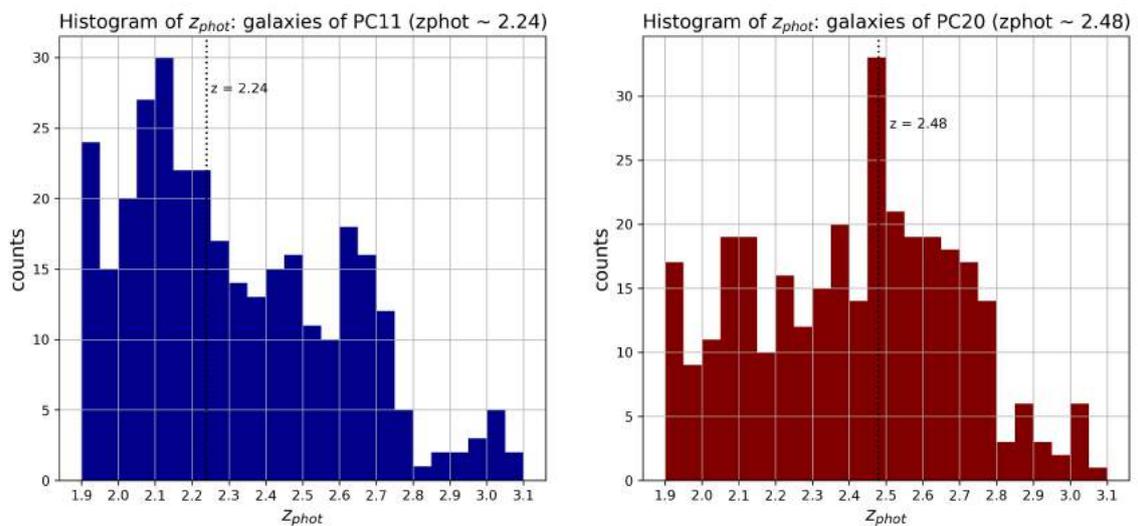


Figura 2.9: Distribuição de  $z_{phot}$  para as fontes de PC11 (azul) e PC20 (vermelho).

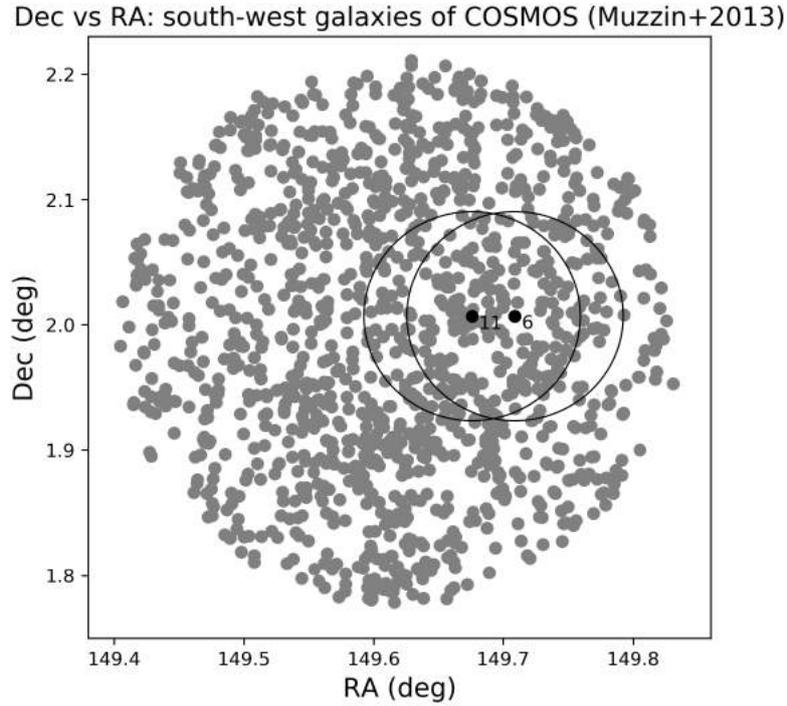


Figura 2.10: Coordenadas equatoriais dos candidatos 6 e 11 (pontos pretos) e das galáxias localizadas na região sudoeste do campo COSMOS (pontos cinzas). Os círculos ( $r = 5$  arcmin, equivalendo a um diâmetro de  $\sim 15$  cMpc a  $z \sim 2$ ) dão uma aproximação do tamanho dos candidatos.

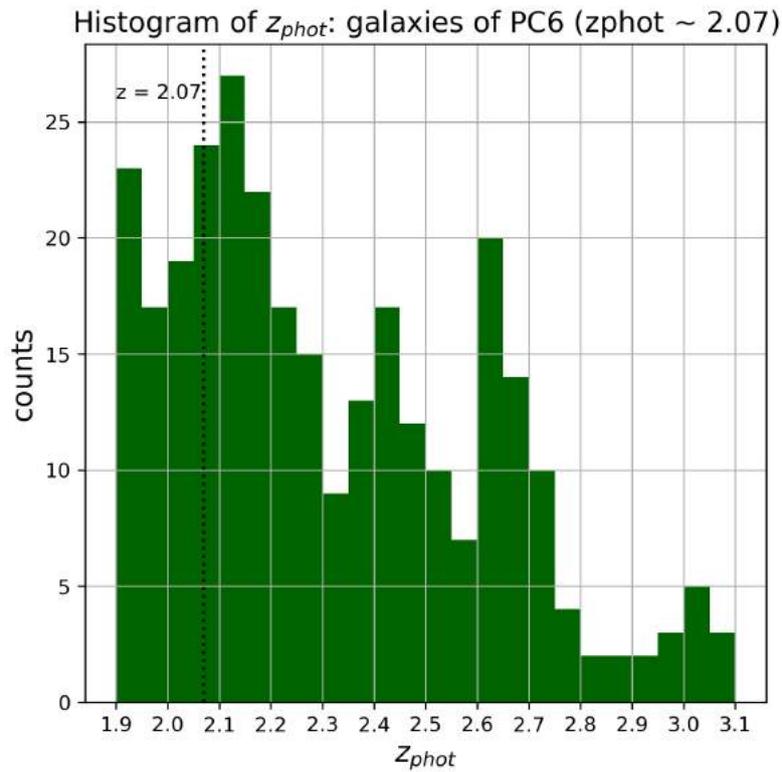


Figura 2.11: Distribuição de  $z_{phot}$  para as fontes de PC6.

# Capítulo 3

## As Observações

### 3.1 Proposta Observacional

Com o intuito de estudar alguns dos melhores candidatos a protoaglomerado do campo COSMOS, em meados de 2015 foi enviada uma proposta observacional de quatro deles ao Gemini Observatory. As observações combinaram tempo norte-americano, brasileiro e chileno, tendo Yi-Kuan Chiang (University of Texas-USA) como investigador principal, Roderik Overzier (Observatório Nacional-BRA) como líder brasileiro e Guillermo Blanc (Universidad de Chile-CHI) como líder chileno.

Esses quatro candidatos foram selecionados por estarem entre as estruturas mais sobredensas em um volume de  $\sim 2 \times 10^7$  Mpc<sup>3</sup>. Três deles são oriundos da amostra gerada em Chiang et al. (2014), no caso os candidatos 11, 20 e 21, aos quais passaremos a nos referir como PC1, PC2 e PC3, respectivamente. O outro é proveniente do catálogo fotométrico de Laigle et al. (2016), o qual iremos nos referir como PC4. A Figura 3.1 apresenta os valores de  $z_{phot}$  e os mapas de distribuição de  $\delta_{gal}$  destes candidatos, enquanto a Figura 3.2, *plotada* por nós, compara suas coordenadas equatoriais.

Na Figura 3.1, sobredensidade e cor relacionam-se diretamente, com as áreas azuladas indicando os menores valores de  $\delta_{gal}$ , e as avermelhadas os maiores. Desta forma, os candidatos podem ser identificados pelas regiões em tons mais intensos de vermelho, as quais estão envolvidas por círculos pretos de raio  $r = 5$  arcmin (diâmetro  $\sim 15$  cMpc em  $z \sim 2$ ) que representam uma aproximação de seus tamanhos.

Na Figura 3.2, tal como na Figura 3.1, os círculos possuem  $r = 5$  arcmin, indicando o tamanho aproximado dos candidatos. Pelo fato de PC1 e PC2 estarem parcialmente se sobrepondo no céu, a observação das galáxias situadas nas regiões dos dois se deu conjuntamente, ou seja, estes dois candidatos foram tratados como um só, designado por PC1+2.

Uma vez que já foram realizados estudos fotométricos das galáxias presentes nas

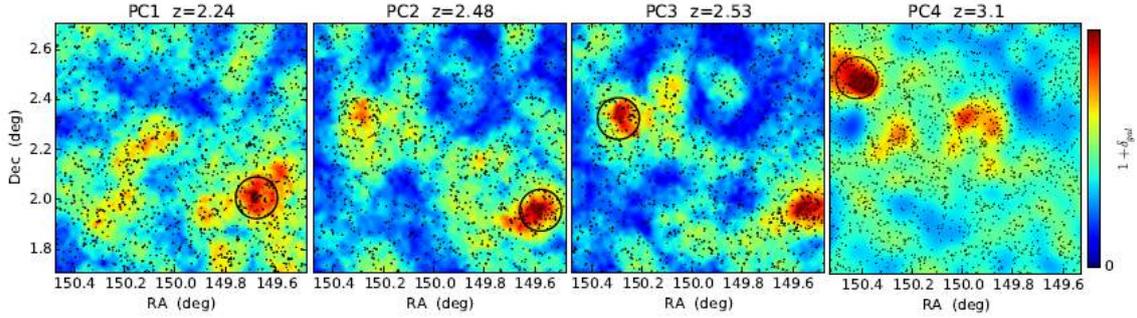


Figura 3.1: Mapas de distribuição de  $\delta_{gal}$  dos quatro candidatos abordados na proposta. Regiões azuladas retratam os menores valores de  $\delta_{gal}$ , enquanto as avermelhadas indicam os maiores, logo os candidatos a progenitor são representados pelas áreas em tons mais intensos de vermelho. Os círculos pretos possuem raio  $r = 5$  arcmin, o que equivale a um diâmetro de  $\sim 15$  cMpc em  $z \sim 2$ . Como a este *redshift* protoaglomerados possuem  $\sim 10 - 30$  cMpc, os círculos indicam o tamanho aproximado dos candidatos. Fonte: Proposta Observacional.

áreas em que os quatro candidatos estão localizados, a proposta tinha como objetivo executar o mapeamento espectroscópico destas fontes, o que permitiria estimar seus valores de  $z_{spec}$ . Caso a maioria dos objetos designados a um candidato possuíssem um mesmo *redshift* espectroscópico, seria possível concluir que ele de fato é um protoaglomerado com tal  $z_{spec}$ , que por sua vez poderia ser comparado ao seu já conhecido  $z_{phot}$ .

O instrumento selecionado para as observações foi o GMOS (Gemini Multi-Object Spectrograph), que está instalado no telescópio Gemini (8.1m). Tal escolha deu-se pelo fato de que, como cada candidato a progenitor consiste em centenas de galáxias, o mais adequado seria utilizar um espectrógrafo de multi-objetos (*multi-object spectrograph*, MOS) e campo amplo instalado em um telescópio de grande porte. O MOS trabalha guiando a luz de um grande número de fontes utilizando uma pequena fenda (*slitlet*) sobre cada uma, permitindo que se extraia os espectros de todos os objetos simultaneamente, ao invés de cada um individualmente, o que tomaria muito tempo. A Figura 3.3 ilustra esse esquema.

Os quatro candidatos possuem valores de *redshift* próximos  $z \sim 2.5$ , quando ocorreu o auge da SFR nas galáxias-membro de protoaglomerados (Figura 1.8). Por conta disso, selecionou-se para as observações fontes com alta SF. A Figura 3.4 evidencia que os objetos dos quatro candidatos que foram escolhidos para serem cobertos são SFGs (*star-forming galaxies*). Nela é demonstrada a relação entre a cor (NUV-r) e a magnitude em r para estas fontes. Os objetos de PC1+2, PC3 e PC4 são representados por pontos azuis, vermelhos e verdes, respectivamente. Como a maioria das galáxias possui (NUV-r)  $< 2$ , isto é, cor azul, então há formação estelar ocorrendo em seu interior. Estas fontes estão catalogadas em Muzzin et al. (2013), logo tem-se acesso às suas magnitudes. Desta forma, foi possível conferir que a

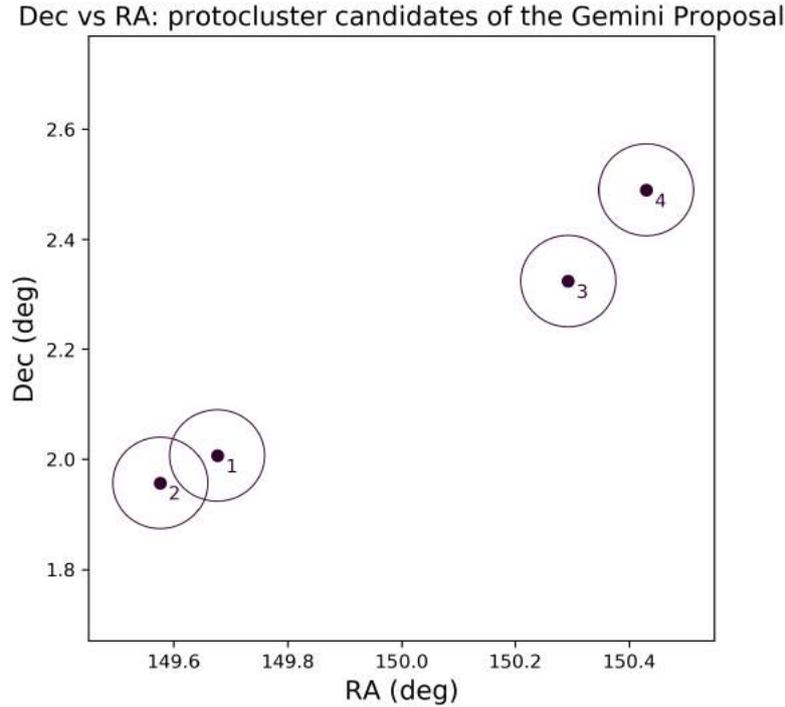


Figura 3.2: Coordenadas equatoriais dos quatro candidatos a protoaglomerado citados na proposta. Os círculos ( $r = 5$  arcmin, equivalendo a um diâmetro de  $\sim 15$  cMpc a  $z \sim 2$ ) dão uma aproximação de seu tamanho.

maior parte destes objetos possui valores relativamente pequenos de magnitude B, indicando que, mais do que SFGs, estas galáxias possuem alta taxa de formação estelar.

Pelo fato de estas fontes possuírem elevada SFR, estimou-se que uma fração considerável de seus espectros apresentariam linhas de emissão intensas provenientes do UV, sobretudo  $\text{Ly}\alpha$  ( $1216 \text{ \AA}$ ),  $[\text{CIV}]$  ( $1549 \text{ \AA}$ ) e  $[\text{HeII}]$  ( $1640 \text{ \AA}$ ), que são as mais fortes. A partir da detecção delas e de linhas de absorção também do ultravioleta, os valores de  $z_{\text{spec}}$  dos objetos poderiam ser estimados.

Uma vez que os candidatos estão em alto *redshift* ( $z > 2$ ) e o objetivo é identificar linhas de emissão/absorção do UV nos espectros de suas galáxias, as observações foram realizadas na faixa do óptico, tendo como intervalo de comprimento de onda alvo  $\sim 3900 - 5500 \text{ \AA}$ . Sendo assim, a grade (*grating*) escolhida foi a B600, que conforme a Figura 3.5 revela, possui alta eficiência na faixa de comprimento de onda alvo das observações, atingindo sensibilidade máxima ( $\sim 80\%$ ) em  $\sim 4800 \text{ \AA}$ .

Como protoaglomerados possuem diâmetro de  $\sim 10$  arcmin a  $z \sim 2$ , o campo de visada (*field-of-view*, FoV) selecionado para abranger cada candidato foi de  $\sim 11' \times 11'$ , com cada FoV englobando quatro apontamentos distintos no céu (*pointings*) de  $\sim 5.5' \times 5.5'$  cada. Para o caso de PC1+2, em que dois candidatos foram cobertos conjuntamente, o campo de visada teve de ser um pouco maior, estimado em  $\sim$

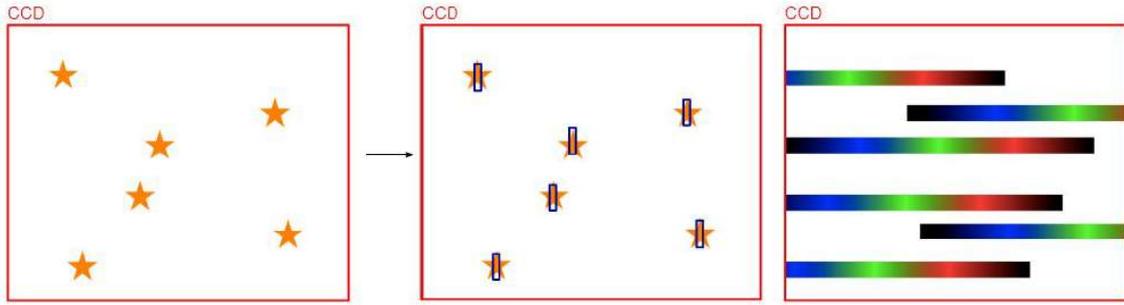


Figura 3.3: Funcionamento da espectroscopia de multi-objetos. O painel da esquerda ilustra uma região no céu sendo observada, o do meio revela como as fendas são usadas nas fontes, e o da direita demonstra os espectros sendo gerados simultaneamente. Nesta ilustração os objetos são estrelas, e embora no nosso caso eles sejam galáxias, o procedimento é o mesmo. Fonte: <http://slideplayer.com/slide/4178747>

$11' \times 15'$ , o que equivale a seis regiões de  $\sim 5.5' \times 5.5'$  cada. Desta forma, ao final planejava-se observar 6 (PC1+2) + 4 (PC3) + 4 (PC4) = 14 apontamentos.

Pelo fato de protoaglomerados possuírem uma alta densidade de galáxias, existia uma chance considerável de não se conseguir cobrir uma parte delas durante as observações devido a conflitos de *slit*. Para resolver este problema, foi proposta a utilização de duas máscaras (*masks*) por apontamento, logo teria-se  $6 \times 2$  (PC1+2) +  $4 \times 2$  (PC3) +  $4 \times 2$  (PC4) = 28 máscaras no total. As fontes mais brilhantes de cada região seriam cobertas por apenas uma máscara, enquanto as mais fracas, pelas duas em simultâneo. Utilizando-se esta estratégia, seriam gastos  $\sim 18$  min cada vez que a segunda máscara fosse adicionada/retirada.

Uma vez que cada máscara é capaz de abranger  $\sim 35$  objetos, a previsão era de que ao final fossem observadas  $\sim 200$  galáxias de PC3 e PC4, e outras  $\sim 400$  de PC1+2. Havia expectativa de se conseguir estimar o  $z_{spec}$  de  $\sim 80\%$  das fontes, com  $\sim 25\%$  a partir da identificação de linhas de emissão nos espectros dos objetos mais jovens, e os outros  $\sim 55\%$  através da detecção de linhas de absorção nos espectros das fontes mais velhas, as quais possuem contínuo mais forte. Esperava-se também se constatar que  $\sim 40\%$  das galáxias eram de fato membros dos progenitores, com um grau de pureza maior esperado para as mais brilhantes (com maiores SFRs), já que os quatro candidatos possuem valores de *redshift* próximos àquele em que ocorreu o auge da SF em protoaglomerados ( $z \sim 2.5$ , de acordo com a Figura 1.8).

O tempo de exposição ( $t_{exp}$ ) foi estimado baseando-se em um critério que buscou atingir relação sinal-ruído (S/N)  $> 1.5/\text{pixel}$  nos comprimentos de onda esperados para a identificação das linhas Ly $\alpha$  de cada protoaglomerado, isto é,  $\sim 1216\text{\AA} \times (1+z_{phot})$ . Desta forma, já considerando as duas máscaras por apontamento, calculou-se que o  $t_{exp}$  necessário na observação de cada região teria de ser dividido em rodadas de 25 min, com cada apontamento de PC1+2, PC3 e PC4 precisando de

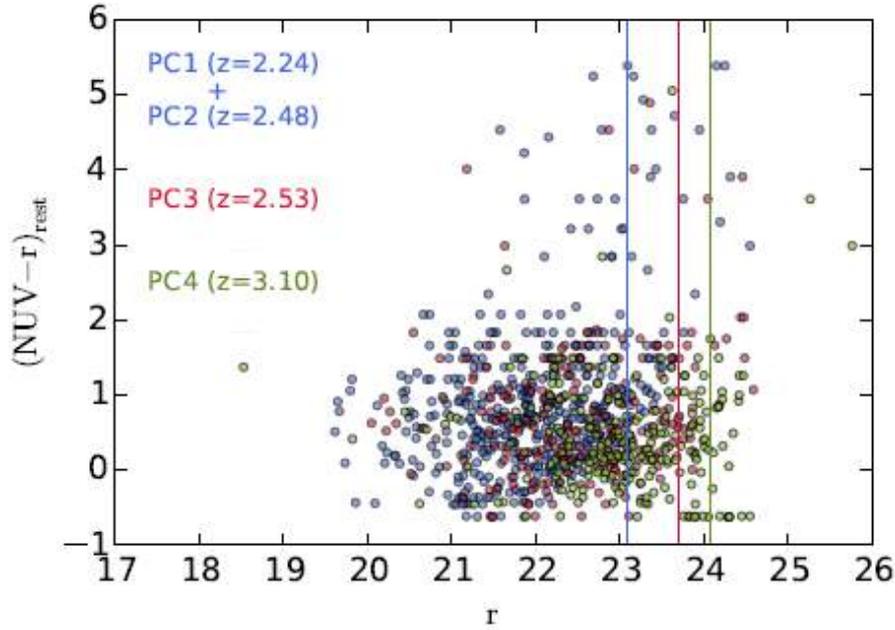


Figura 3.4: Cor (NUV-r) vs magnitude na banda r para as galáxias situadas nas áreas dos quatro candidatos da proposta. Objetos nas regiões de PC1+2, PC3 e PC4 são retratados por pontos azuis, vermelhos e verdes, respectivamente. Seguindo este mesmo critério, as linhas verticais coloridas indicam as magnitudes limites em r dos candidatos, que são de 23.1, 23.7 e 24.1 para os respectivos PC1+2, PC3 e PC4. Fonte: Proposta Observacional.

$2 \times 25 \text{ min} = 50 \text{ min}$ ,  $4 \times 25 \text{ min} = 1\text{h}40\text{min}$  e  $6 \times 25 \text{ min} = 2\text{h}30\text{min}$ , respectivamente. Levando em conta o número de regiões em que cada candidato foi dividido, o tempo de exposição total seria de  $6 \times 50 \text{ min} = 5\text{h}$ ,  $4 \times 1\text{h}40\text{min} = 6\text{h}40\text{min}$  e  $4 \times 2\text{h}30\text{min} = 10\text{h}$  para os respectivos PC1+2, PC3 e PC4.

Incluindo ainda  $\sim 9.5\text{h}$  extras dominadas pela adição/retirada da segunda máscara na cobertura de cada apontamento ( $18 \text{ min} \times 28 \text{ máscaras} = 8.4\text{h}$ ), foram solicitadas 31.5h de observação, das quais 22.5h fazendo-se uso do telescópio Gemini Norte e as outras 9h utilizando-se o telescópio Gemini Sul.

A Tabela 3.1 reúne os pontos principais acerca da solicitação das observações de cada candidato na proposta.

Tabela 3.1: Pontos principais relacionados à solicitação das observações dos quatro candidatos a protoaglomerado.

Candidato	FoV	$N_{pointing}$	$N_{mask}$	$N_{gal}$	$t_{exp}$
PC1+2	$11' \times 15'$	6	12	400	5h
PC3	$11' \times 11'$	4	8	200	6.7h
PC4	$11' \times 11'$	4	8	200	10h

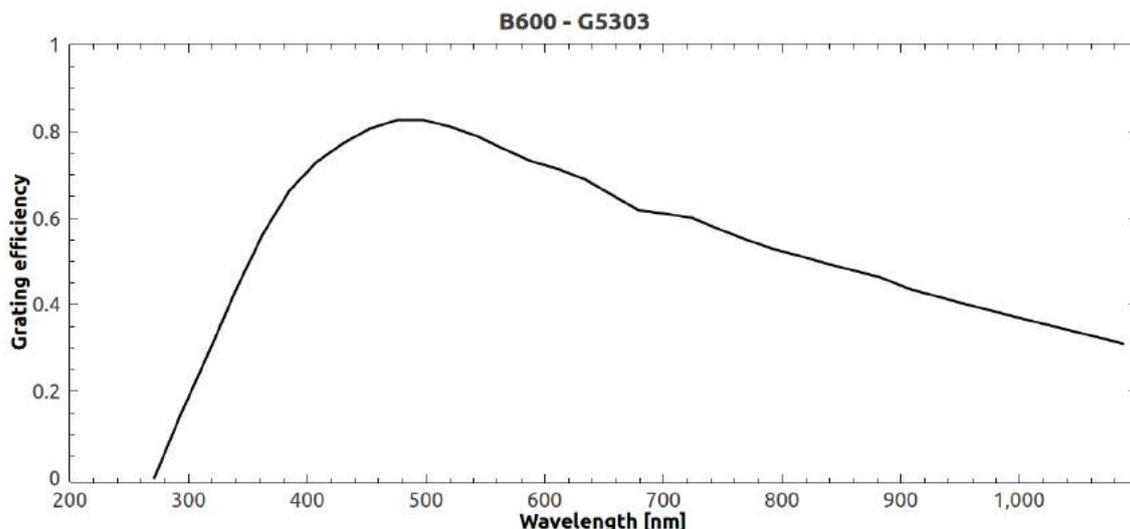


Figura 3.5: Eficiência da grade B600-G5303 em diferentes comprimentos de onda. Fonte: [http://www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/newplots/newgratings/B600\\_G5303.png](http://www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/newplots/newgratings/B600_G5303.png)

## 3.2 Execução das Observações

Apesar de a proposta originalmente objetivar o estudo de quatro candidatos a protoaglomerado, não foi possível completar o programa observacional, de forma que somente os espectros das galáxias de PC1+2 foram obtidos, os quais estão localizados na parte sudoeste do COSMOS (Figura 2.3).

No entanto, mesmo para estes dois candidatos as observações não foram finalizadas. A ideia inicial era cobrir seis apontamentos distintos utilizando duas máscaras em cada, mas ao final só conseguiu-se observar cinco diferentes regiões fazendo-se uso de uma máscara em cada. Por conta disso, o GMOS foi capaz de extrair os espectros de apenas 172 fontes, sendo que o desejado primeiramente era obter o de  $\sim 400$ .

As observações de PC1+2 foram divididas em três programas: GS-2015B-Q-33, GN-2016B-Q-64 e GN-2016B-Q-3. A Tabela 3.2 informa o telescópio e o espectrógrafo utilizados em cada um, quais apontamentos eles cobriram e os períodos observacionais. Já a Tabela 3.3 revela o número de objetos que foram cobertos em cada região ( $N_{gal}$ ) e as máscaras utilizadas em suas observações.

Tabela 3.2: Informações referentes às três rodadas de observação das galáxias de PC1+2.

Programa	Telescópio	Instrumento	Regiões	Período
GS-2015B-Q-33	Gemini Sul	GMOS-S	F5	Jan/2016
GN-2016B-Q-64	Gemini Norte	GMOS-N	F2 e F9	Nov/2016 - Jan/2017
GN-2016B-Q-3	Gemini Norte	GMOS-N	F6 e F8	Jan/2017

Tabela 3.3: Informações referentes às observações de cada apontamento.

Região	$N_{gal}$	Máscara
F2	36	GN2016BQ064-01
F5	32	GS2015BQ033-02
F6	36	GN2016BQ003-02
F8	38	GN2016BQ003-01
F9	30	GN2016BQ064-02

A Figura 3.6 apresenta as coordenadas equatoriais destas 172 galáxias. As posições dos objetos das regiões F2, F5, F6, F8 e F9 são simbolizadas por pontos verdes, vermelhos, azuis, roxos e laranjas, respectivamente. Os pontos cinzas menores representam as coordenadas das 1354 fontes situadas na parte sudoeste do COSMOS catalogadas em Muzzin et al. (2013). Eles foram *plotados* para deixar mais claro onde as galáxias observadas pelo GMOS estão localizadas. Quanto aos pontos pretos, estes retratam onde os progenitores estão situados, enquanto os círculos ( $r = 5$  arcmin) fornecem uma estimativa de seus tamanhos.

Com o intuito de analisar as magnitudes das 172 fontes observadas e poder compará-las com as de todas as 1354 galáxias da região, *plotamos* a Figura 3.7, que apresenta as distribuições normalizadas de magnitude nas bandas B e  $K_s$ . Os histogramas em verde correspondem a todos os objetos desta área catalogados em Muzzin et al. (2013), enquanto os histogramas em azul claro são referentes apenas às fontes que tiveram seus espectros extraídos pelo GMOS. A parte em azul escuro indica a área comum aos dois histogramas.

Pode-se constatar na Figura 3.7 que, considerando as 1354 galáxias da região catalogadas em Muzzin et al. (2013), o intervalo de magnitude B com mais objetos é  $25.5 < B < 26$ , enquanto a faixa de magnitude  $K_s$  com mais fontes é  $23 < K_s < 23.5$ . Já quando levando em conta apenas as 172 galáxias observadas, o intervalo de magnitude B com mais objetos é  $24.5 < B < 25$ , e a faixa de magnitude  $K_s$  com mais fontes é  $22 < K_s < 22.5$ . Portanto, fica claro que as galáxias observadas estão entre as mais brilhantes na parte sudoeste do campo COSMOS. O fato de suas magnitudes B serem relativamente baixas revela que elas possuem elevada SFR. Tais objetos foram mirados porque, por possuírem altas taxas de SF, têm maior probabilidade de serem de fato membros dos protoaglomerados, já que a  $z \sim 2.5$  ocorre o pico da SFR no interior destes últimos.

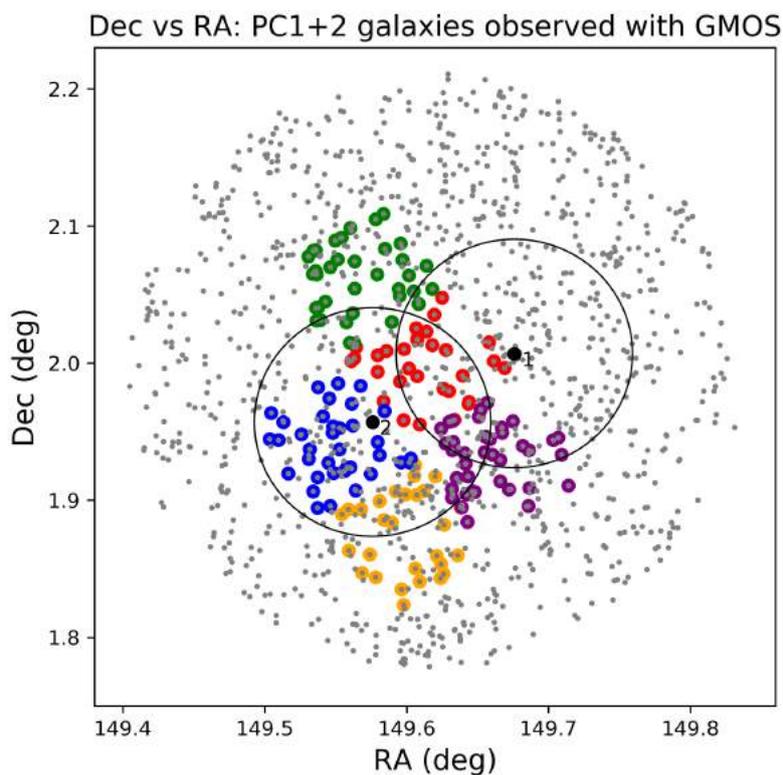


Figura 3.6: Coordenadas equatoriais dos 172 objetos observados pelo GMOS. As localizações das galáxias das regiões F2, F5, F6, F8 e F9 são representadas por pontos verdes, vermelhos, azuis, roxos e laranjas, respectivamente. Os pontos cinzas indicam as posições das 1354 fontes situadas na região sudoeste do campo COSMOS que estão catalogadas em Muzzin et al. (2013). Os pontos pretos simbolizam as coordenadas dos progenitores, enquanto os círculos ( $r = 5$  arcmin) dão seu tamanho aproximado.

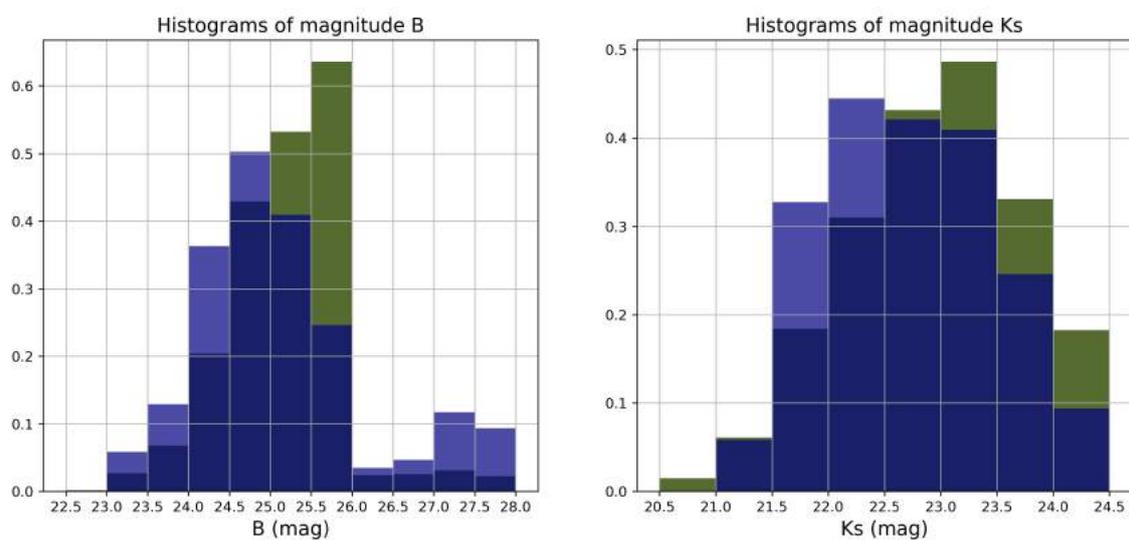


Figura 3.7: Histogramas normalizados de distribuição da magnitude nas bandas B (painel esquerdo) e  $K_s$  (painel direito). Os histogramas em verde são referentes a todas as 1354 galáxias localizadas na região sudoeste do COSMOS que estão catalogadas em Muzzin et al. (2013), enquanto os histogramas em azul claro correspondem aos 172 objetos que foram observados com o GMOS.

# Capítulo 4

## Redução de Dados

### 4.1 Arquivos Envolvidos na Redução

Os dados de ciência obtidos em observações astronômicas, sejam elas espectroscópicas ou fotométricas, originalmente possuem uma série de ruídos e imperfeições. O processo de redução atua no sentido de melhorar a qualidade dos dados, os deixando mais adequados para análise científica.

Dentre as correções que precisam ser realizadas, uma delas é por conta do ruído eletrônico (ou ruído de leitura). Para subtraí-lo são utilizados os *bias frames*, que são exposições de tempo zero (normalmente, o mínimo que se consegue é 0.01 – 0.1 milissegundos) obtidas com o *shutter* fechado. As imagens de *bias* revelam que, mesmo quando nenhuma luz incide sobre o detector, os *pixels* apontam contagens não nulas ligeiramente distintas entre si, o que ocorre devido à natureza eletrônica do sensor. Tomando-se diversos *bias frames*, é possível se constatar que um mesmo *pixel* indica sempre valores similares.

Como o ruído de leitura é inerente ao equipamento, *bias frames* devem ser subtraídos de todas as imagens, e não somente dos dados de ciência. No entanto, como toda imagem obtida contém ruídos aleatórios, não se deve utilizar apenas um *bias frame* neste processo, o correto é se extrair inúmeros e combiná-los (tomando sua média aritmética ou mediana) em uma única imagem final, denominada *masterbias*. Dessa forma, o efeito dos ruídos esporádicos é reduzido durante a subtração.

Em alguns casos, nas imagens de *bias* há a chamada região de *overscan*, a qual consiste em algumas dezenas (tipicamente, 30 – 50) de colunas de *pixels* virtuais que foram lidos através dos amplificadores, mas não vinculados aos *pixels* reais do CCD. A seção de *overscan* é usada para encontrar o nível médio de *bias* nas direções da coluna, mas não informa sobre o gradiente ao longo das linhas.

A Figura 4.1 revela um *bias frame* com o qual trabalhamos no processo de redução. Ela demonstra que, mesmo com o *shutter* fechado, os *pixels* registram

contagens não nulas. A região de *overscan* pode ser vista na borda direita da imagem.

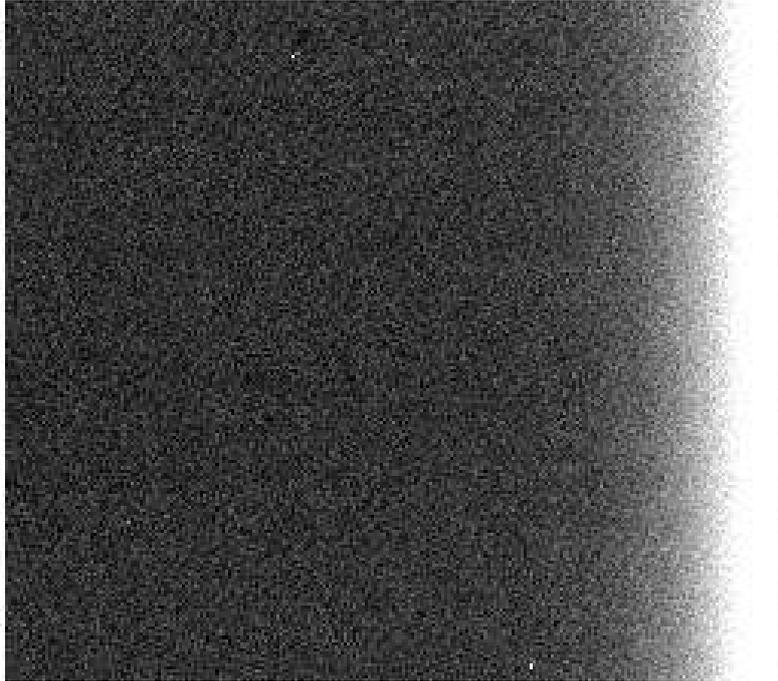


Figura 4.1: *Bias frame* obtido durante as observações do GMOS. A seção de *overscan* encontra-se na extremidade direita da imagem.

Outra correção que deve ser executada é devido ao ruído térmico (ou corrente de escuro), decorrente dos *pixels* quentes. Para eliminá-lo são utilizados os *dark frames*, os quais constituem em imagens obtidas à mesma temperatura e com o mesmo tempo de exposição do que os dados de ciência, reproduzindo assim o ruído térmico presente nestes últimos. Tal como os *bias frames*, as imagens de *dark* também são tomadas com o *shutter* fechado.

Novamente, para amenizar os efeitos dos ruídos aleatórios deve-se tomar diversos *dark frames* e combiná-los em uma única imagem (*masterdark*), para então subtraí-la dos dados de ciência.

É importante notar que os *dark frames* já contêm o sinal do *bias*, logo quando eles são subtraídos das imagens de ciência, os *bias frames* tornam-se desnecessários. No entanto, como atualmente grande parte dos CCDs são resfriados imediatamente antes do início das observações (utilizando-se  $N_2$  líquido a  $T \sim 170K$ , por exemplo), tornando a corrente de escuro desprezível, o mais comum é não se tomar imagens de *dark*. Isto é precisamente o que ocorreu no nosso caso: os detectores do GMOS foram resfriados antes de as observações se iniciarem, portanto não foram obtidos *dark frames*.

A Figura 4.2 apresenta um *dark frame* típico, com os pontos brancos retratando os *pixels* quentes.

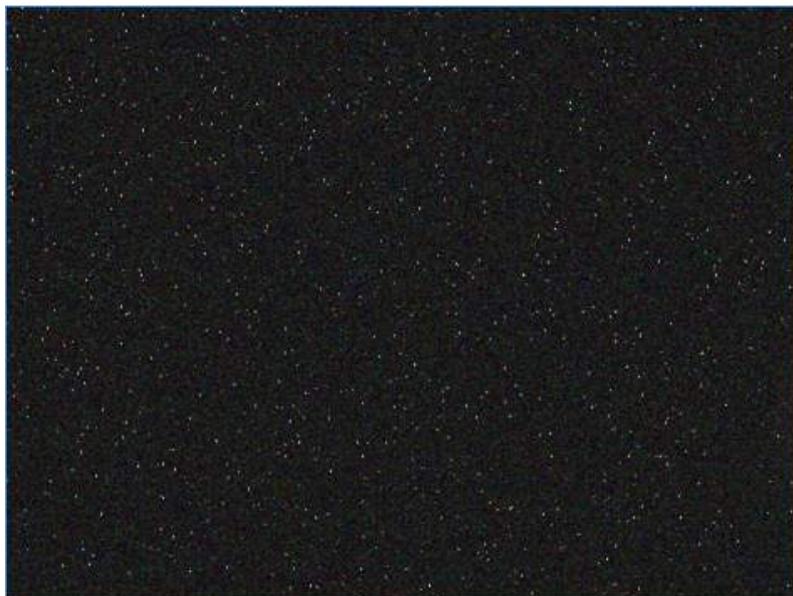


Figura 4.2: *Dark frame* típico. Os pontos brancos indicam os *pixels* quentes. Fonte: <https://docs.sharpcap.co.uk/3.2/>

Outra correção a ser efetuada é por conta de a maioria dos telescópios não distribuir a luz igualmente ao longo do sensor, de forma que as imagens acabam ficando mais brilhantes no centro e escuras nas bordas. Este problema pode ser resolvido tomando-se *flat-field frames*, os quais são obtidos capturando-se imagens de uma superfície uniformemente iluminada, como uma tela branca (*dome flats*) ou o céu durante o crepúsculo (*twilight flats*). Os *flat frames* também atuam no sentido de remover das imagens de ciência manchas escuras que surgem devido a partículas de poeira sobre os *pixels*. Durante a tomada dos *flat-field frames*, a orientação do telescópio tem de ser a mesma de quando os alvos científicos foram observados.

Mais uma vez, para reduzir os efeitos dos ruídos esporádicos, deve-se obter vários *flat frames* e combiná-los em uma única imagem (*masterflat*). No entanto, é importante destacar que os *flat-field frames* consistem em uma normalização das imagens, de forma que enquanto *masterbias* e *masterdark* são subtraídos dos dados de ciência, o *masterflat* tem que ser dividido deles.

A Figura 4.3 demonstra um dos *flat frames* com que trabalhamos na redução de dados. Ele foi obtido direcionando-se o telescópio para uma tela branca, ou seja, trata-se de um *dome flat*. É possível notar que a luz não se distribui homogeneamente ao longo da imagem. Os halos escuros, os quais envolvemos por círculos verdes para dar um maior destaque, indicam a presença de grãos de poeira sobre o CCD.

Em se tratando de observações espectroscópicas, para a análise científica é desejada a extração de espectros reduzidos que relacionem fluxo com  $\lambda$ . Em um primeiro momento, no entanto, tem-se espectros do tipo contagens de fótons *vs* contagens de *pixels*. Sendo assim, ao longo do processo de redução é necessário se realizar dois

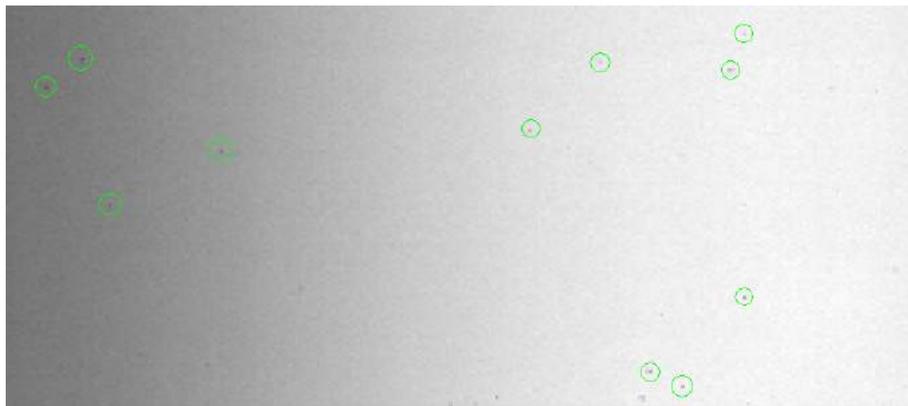


Figura 4.3: *Flat-field frame* extraído durante as observações do GMOS. Os pontos pretos, envolvidos por círculos verdes, assinalam partículas de poeira sobre o CCD.

tipos de calibração, um em comprimento de onda ( $pixel - \lambda$ ) e o outro em fluxo (contagens - fluxo).

A calibração em comprimento de onda é estabelecida a partir dos chamados arcos de calibração (*arc frames*), os quais constituem em espectros de lâmpadas de cobre (Cu) e argônio (Ar) extraídos em laboratório nos mesmos comprimentos de onda centrais ( $\lambda_{cen}$ ) do que os dados de ciência. É obtido um arco para o espectro de cada objeto, com ambos precisando ter a mesma largura. A Figura 4.4 apresenta em azul o espectro destas lâmpadas em escala completa ( $\lambda = 3500 - 10500 \text{ \AA}$ ), destacando em roxo algumas de suas partes para uma melhor visualização, e assinalando em vermelho as posições de todas as linhas de emissão identificadas.

Ao final, mais de 400 linhas foram encontradas. Como o comprimento de onda de todas é conhecido, ao identificá-las nos arcos e verificar os números dos *pixels* em que elas estão localizadas, pode-se estipular a relação  $pixel - \lambda$ . Uma vez que a calibração é determinada através dos *arc frames*, é possível executá-la nos dados de ciência, de maneira a converter seu eixo-x de *pixels* para comprimento de onda.

Com relação à calibração em fluxo, esta é determinada a partir das funções de sensibilidade do instrumento, que por sua vez são obtidas fazendo-se uso dos espectros reduzidos da estrela padrão nos diferentes  $\lambda_{cen}$ . Deve-se extrair uma função de sensibilidade para cada grade (*grating*) utilizada nas observações. Uma vez que estas funções tenham sido estabelecidas, elas devem ser aplicadas aos dados de ciência, de forma a converter seu eixo-y de contagens para fluxo. A relação sinal-ruído do espectro calibrado em fluxo é mais alta nas regiões em que a sensibilidade do espectrógrafo é maior.

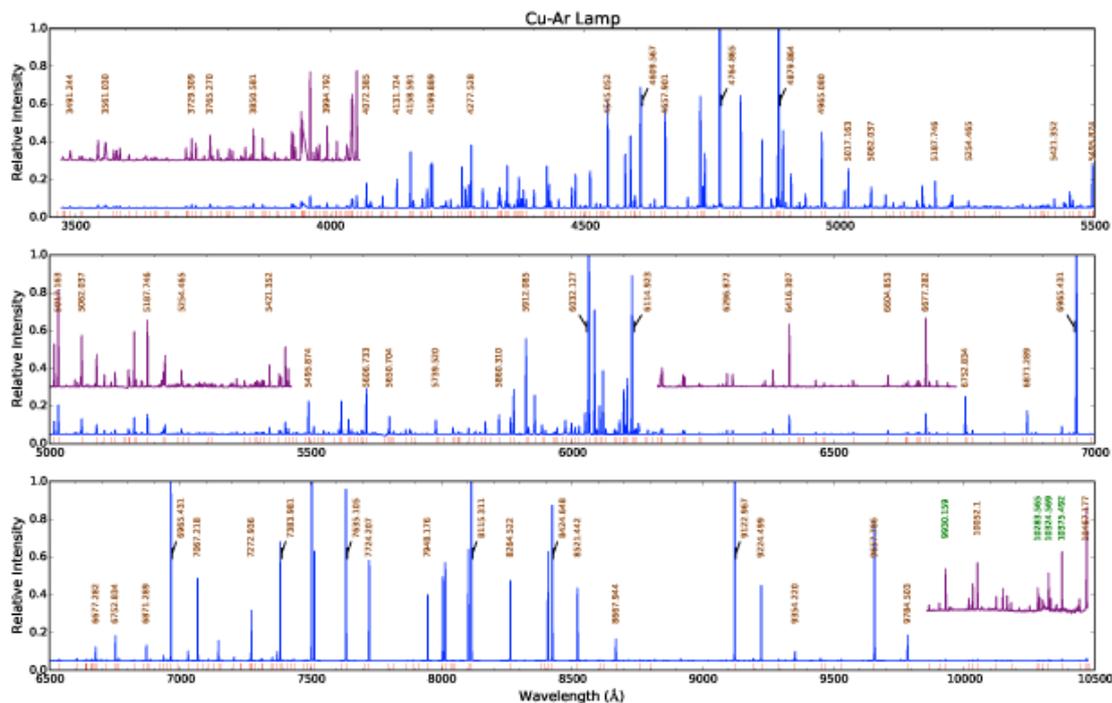


Figura 4.4: Espectro completo ( $\lambda = 3500 - 10500 \text{ \AA}$ ) das lâmpadas de Cu e Ar em azul. Para uma melhor visualização, algumas de suas partes estão destacadas em roxo. Em vermelho estão indicadas as posições de todas as linhas de emissão identificadas. Linhas no NIR possuem seus  $\lambda$  escritos em verde. Fonte: [http://ast.noao.edu/sites/default/files/GMOS\\_Cookbook/Processing/masterRef.html#wave-cal](http://ast.noao.edu/sites/default/files/GMOS_Cookbook/Processing/masterRef.html#wave-cal)

## 4.2 Processo de Redução de Dados

Os dados obtidos a partir de observações com telescópios do Gemini Observatory podem ser acessados pelo Gemini Observatory Archive (GOA)<sup>2</sup>. A procura pelos resultados de um programa observacional em específico pode se dar pelo nome do próprio programa, nome dos investigadores envolvidos (PI/CoI) ou título da proposta. É possível se limitar a busca para apenas determinados alvos, coordenadas equatoriais e tipos de arquivos, dentre outros. A Figura 4.5 revela a página inicial do GOA, com todos os seus campos de procura.

Para ter acesso aos dados do programa GS-2015B-Q-33, por exemplo, além de preenchermos seu nome, selecionamos o modo ‘espectroscopia’, deixando os demais campos em branco. Desta forma, o Gemini Archive retornou todos os resultados obtidos nesta rodada de observação. A Figura 4.6 apresenta uma parte deles.

A Figura 4.6 revela arquivos dos tipos ciência (espectros 2D das galáxias denominados PC1+2\_GS2), estrela padrão (LTT7379), *flat-field* e arco de calibração. É possível notar que tanto os dados de ciência quanto os das estrelas foram obtidos em

<sup>2</sup><https://archive.gemini.edu/searchform>



vatory, é preciso se ter o Gemini Package instalado. Seu *download* pode ser feito diretamente no Astroconda Channel<sup>4</sup>.

A partir de agora, explicaremos em detalhe todo o procedimento de redução dos espectros 2D das galáxias. Para os espectros das estrelas de calibração, o processo segue a mesma linha, de forma que não há necessidade de descrevê-lo. Uma vez que a metodologia é análoga para os três programas observacionais, vamos narrá-la para somente um deles, no caso GS-2015B-Q-33, em que os espectros 2D de 32 galáxias do apontamento F5 foram obtidos (Tabelas 3.2 e 3.3).

Antes de a redução ser iniciada, quando os dados ainda estão completamente “crus”, cada arquivo de ciência é constituído de um amontoado de espectros “colados” uns aos outros, o que ocorre porque a identificação das *slits* ainda não foi realizada. A Figura 4.7 exemplifica esta situação. Nela, as barras brancas horizontais representam as linhas de emissão e absorção (telúricas) do céu noturno, enquanto os “riscos” brancos simbolizam os raios cósmicos (*cosmic-rays*, CRs).

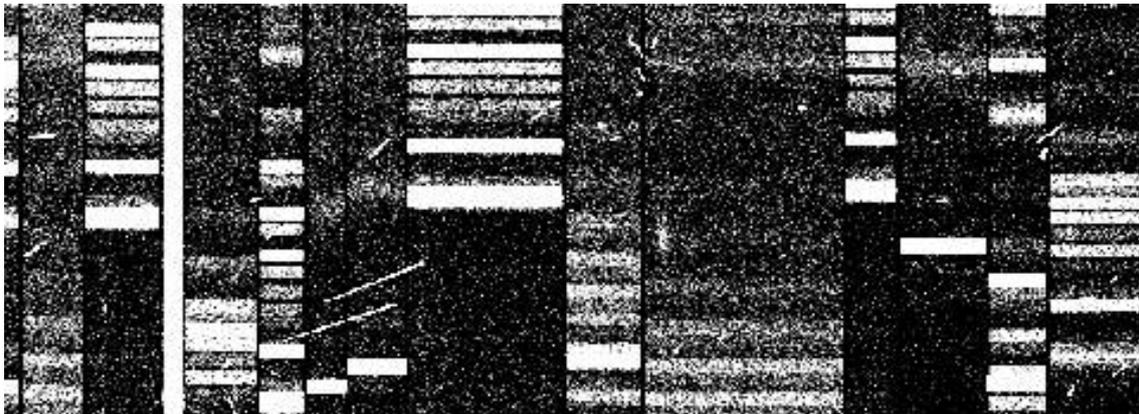


Figura 4.7: Aparência inicial dos arquivos de ciência.

A primeira etapa da redução fundamenta-se na criação do *masterbias*, o qual será posteriormente subtraído dos dados de ciência para remover o ruído de leitura. Para tal, as imagens de *bias* da pasta *raw* devem ser combinadas, extraindo-se sua média aritmética ou mediana (optamos pela média). Durante a obtenção do *masterbias*, há comandos que identificam os *pixels* com contagens muito acima/abaixo da média nos *bias frames* e substituem seus valores pela média das contagens de todos os *pixels*. Com o intuito de subtrair os raios cósmicos, optamos pelo algoritmo que se concentrava apenas nos *pixels* com valores muito superiores ao da média.

No estágio seguinte obtém-se os *masterflats*, os quais serão divididos dos arquivos de ciência para amenizar o problema da distribuição não homogênea da luz. Como existem arquivos de *flat* relacionados aos espectros galácticos em  $\lambda_{cen} = 480, 490$  e 500 nm, foram criados três *masterflats* distintos, um para cada comprimento de

<sup>4</sup><https://astroconda.readthedocs.io/en/latest/installation.html#legacy-software-stack-with-iraf>

onda central. A combinação dos *flats* da pasta *raw* e a rejeição dos CRs neles realizada se deu da mesma forma do que na etapa de criação do *masterbias*, que por sua vez é subtraído dos *flat frames* durante a obtenção dos três *masterflats*. Os *masterflats* constituem-se de imagens normalizadas, mas neste estágio em que eles são criados deve-se extrair também *flat-fields* não-normalizados, um para cada  $\lambda_{cen}$ . Estes últimos serão essenciais no próximo passo, o da redução preliminar dos dados de ciência, pois serão utilizados na identificação das *slits*.

Esta etapa de redução inicial dos espectros das galáxias consiste na subtração do *masterbias*, divisão dos *masterflats* (arquivos de ciência com um determinado comprimento de onda central só são divididos pelo *masterflat* de mesmo  $\lambda_{cen}$ ) e identificação das *slits* a partir dos *flat-fields* não-normalizados. Desta forma, é neste estágio que ocorre a separação dos espectros das diferentes fontes. Isto é demonstrado pela Figura 4.8, que retrata uma parte dos espectros em duas dimensões de quatro objetos distintos após esta redução preliminar ser finalizada.

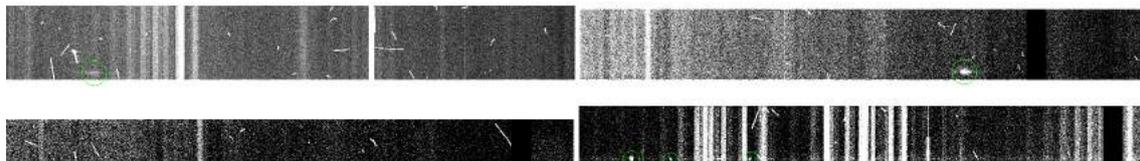


Figura 4.8: Aparência de uma parte de quatro espectros galácticos distintos após a redução preliminar dos dados.

Tal como na Figura 4.7, as barras brancas indicam as linhas de emissão e absorção do céu, e os “riscos” brancos são os raios cósmicos. O contínuo somente está visível no espectro da quarta fonte da Figura 4.8, correspondendo à fraca linha horizontal branca próxima à base da imagem. As estruturas brancas fortes, por sua vez, são as linhas de emissão das galáxias, as quais envolvemos por círculos verdes para dar a elas um maior destaque. Um pouco à direita da linha de emissão do segundo espectro superior da Figura 4.8, há uma barra preta grossa, a qual também pode ser vista nas imagens dos espectros inferiores. Esta é uma região de onde não se extraiu informação devido aos *gaps* do CCD.

O estágio seguinte é o de combinação dos dados de ciência de mesmo  $\lambda_{cen}$  extraindo-se sua média aritmética ou mediana (obtivemos a média). Durante esta etapa, também pode-se executar a subtração dos CRs. Em um primeiro momento, no entanto, não os removemos para podermos demonstrar como ficam os espectros sem a rejeição dos raios cósmicos.

O próximo passo é o da calibração em  $\lambda$ , em que os valores do eixo-x dos espectros bidimensionais são convertidos de *pixel* para comprimento de onda. Esta etapa se divide em duas partes: na primeira, os arquivos de arco referentes aos espectros galácticos são utilizados para determinar a calibração; na segunda, a calibração

estabelecida é aplicada nos dados de ciência. A Figura 4.9 demonstra um espectro galáctico 2D após a calibração em  $\lambda$ . No caso, trata-se de uma parte do espectro da fonte de número 27 dentre as 32 observadas pelo GMOS no campo F5.

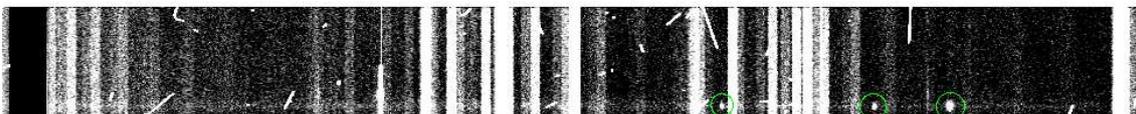


Figura 4.9: Uma parte do espectro 2D da galáxia 27 na região F5 coberta pelo GMOS, sem que a remoção dos raios cósmicos tenha sido aplicada na etapa de combinação dos dados de ciência.

Uma vez que a subtração dos CRs não foi realizada no estágio de combinação dos arquivos de ciência, eles ainda estão presentes na Figura 4.9. Para rejeitá-los, é necessário retornar a esta etapa e utilizar o algoritmo que identifica os *pixels* com contagens muito acima da média, substituindo seus valores pela média das contagens de todos os *pixels*. Fazendo isto e executando a calibração em comprimento de onda novamente, obtém-se a Figura 4.10, que nada mais é do que a Figura 4.9 sem os raios cósmicos.



Figura 4.10: Mesma região espectral da Figura 4.9 após a eliminação dos raios cósmicos ter sido executada no estágio de combinação dos dados de ciência.

Sempre que observações espectroscópicas são realizadas no óptico, linhas de emissão e absorção (telúricas) do céu são imprimidas nas imagens de ciência, então o próximo passo concentra-se em sua subtração. Neste estágio, o espectro celeste é detectado em cada *slit* e removido linha a linha. A Figura 4.11 demonstra como fica a região espectral da Figura 4.10 após a execução deste procedimento.

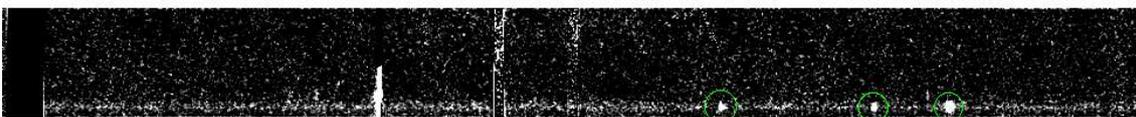


Figura 4.11: Região espectral da Figura 4.10 após a subtração das linhas de emissão e absorção do céu noturno.

A Figura 4.11 revela que, depois de o espectro celeste ser corretamente removido, o contínuo e as linhas de emissão das galáxias podem ser melhor visualizados. As três retas verticais remanescentes na Figura 4.11 são linhas de emissão do oxigênio atmosférico. Não foi possível eliminá-las totalmente porque elas são muito intensas.

A última etapa da redução dos espectros em duas dimensões é a de remoção dos *gaps* do CCD, que é realizada combinando-se os dados de ciência com  $\lambda_{cen} = 480, 490$  e  $500$  nm em um único arquivo, o qual conterá os espectros bidimensionais reduzidos das 32 galáxias. A Figura 4.12 ilustra como fica a região espectral da Figura 4.11 após este processo.



Figura 4.12: Região espectral da Figura 4.11 após a remoção dos *gaps* do CCD.

Enfim, com a redução dos espectros 2D finalizada, pode-se obter os espectros 1D a partir deles. Diferentemente de todos os estágios anteriores, que foram executados em simultâneo para os espectros das 32 galáxias, realizamos este de forma interativa, ou seja, para cada fonte individualmente. Procedemos desta maneira porque nosso interesse não era extrair os espectros em uma dimensão de todos os objetos, mas apenas daqueles nos quais detectamos linhas de emissão.

Nesta etapa, assim que o espectro unidimensional é gerado a partir do bidimensional, há de se estabelecer uma abertura centralizada em uma de suas linhas de emissão, com tal abertura precisando ser larga o suficiente para abranger toda a linha. Feito isso, deve-se extrair um novo espectro a partir desta abertura. A Figura 4.13 apresenta o espectro 2D da galáxia 27 do apontamento F5 em seu painel superior, e o espectro 1D obtido a partir dele no painel inferior. Os dois espectros estão alinhados, de maneira que as linhas de emissão no espectro em uma dimensão estão localizadas imediatamente abaixo das mesmas linhas no espectro em duas dimensões (as quais estão envolvidas por círculos verdes).

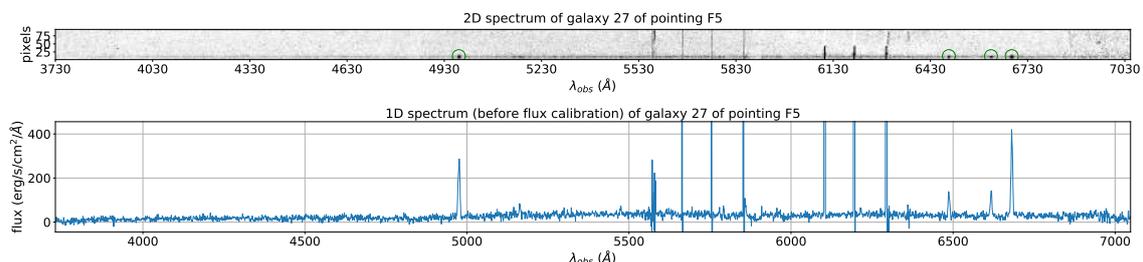


Figura 4.13: Espectros 2D (painel superior) e 1D antes da calibração em fluxo (painel inferior) da fonte 27 da região F5. Os dois painéis estão alinhados, de forma que traçando-se uma reta imaginária das linhas de emissão do espectro 2D (envolvidas por círculos verdes) para baixo, estas mesmas linhas serão encontradas no espectro 1D.

O último estágio da redução consiste em executar a calibração em fluxo, isto é, converter de contagens para fluxo o eixo-y dos espectros em uma dimensão. Para

isso, no entanto, é necessário antes se obter a função de sensibilidade do espectrógrafo a partir dos dados reduzidos da estrela padrão nos diferentes  $\lambda_{cen}$ . Para o caso do programa GS-2015B-Q-33, a estrela de calibração é LTT7379, e os comprimentos de onda centrais são 460, 520 e 580 nm. Deve-se extrair uma função de sensibilidade para cada grade, mas como apenas B600 foi utilizada nas observações do GMOS, criou-se apenas uma função.

Não explicamos o processo de redução da estrela porque ele segue a mesma linha do das galáxias: subtração do *masterbias*, divisão dos *masterflats* (um para cada  $\lambda_{cen}$ ), calibração em  $\lambda$  e remoção das linhas de emissão do céu noturno, para posterior extração espectral. A Figura 4.14 apresenta os espectros de LTT7379 pós-redução, nos três comprimentos de onda centrais.

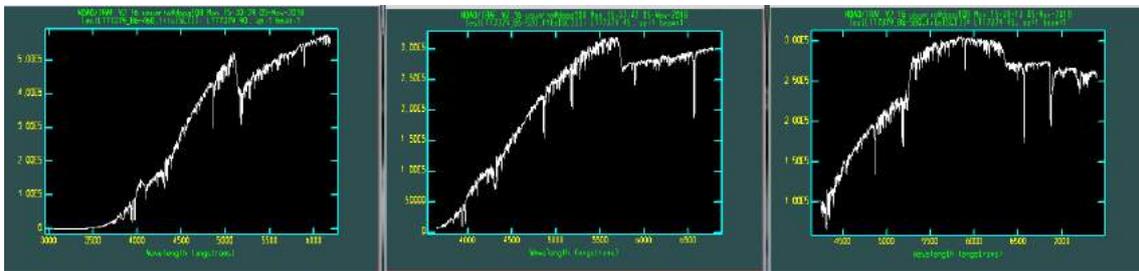


Figura 4.14: Espectros da estrela LTT7379 após a redução de dados. Da esquerda para a direita,  $\lambda_{cen} = 460, 520$  e  $580$  nm.

Já a Figura 4.15 revela a função de sensibilidade obtida a partir dos espectros de LTT7379 demonstrados na Figura 4.14. Fica evidente que a sensibilidade do espectrógrafo é baixa em  $\lambda < 4000$  Å (faixa do UV) e se estabiliza apenas em  $\lambda \sim 5000$  Å. Consequentemente há de se esperar que, após a calibração em fluxo ser executada, os espectros unidimensionais possuam S/N baixa nos menores comprimentos de onda. Isto pode ser comprovado na Figura 4.16, a qual demonstra, novamente para o objeto 27 da região F5, os espectros 2D, 1D antes e 1D depois da calibração em fluxo em seus painéis superior, intermediário e inferior, respectivamente.

A Figura 4.16 permite constatar que, de fato, o ruído é alto na faixa inicial de comprimentos de onda (sobretudo a  $\lambda < 4000$  Å) do espectro unidimensional calibrado em fluxo. Outra conclusão importante a partir dela é que a intensidade das linhas de emissão apontada pelas contagens pode não ser diretamente proporcional à revelada pelo fluxo. Por exemplo, o painel intermediário da Figura 4.16 sugere que, para a galáxia em questão, a linha de emissão mais forte (maior valor de contagem) é a última, enquanto o painel inferior revela que, na realidade, a linha mais intensa (maior fluxo) é a primeira.

Devemos mencionar também que, nesta etapa de calibração em fluxo, pudemos aplicar a correção da extinção atmosférica nos espectros galácticos 1D. Para tal, utilizamos a função de extinção fornecida pelo tutorial, a qual é referente às condições

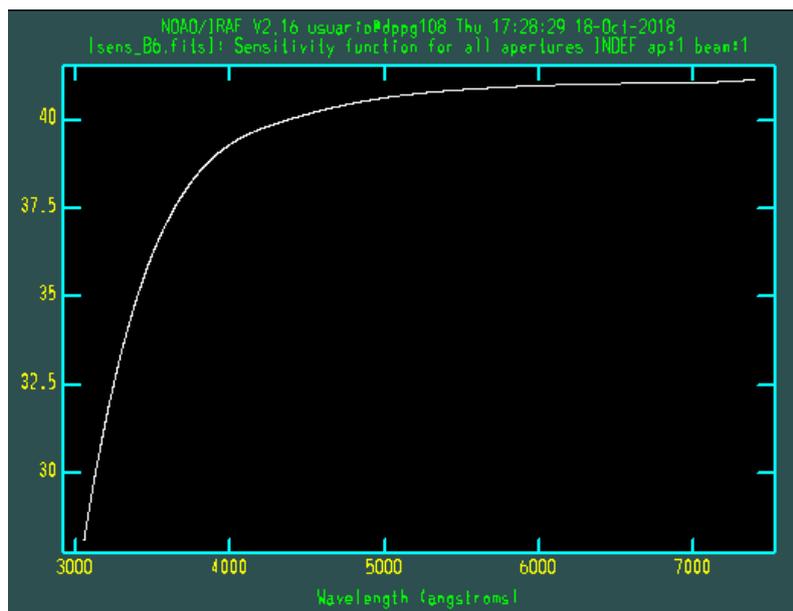


Figura 4.15: Função de sensibilidade (em unidades de magnitude) extraída a partir dos espectros reduzidos da estrela LTT7379.

atmosféricas de Mauna Kea (Havaí), onde o telescópio Gemini Norte está instalado. No entanto, atualmente assume-se as mesmas condições para Cerro Pachón (Chile), onde o telescópio Gemini Sul está situado<sup>5</sup>.

<sup>5</sup><https://www.gemini.edu/sciops/telescopes-and-sites/observing-condition-constraints/extinction>

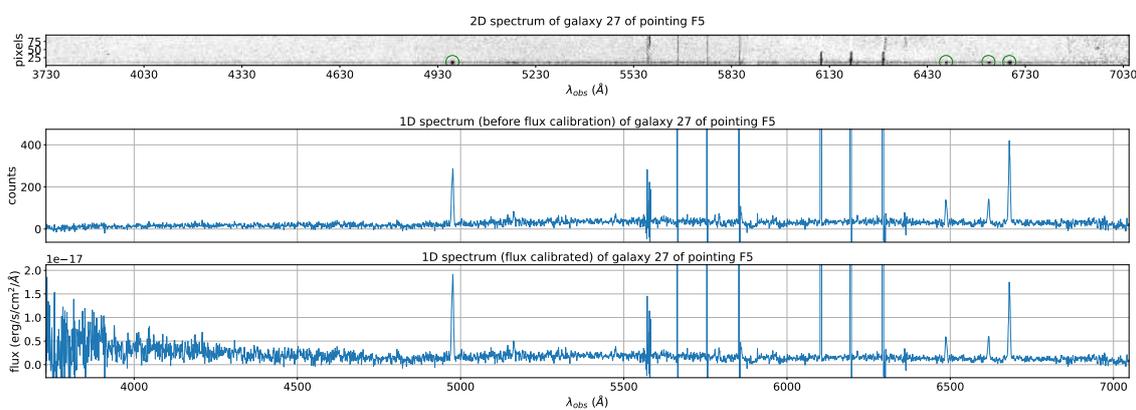


Figura 4.16: Espectros 2D (painel superior), 1D antes da calibração em fluxo (painel intermediário) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 27 da região F5. Como os três painéis estão alinhados, traçando-se uma reta imaginária das linhas de emissão do espectro 2D (envolvidas por círculos verdes) para baixo, estas mesmas linhas serão encontradas nos espectros 1D.

# Capítulo 5

## Determinação dos $z_{spec}$ das Galáxias

A estimativa dos *redshifts* espectroscópicos das galáxias pode se dar a partir da identificação de linhas de emissão e absorção em seus espectros. Com relação a estas últimas, elas somente são distinguíveis nos espectros com contínuo forte. Como a expectativa era de que os espectros de  $\sim 55\%$  das fontes apresentassem contínuo intenso, a maior parcela das medições de  $z_{spec}$  seria oriunda da detecção de linhas de absorção.

No entanto, linhas de absorção são “sutis”, isto é, possuem intensidade relativamente baixa. Por conta disso, elas podem ser reconhecidas apenas em espectros com relação S/N alta, do contrário o ruído impede sua detecção. No Apêndice desta dissertação são apresentados todos os 24 espectros com contínuo intenso que identificamos. É possível constatar que eles possuem S/N muito baixa, o que nos impossibilitou de encontrar linhas de absorção neles.

Uma vez que não conseguimos calcular os *redshifts* espectroscópicos nos espectros com contínuo forte, nossa pesquisa concentrou-se em estudar as galáxias em cujos espectros reconhecemos linhas de emissão. Dessa forma, todas as análises feitas no capítulo 6 são em cima destas últimas.

Como as fontes cobertas pelo GMOS possuem elevada SFR, as principais linhas de emissão que encontramos foram as mais intensas do ultravioleta, no caso Ly $\alpha$  (1216 Å), [CIV] (1549 Å) e [HeII] (1640 Å). Esperávamos detectá-las para  $\sim 25\%$  dos objetos, os quais corresponderiam aos mais jovens dentre os 172 observados. No entanto, ao final as identificamos para apenas 12 galáxias, o que representa somente  $\sim 7\%$  do total. A razão para apenas termos distinguido linhas de emissão nos espectros de um número tão reduzido de fontes será abordada ao longo do capítulo 6.

As Figuras 5.1 – 5.12 apresentam os espectros 2D e 1D pós calibração em fluxo destes 12 objetos. Os círculos verdes indicam todas as linhas de emissão reconhe-

cidas, enquanto as retas pontilhadas verdes assinalam as regiões em que prevíamos observá-las. Para a maioria das linhas de emissão, círculos e retas pontilhadas coincidem, mas houve casos em que não encontramos linhas esperadas (havendo portanto apenas a reta pontilhada) e casos em que observamos linhas que não tínhamos expectativa de detectar (havendo apenas o círculo). Abaixo explicamos como identificamos as linhas de emissão nos espectros destas 12 galáxias, e calculamos seus valores de  $z_{spec}$ .

### Galáxia 10 da região F5

Detectamos duas linhas intensas e duas fracas em seu espectro (Figura 5.1). Se a mais forte ( $\lambda_{obs} = 4737 \text{ \AA}$ ) é  $\text{Ly}\alpha$ , então o objeto possui o seguinte  $z_{spec}$ :

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4737 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.9.$$

Para confirmar este raciocínio, é necessário que a outra linha intensa ( $\lambda_{obs} = 6035 \text{ \AA}$ ) seja [CIV], a segunda linha mais forte do UV:

$$6035 = \lambda_{rest} (1+2.9) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1547 \text{ \AA}.$$

Como o  $\lambda_{rest}$  calculado acima é muito próximo do de [CIV], então podemos afirmar com certeza que esta fonte está em  $z_{spec} \sim 2.9$  e que as duas linhas intensas são  $\text{Ly}\alpha$  e [CIV]. Já com relação às duas linhas fracas ( $\lambda_{obs} = 4019$  e  $4829 \text{ \AA}$ ), estas são:

$$4019 = \lambda_{rest} (1+2.9) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1031 \text{ \AA} \rightarrow [\text{OVI}];$$

$$4829 = \lambda_{rest} (1+2.9) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1238 \text{ \AA} \rightarrow [\text{NV}].$$

Isto é, duas linhas do ultravioleta que não esperávamos encontrar por serem pouco intensas, mas sua detecção foi interessante, pois reforçou a precisão do valor de *redshift* espectroscópico que estimamos. Quanto à linha de [HeII], terceira mais forte do UV, esta deveria ser identificada em:

$$\lambda_{obs} = 1640 (1+2.9) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 6396 \text{ \AA}.$$

Contudo, este espectro abrange  $\lambda_{obs} = 3034 - 6277 \text{ \AA}$ , isto é, não cobre a região em que [HeII] está localizada.

### Galáxia 12 da região F5

Encontramos em seu espectro (Figura 5.2) apenas uma linha de emissão ( $\lambda_{obs} = 3804 \text{ \AA}$ ). Sendo ela  $\text{Ly}\alpha$ , o *redshift* espectroscópico do objeto é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 3804 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.13.$$

De forma que [CIV] e [HeII] deveriam ser detectadas em:

$$\lambda_{obs} = 1549 (1+2.13) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 4848 \text{ \AA};$$

$$\lambda_{obs} = 1640 (1+2.13) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 5133 \text{ \AA}.$$

No entanto, por alguma razão [CIV] e [HeII] não foram identificadas. Por conta disso, colocamos uma linha pontilhada verde passando por cada um desses dois

comprimentos de onda.

### Galáxia 15 da região F5

Seu espectro (Figura 5.3) possui três linhas de emissão intensas ( $\lambda_{obs} = 4690, 5978$  e  $6327 \text{ \AA}$ ), provavelmente  $\text{Ly}\alpha$ , [CIV] e [HeII]. Sendo a primeira linha realmente  $\text{Ly}\alpha$ , então o  $z_{spec}$  da fonte é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4690 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.86.$$

Se isto é verdade, então os  $\lambda_{rest}$  de [CIV] e [HeII] precisam ser recuperados nas outras duas linhas:

$$5978 = \lambda_{rest} (1+2.86) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1549 \text{ \AA};$$

$$6327 = \lambda_{rest} (1+2.86) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1639 \text{ \AA}.$$

Como estes  $\lambda_{rest}$  estão muito próximos dos de [CIV] e [HeII], então temos a confirmação de que este é um objeto em  $z_{spec} \sim 2.86$ , e de que as linhas são de fato  $\text{Ly}\alpha$ , [CIV] e [HeII].

### Galáxia 16 da região F5

Seu espectro (Figura 5.4) possui três linhas de emissão fortes ( $\lambda_{obs} = 4108, 5245$  e  $5526 \text{ \AA}$ ), provavelmente  $\text{Ly}\alpha$ , [CIV] e [HeII]. Sendo a primeira linha  $\text{Ly}\alpha$ , então a fonte possui *redshift* espectroscópico de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4108 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.38.$$

Para confirmar isto, necessitamos recuperar os  $\lambda_{rest}$  de [CIV] e [HeII] nas duas linhas remanescentes:

$$5245 = \lambda_{rest} (1+2.38) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1553 \text{ \AA};$$

$$5526 = \lambda_{rest} (1+2.38) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1636 \text{ \AA}.$$

Como estes valores de  $\lambda_{rest}$  estão muito próximos dos de [CIV] e [HeII], então temos certeza de que esta é uma galáxia em  $z_{spec} \sim 2.38$ , e de que as linhas são  $\text{Ly}\alpha$ , [CIV] e [HeII].

### Galáxia 27 da região F5

Seu espectro (Figura 5.5) apresenta quatro linhas de emissão fortes ( $\lambda_{obs} = 4975, 6487, 6617$  e  $6681 \text{ \AA}$ ). Desde que extraímos o espectro 2D desta fonte, desconfiamos tratar-se de um *outlier*, já que não há linhas de emissão intensas no UV tão próximas umas das outras quanto as três últimas linhas deste espectro. Imaginamos então que este objeto estivesse em um *redshift* mais baixo, com suas linhas de emissão espectrais sendo provenientes do óptico, não do ultravioleta.

Fazendo estas considerações, as três linhas poderiam ser  $\text{H}\beta$  ( $4862 \text{ \AA}$ ), [OIII] ( $4959 \text{ \AA}$ ) e [OIII] ( $5008 \text{ \AA}$ ), já que a distância entre elas é pequena e a última linha

é a mais forte. Se de fato esta última é [OIII] 5008, então o  $z_{spec}$  da fonte é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 6681 = 5008 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 0.33.$$

Caso os comprimentos de onda de repouso de H $\beta$  e [OIII] 4959 sejam recuperados nas outras duas linhas, então este raciocínio está correto:

$$6487 = \lambda_{rest} (1+0.33) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 4863 \text{ \AA};$$

$$6617 = \lambda_{rest} (1+0.33) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 4960 \text{ \AA}.$$

Uma vez que estes  $\lambda_{rest}$  estão muito próximos aos de H $\beta$  e [OIII] 4959, podemos afirmar que este é realmente um objeto em  $z_{spec} \sim 0.33$ , e que as três últimas linhas são H $\beta$ , [OIII] 4959 e [OIII] 5008. A partir disso, pudemos ainda identificar a primeira linha de emissão deste espectro ( $\lambda_{obs} = 4975 \text{ \AA}$ ):

$$4975 = \lambda_{rest} (1+0.33) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 3729 \text{ \AA} \rightarrow [\text{OII}].$$

## Galáxia 2 da região F2

Em seu espectro (Figura 5.6), encontramos apenas uma linha de emissão ( $\lambda_{obs} = 4857 \text{ \AA}$ ). Se ela é Ly $\alpha$ , o *redshift* espectroscópico deste objeto é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4857 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.99.$$

Neste caso [CIV] e [HeII] “caem”, respectivamente, em:

$$\lambda_{obs} = 1549 (1+2.99) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 6181 \text{ \AA};$$

$$\lambda_{obs} = 1640 (1+2.99) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 6544 \text{ \AA}.$$

No entanto, como tal espectro só foi coberto em  $\lambda_{obs} = 3005 - 5363 \text{ \AA}$ , não detectamos tais linhas.

## Galáxia 3 da região F2

Neste espectro (Figura 5.7), também uma única linha foi identificada ( $\lambda_{obs} = 4750 \text{ \AA}$ ). Sendo ela Ly $\alpha$ , o  $z_{spec}$  da galáxia é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4750 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.91.$$

Com [CIV] e [HeII] “caindo”, respectivamente, em:

$$\lambda_{obs} = 1549 (1+2.91) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 6057 \text{ \AA};$$

$$\lambda_{obs} = 1640 (1+2.91) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 6412 \text{ \AA}.$$

Entretanto, pelo fato de este espectro abranger apenas  $\lambda_{obs} = 3019 - 5678 \text{ \AA}$ , não pudemos observar estas linhas.

## Galáxia 13 da região F2

Este espectro (Figura 5.8) também possui apenas uma linha ( $\lambda_{obs} = 4646 \text{ \AA}$ ). Sendo ela Ly $\alpha$ , o *redshift* espectroscópico desta fonte é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4646 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.82.$$

De forma que [CIV] e [HeII] “caem”, respectivamente, em:

$$\lambda_{obs} = 1549 (1+2.82) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 5917 \text{ \AA};$$

$$\lambda_{obs} = 1640 (1+2.82) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 6265 \text{ \AA}.$$

Só que como tal espectro cobre apenas  $\lambda_{obs} = 3009 - 5493 \text{ \AA}$ , não foi possível encontrar estas linhas.

### Galáxia 4 da região F6

Neste espectro (Figura 5.9), detectamos duas linhas de emissão ( $\lambda_{obs} = 4262$  e  $5420 \text{ \AA}$ ), provavelmente  $\text{Ly}\alpha$  e [CIV]. Sendo a primeira de fato  $\text{Ly}\alpha$ , então o  $z_{spec}$  do objeto é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4262 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.5.$$

Para confirmar isto, é necessário recuperar o  $\lambda_{rest}$  de [CIV] na outra linha:

$$5420 = \lambda_{rest} (1+2.5) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1549 \text{ \AA}.$$

Como isto ocorreu, então podemos afirmar com certeza que a fonte está em  $z_{spec} \sim 2.5$ , e que as linhas são  $\text{Ly}\alpha$  e [CIV]. A linha de [HeII] deveria ser identificada em:

$$\lambda_{obs} = 1640 (1+2.5) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 5740 \text{ \AA}.$$

No entanto, não conseguimos observá-la. Dessa forma, colocamos uma linha pontilhada verde passando por este comprimento de onda.

### Galáxia 13 da região F6

Neste espectro (Figura 5.10), encontramos três linhas de emissão ( $\lambda_{obs} = 4443$ ,  $5658$  e  $5982 \text{ \AA}$ ), provavelmente  $\text{Ly}\alpha$ , [CIV] e [HeII]. Se a primeira é realmente  $\text{Ly}\alpha$ , então o *redshift* espectroscópico desta fonte é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4443 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.65.$$

Isto será confirmado se recuperarmos os  $\lambda_{rest}$  de [CIV] e [HeII] nas duas linhas remanescentes:

$$5658 = \lambda_{rest} (1+2.65) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1550 \text{ \AA};$$

$$5982 = \lambda_{rest} (1+2.65) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1639 \text{ \AA}.$$

O que de fato aconteceu, logo podemos concluir que este é um objeto em  $z_{spec} \sim 2.65$ , e que as linhas são  $\text{Ly}\alpha$ , [CIV] e [HeII].

### Galáxia 28 da região F6

Este espectro (Figura 5.11) apresenta duas linhas intensas ( $\lambda_{obs} = 4204$  e  $5343 \text{ \AA}$ ), provavelmente  $\text{Ly}\alpha$  e [CIV]. Sendo a primeira  $\text{Ly}\alpha$ , o  $z_{spec}$  do objeto é de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4204 = 1216(1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.46.$$

Caso o  $\lambda_{rest}$  de [CIV] seja recuperado na segunda linha, o raciocínio está correto:

$$5343 = \lambda_{rest} (1+2.46) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1545 \text{ \AA}.$$

Como tal comprimento de onda está muito próximo do de [CIV], então esta é realmente uma galáxia em  $z_{spec} \sim 2.46$ , e as linhas são Ly $\alpha$  e [CIV].

## Galáxia 9 da região F8

Este espectro (Figura 5.12) possui três linhas de emissão ( $\lambda_{obs} = 4889, 5176$  e  $6020 \text{ \AA}$ ), de forma que no primeiro momento pensamos que fossem Ly $\alpha$ , [CIV] e [HeII]. Se a primeira fosse mesmo Ly $\alpha$ , então o *redshift* espectroscópico da galáxia seria de:

$$\lambda_{obs} = \lambda_{rest} (1+z) \rightarrow 4889 = 1216 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 3.02.$$

O que seria confirmado se recuperássemos os  $\lambda_{rest}$  de [CIV] e [HeII] nas outras duas linhas:

$$5176 = \lambda_{rest} (1+3.02) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1287 \text{ \AA};$$

$$6020 = \lambda_{rest} (1+3.02) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1497 \text{ \AA}.$$

Isto não aconteceu, o que nos fez concluir que estas linhas não podem ser as três mais intensas do ultravioleta. Imaginamos então que elas fossem [CIV], [HeII] e CIII]. Sendo a primeira linha de fato [CIV], o  $z_{spec}$  da fonte é de:

$$4889 = 1549 (1+z) \rightarrow z_{spec} \sim 2.16.$$

Para tal, os  $\lambda_{rest}$  de [HeII] e CIII] teriam de ser recuperados nas outras duas linhas:

$$5176 = \lambda_{rest} (1+2.16) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1640 \text{ \AA};$$

$$6020 = \lambda_{rest} (1+2.16) \rightarrow \lambda_{rest} \sim 1907 \text{ \AA}.$$

O que de fato ocorreu, logo temos certeza de que este é um objeto em  $z_{spec} \sim 2.16$ , e de que as linhas são [CIV], [HeII] e CIII]. Neste cenário, a linha Ly $\alpha$  deveria ser encontrada em:

$$\lambda_{obs} = 1216 (1+2.16) \rightarrow \lambda_{obs} \sim 3838 \text{ \AA}.$$

Tanto que há uma linha pontilhada verde passando por tal comprimento de onda. No entanto, por algum motivo, ela não foi identificada.

A Tabela 5.1 resume as informações obtidas neste capítulo, apresentando as linhas de emissão que reconhecemos em cada espectro, os comprimentos de onda em que elas foram observadas e o valor do *redshift* espectroscópico que estimamos para cada galáxia.

Tabela 5.1: Linhas de emissão identificadas nos espectros, seus respectivos  $\lambda_{obs}$  e os  $z_{spec}$  calculados para as galáxias.

Região	Galáxia	$\lambda_{obs}$ (Å)	Linhas de Emissão	$z_{spec}$
F2	2	4857	Ly $\alpha$	2.99
F2	3	4750	Ly $\alpha$	2.91
F2	13	4646	Ly $\alpha$	2.82
F5	10	4019, 4737, 4829, 6035	[OVI], Ly $\alpha$ , [NV], [CIV]	2.90
F5	12	3804	Ly $\alpha$	2.13
F5	15	4690, 5978, 6327	Ly $\alpha$ , [CIV], [HeII]	2.86
F5	16	4108, 5245, 5526	Ly $\alpha$ , [CIV], [HeII]	2.38
F5	27	4975, 6487, 6617, 6681	[OII], H $\beta$ , [OIII] 4959, [OIII] 5008	0.33
F6	4	4262, 5420	Ly $\alpha$ , [CIV]	2.50
F6	13	4443, 5658, 5982	Ly $\alpha$ , [CIV], [HeII]	2.65
F6	28	4204, 5343	Ly $\alpha$ , [CIV]	2.46
F8	9	4889, 5176, 6020	[CIV], [HeII], CIII	2.16

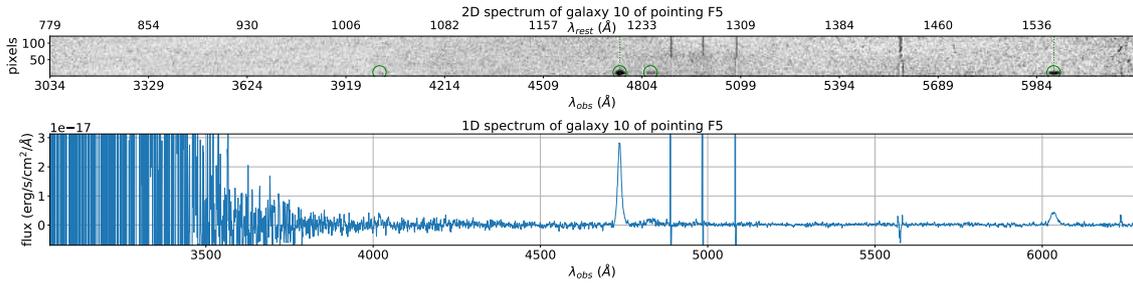


Figura 5.1: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 10 da região F5.

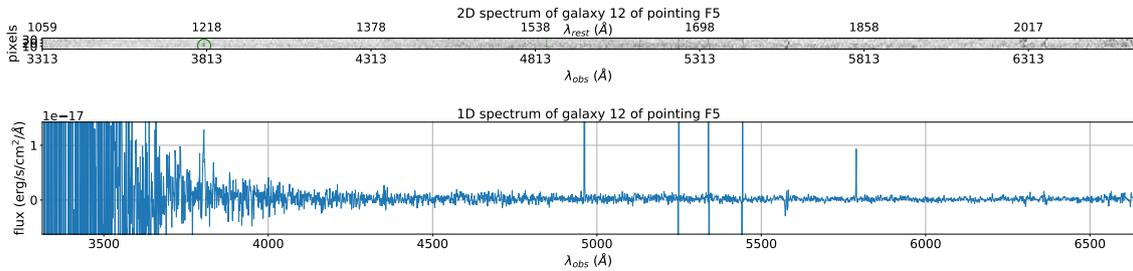


Figura 5.2: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 12 da região F5.

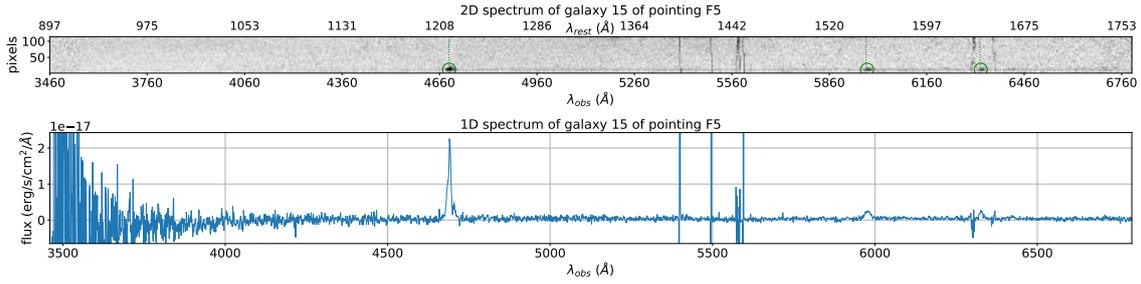


Figura 5.3: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 15 da região F5.

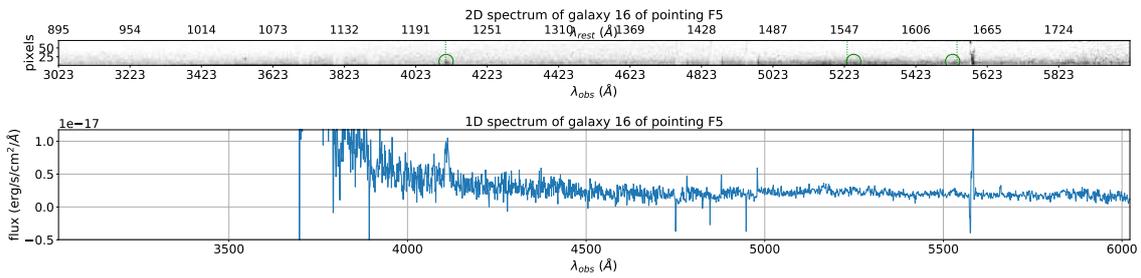


Figura 5.4: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 16 da região F5.

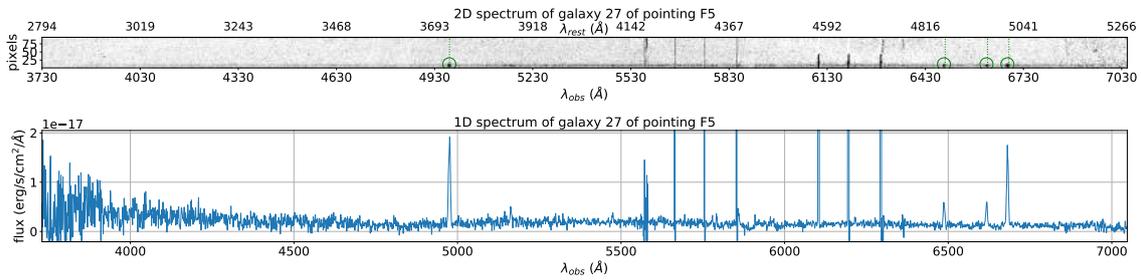


Figura 5.5: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 27 da região F5.

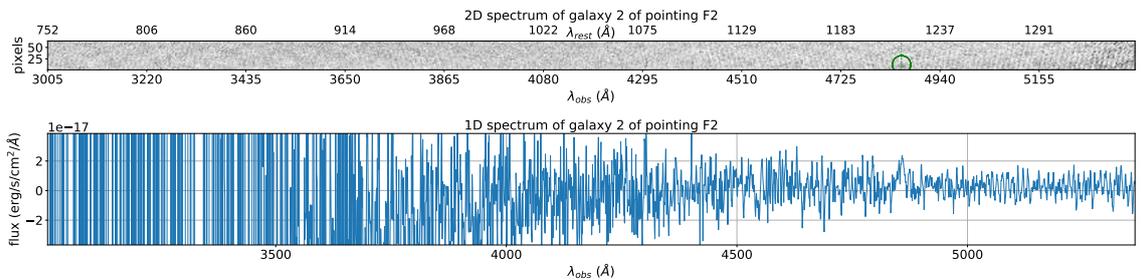


Figura 5.6: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 2 da região F2.

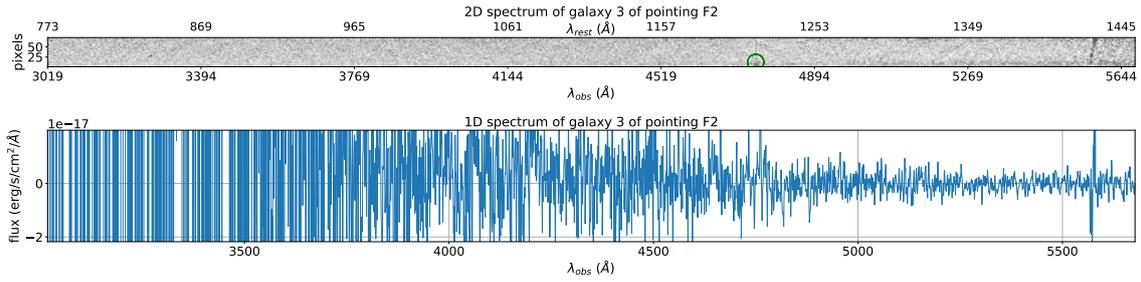


Figura 5.7: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 3 da região F2.

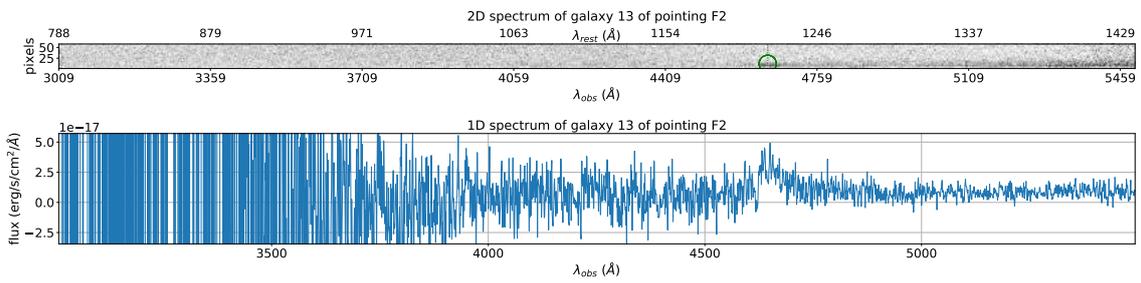


Figura 5.8: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 13 da região F2.

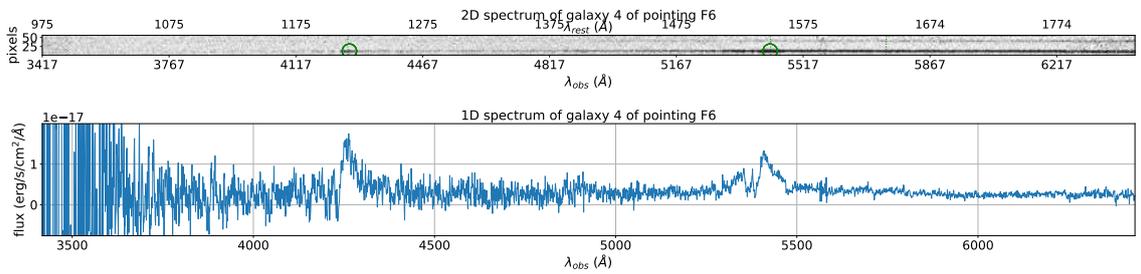


Figura 5.9: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 4 da região F6.

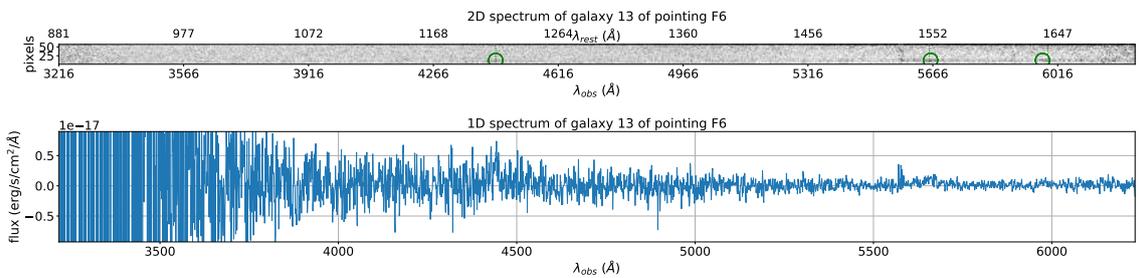


Figura 5.10: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 13 da região F6.

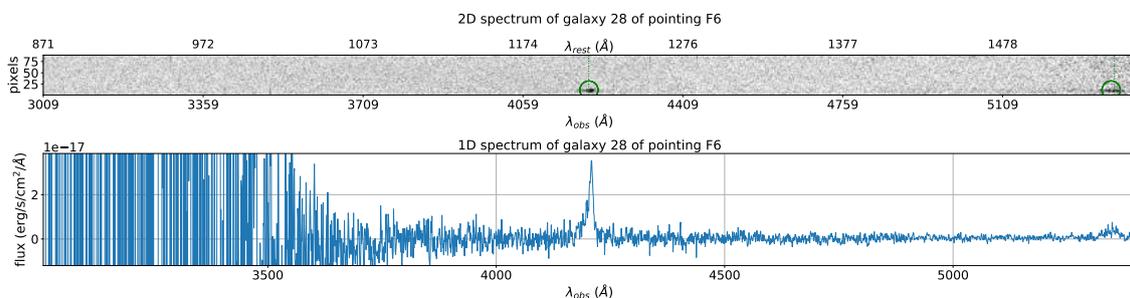


Figura 5.11: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 28 da região F6.

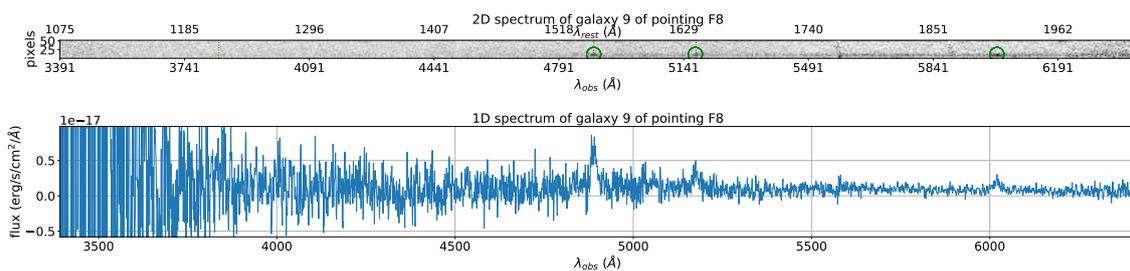


Figura 5.12: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 9 da região F8.

# Capítulo 6

## Análise das Galáxias com $z_{spec}$ Estimados

### 6.1 Coordenadas, Magnitudes e *Redshifts*

Os 12 objetos para os quais detectamos linhas de emissão estão entre os 1354 situados na parte sudoeste do campo COSMOS catalogados em Muzzin et al. (2013). Sendo assim, temos à disposição informações como suas coordenadas equatoriais, suas magnitudes e seus *redshifts* fotométricos. Estes dados são exibidos na Tabela 6.1, na qual a última coluna indica os *redshifts* espectroscópicos que estimamos no capítulo 5. Tal como nos capítulos 2 e 3, as magnitudes estudadas são a B e  $K_s$ .

Tabela 6.1: Coordenadas equatoriais, magnitudes (bandas B e  $K_s$ ) e *redshifts* (fotométricos e espectroscópicos) das fontes para as quais encontramos linhas de emissão.

Região	Galáxia	RA (°)	Dec (°)	B (mag)	$K_s$ (mag)	$z_{phot}$	$z_{spec}$
F2	2	149.563	2.015	24.79	22.54	2.07	2.99
F2	3	149.557	2.030	24.68	22.26	2.44	2.91
F2	13	149.605	2.052	23.03	21.84	0.14	2.82
F5	10	149.626	1.981	24.32	21.70	2.15	2.90
F5	12	149.608	1.991	24.46	23.31	2.05	2.13
F5	15	149.602	1.996	24.30	23.16	2.56	2.86
F5	16	149.669	1.997	23.85	22.23	2.16	2.38
F5	27	149.607	2.018	23.79	21.61	2.78	0.33
F6	4	149.534	1.907	23.04	21.27	0.05	2.50
F6	13	149.545	1.928	25.58	22.32	2.57	2.65
F6	28	149.513	1.957	24.39	22.38	2.56	2.46
F8	9	149.672	1.908	24.20	21.00	2.24	2.16

Para podermos melhor analisar as informações da Tabela 6.1, a partir delas obtivemos gráficos e os apresentamos nas Figuras 6.1, 6.2 e 6.3. A Figura 6.1

revela as coordenadas equatoriais destas 12 galáxias, com as posições das fontes dos apontamentos F2, F5, F6 e F8 representadas por pontos verdes, vermelhos, azuis e roxos, respectivamente. Os pontos cinzas menores simbolizam as localizações dos 1354 objetos catalogados na região, tendo sido *plotados* para deixarem nítido onde essas 12 fontes estão situadas. Quanto aos pontos pretos, estes retratam as coordenadas dos dois candidatos a protoaglomerado, com os círculos pretos ( $r = 5$  arcmin) fornecendo uma aproximação de seus tamanhos.

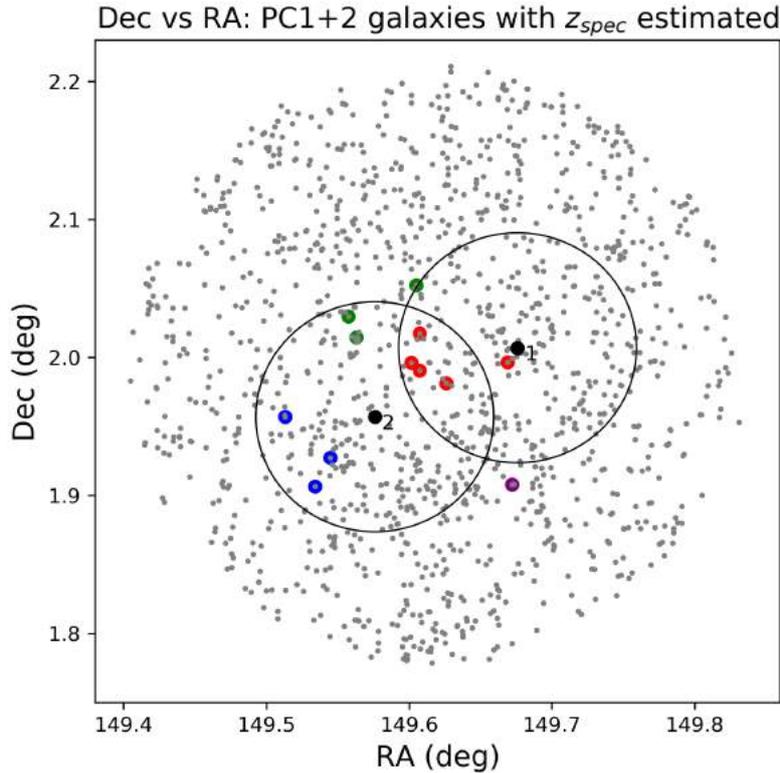


Figura 6.1: Coordenadas equatoriais das 12 galáxias para as quais calculamos os valores de  $z_{spec}$ . As posições dos objetos dos campos F2, F5, F6 e F8 são simbolizadas por pontos verdes, vermelhos, azuis e roxos, respectivamente. Os pontos cinzas indicam as posições das 1354 fontes localizadas na parte sudoeste do COSMOS que estão catalogadas em Muzzin et al. (2013). Os pontos pretos representam as coordenadas dos candidatos a protoaglomerados, enquanto os círculos ( $r = 5$  arcmin) dão uma aproximação de seu tamanho.

A análise das magnitudes é realizada na Figura 6.2, que demonstra as distribuições normalizadas da magnitude nas bandas B e  $K_s$  para as 12 galáxias nas quais identificamos linhas de emissão (rosa claro), para os 172 objetos observados pelo GMOS (azul claro) e para as 1354 fontes catalogadas na região sudoeste do COSMOS (verde). Em suma, a Figura 6.2 consiste na Figura 3.7 adicionando-se as informações de magnitude dos objetos para os quais estimamos  $z_{spec}$ . A parte em roxo escuro retrata a interseção dos três histogramas, a parte em roxo claro indica a área comum aos histogramas azul e rosa claros, e a parte em azul escuro representa

a área comum aos histogramas verde e azul claro.

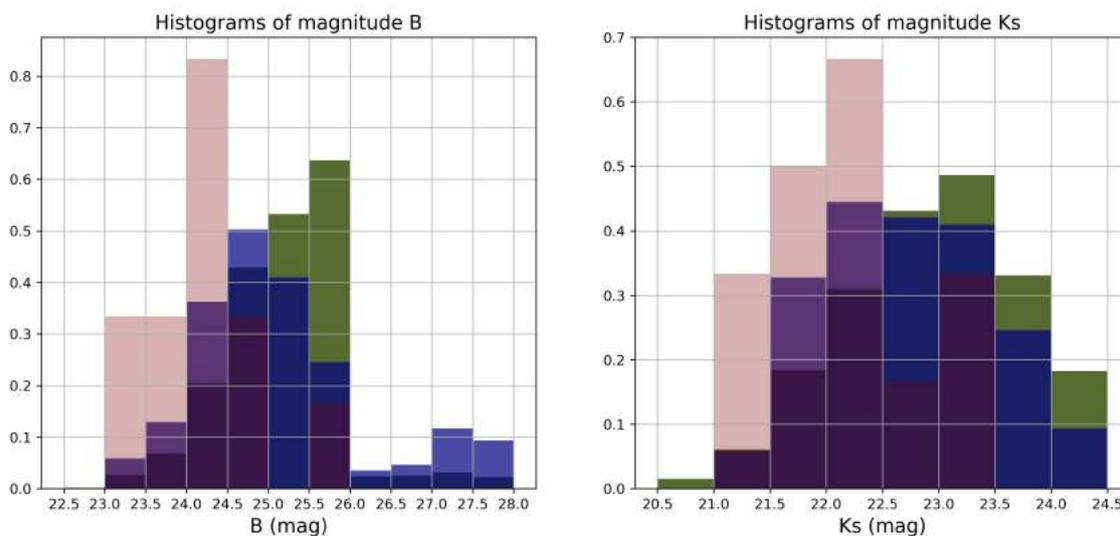


Figura 6.2: Distribuições normalizadas da magnitude nas bandas B (painel esquerdo) e  $K_s$  (painel direito). Os histogramas em verde são referentes a todas as 1354 galáxias da região sudoeste do COSMOS catalogadas em Muzzin et al. (2013), os histogramas em azul claro correspondem aos 172 objetos observados com o GMOS, e os histogramas em rosa claro retratam as 12 fontes para as quais detectamos linhas de emissão.

Tal como a Figura 3.7, a Figura 6.2 permite concluirmos que, levando-se em conta as 1354 galáxias catalogadas desta região, o intervalo de magnitude B com mais fontes é  $25.5 < B < 26$ , enquanto a faixa de magnitude  $K_s$  com mais objetos é  $23 < K_s < 23.5$ , e quando considerando as 172 galáxias observadas com o GMOS, o intervalo de magnitude B com mais objetos é  $24.5 < B < 25$ , e a faixa de magnitude  $K_s$  com mais fontes é  $22 < K_s < 22.5$ . Com relação às 12 galáxias em que detectamos linhas de emissão, a Figura 6.2 demonstra que o intervalo de magnitude B com mais fontes é  $24 < B < 24.5$ , enquanto a faixa de magnitude  $K_s$  com mais objetos é  $22 < K_s < 22.5$ .

Sendo assim, a Figura 6.2 evidencia que as 12 galáxias para as quais calculamos os valores de  $z_{spec}$  estão entre as mais brilhantes dentre as 172 cobertas pelo GMOS. Isto é um indício de que o tempo de exposição utilizado nas observações de cada apontamento foi suficiente para se extrair espectros apropriados para análise científica apenas no caso dos objetos mais brilhantes. Esta parece ser a causa para somente termos identificado linhas de emissão em um número de espectros tão abaixo do esperado.

Por fim, para compararmos os *redshifts* fotométricos catalogados com os espectroscópicos que estimamos, *plotamos* os gráficos  $z_{spec}$  vs  $z_{phot}$  e  $|z_{spec} - z_{phot}|$  vs  $z_{spec}$ , os quais são apresentados na Figura 6.3. Mais uma vez, as galáxias das regiões F2, F5, F6 e F8 são representadas por pontos verdes, vermelhos, azuis e roxos,

respectivamente. Sua numeração também é indicada.

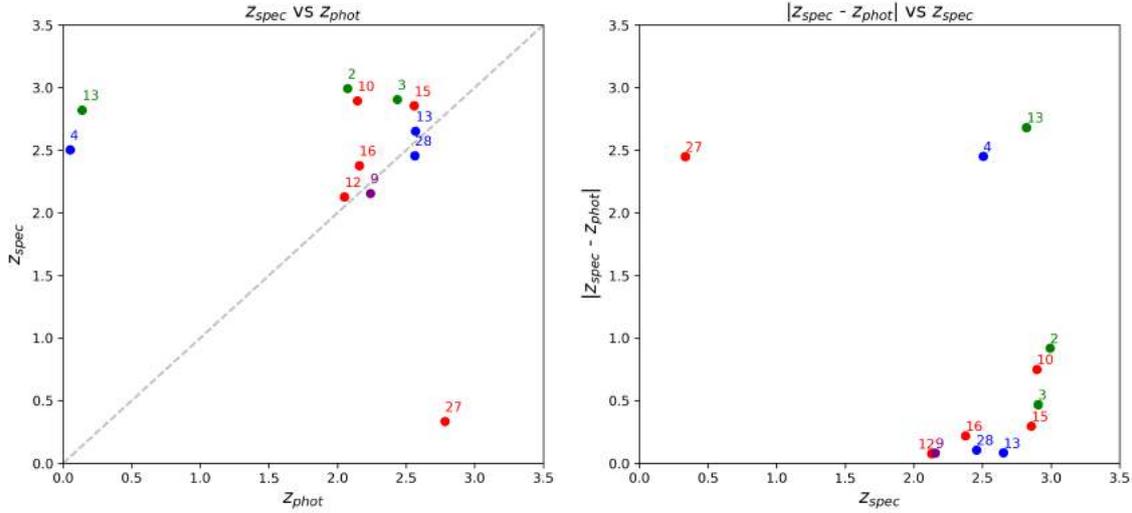


Figura 6.3: Gráficos  $z_{spec}$  vs  $z_{phot}$  (painel esquerdo) e  $|z_{spec} - z_{phot}|$  vs  $z_{spec}$  (painel direito) para as 12 galáxias em que detectamos linhas de emissão. Objetos dos campos F2, F5, F6 e F8 são simbolizados por pontos verdes, vermelhos, azuis e roxos, respectivamente. A numeração das fontes também é indicada. A linha tracejada cinza no gráfico  $z_{spec}$  vs  $z_{phot}$  representa a função  $z_{spec} = z_{phot}$ .

A Figura 6.3 revela que mais da metade das fontes em cujos espectros detectamos linhas de emissão possuem *redshifts* fotométricos e espectroscópicos relativamente próximos ( $|z_{spec} - z_{phot}| < 0.5$ ). São elas as galáxias 3 de F2; 12, 15 e 16 de F5; 13 e 28 de F6; e 9 de F8. Para os objetos 2 de F2 e 10 de F5, a diferença entre as estimativas é um pouco maior, mas ainda não tão expressiva ( $0.5 < |z_{spec} - z_{phot}| < 1.0$ ). As exceções são as galáxias 13 de F2, 27 de F5 e 4 de F6 ( $|z_{spec} - z_{phot}| \sim 2.5$ ). As medições de seus *redshifts* fotométricos e espectroscópicos foram muito diferentes porque elas possuem núcleos ativos, conforme será demonstrado na próxima seção. Não é incomum a fotometria atribuir a AGNs um *redshift* bem inferior ao obtido pela espectroscopia (que é mais precisa), pois como elas são extremamente luminosas, por vezes a fotometria conclui incorretamente que elas estão muito mais próximas do que o real. Isso foi precisamente o que ocorreu para as fontes 13 de F2 e 4 de F6. Quanto ao objeto 27 de F5, este é uma AGN menos luminosa, logo ocorreu o contrário, ou seja, para ele a fotometria estimou um *redshift* bem superior ao real.

## 6.2 Evidências de AGNs

A Figura 6.2 revela que as 12 galáxias para as quais identificamos linhas de emissão estão entre as mais brilhantes dentre as 172 observadas pelo GMOS. Isso fez com que nos questionássemos então se elas não possuem núcleos ativos, já que

estes últimos são muito luminosos. Portanto, nesta seção nos concentramos em determinar quais destas fontes são AGNs.

O método mais comum para distinguir galáxias dominadas por SF daquelas dominadas por um núcleo ativo é a partir do diagrama BPT (Baldwin et al., 1981), o qual tradicionalmente utiliza as razões  $[OIII]/H\beta$  e  $[NII]/H\alpha$  para diferenciá-las. A Figura 6.4 exibe um exemplo de diagrama BPT obtido usando-se os espectros de milhares de galáxias do Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

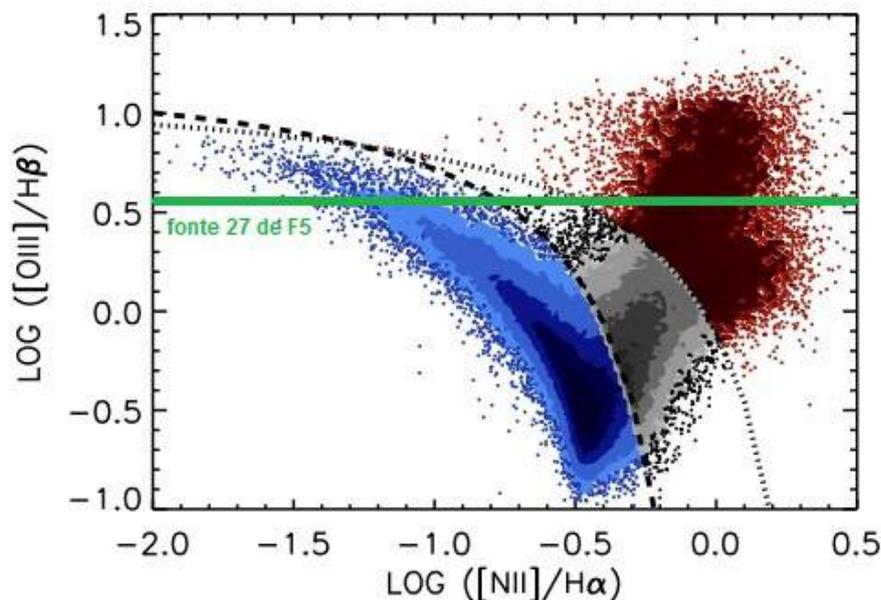


Figura 6.4: Diagrama BPT tradicional extraído utilizando-se os espectros de milhares de fontes do SDSS. Galáxias dominadas por SF, compostas e dominadas por AGNs são retratadas por pontos azuis, cinzas e vermelhos, respectivamente. A linha pontilhada representa o limite superior teórico para se detectar SFGs (Kewley et al., 2001), enquanto a linha tracejada aponta o limite inferior teórico (Kauffmann et al., 2003) para se identificar AGNs. Inserimos a linha horizontal verde para indicar todas as posições que o objeto 27 da região F5 ( $\log ([OIII]/H\beta) \sim 0.58$ ) pode assumir no diagrama. Fonte: Trouille et al. (2011).

Na Figura 6.4, SFGs e AGNs são representadas por pontos azuis e vermelhos, respectivamente. Os pontos cinzas simbolizam as chamadas galáxias compostas (*composite galaxies*), as quais localizam-se em uma zona do diagrama que é intermediária às das SFGs e AGNs. A curva pontilhada indica o limite superior teórico para se encontrar galáxias com formação estelar (Kewley et al., 2001), enquanto a curva tracejada apresenta o limite inferior teórico para se detectar galáxias com um núcleo ativo (Kauffmann et al., 2003).

A Figura 6.4 revela que, em geral, AGNs possuem razões  $[OIII]/H\beta$  e  $[NII]/H\alpha$  superiores às das SFGs. O motivo para tal é que as linhas  $[OIII]$  e  $[NII]$  apenas são excitadas por fótons de energia elevada, os quais são produzidos em um número

muito maior em AGNs do que em galáxias com SF, onde sua síntese limita-se às estrelas mais massivas.

Em nossa pesquisa, no entanto, o diagrama BPT não desempenhou um papel de grande relevância na identificação de AGNs, pois seu uso é limitado a galáxias com  $z < 0.5$ . Para objetos com *redshifts* superiores a este, as linhas  $H\beta$ , [OIII],  $H\alpha$  e [NII] saem da faixa do óptico e entram na do IR, onde a extração espectral é consideravelmente mais complicada.

Dessa forma, o diagrama BPT só nos foi útil na análise da fonte 27 do apontamento F5, para a qual calculamos  $z_{spec} \sim 0.33$ . Uma vez que não detectamos  $H\alpha$  e [NII] em seu espectro, não pudemos determinar sua posição exata na Figura 6.4, mas como  $H\beta$  e [OIII] 5008 foram identificados, foi possível estimar a razão [OIII]/ $H\beta$  e a partir disso ter uma ideia de sua localização. Abrindo o espectro 1D deste objeto no PyRAF, extraímos os fluxos integrados de  $H\beta$  e [OIII] 5008, e a partir de seus valores calculamos [OIII]/ $H\beta \sim 3.77$ , o que resulta em  $\log ([OIII]/H\beta) \sim 0.58$ . Neste valor do eixo-y, adicionamos uma linha horizontal verde para revelar todas as posições que esta fonte pode assumir no diagrama BPT. Pode-se constatar que para ela ser uma SFG, é preciso que  $-1.5 < \log ([NII]/H\alpha) < -0.8$ , enquanto que para ela representar uma AGN, é necessário que  $-0.5 < \log ([NII]/H\alpha) < 0.5$ . Como para  $\log ([OIII]/H\beta) \sim 0.58$  o intervalo de valores de  $\log ([NII]/H\alpha)$  é um pouco maior para galáxias com um núcleo ativo do que para galáxias com SF, há uma probabilidade maior de esta fonte ser uma AGN.

No entanto, das 12 galáxias em cujos espectros encontramos linhas de emissão, a 27 da região F5 não foi a única para a qual a literatura sugeriu um núcleo ativo. Por exemplo, os objetos 16 de F5, 13 de F2 e 4 de F6 são descritos em Laigle et al. (2016) como fontes de raios-X. Este é um bom indício de que eles retratam AGNs.

A fonte 10 de F5 também parece ter um núcleo ativo, pois estimamos uma razão [NV]/ $Ly\alpha \sim 0.12$  em seu espectro, e de acordo com Sobral et al. (2018), objetos com [NV]/ $Ly\alpha > 0.1$  podem ser robustamente classificados como AGNs. Isto se dá pelo fato de que mesmo as populações estelares mais extremas não emitem [NV] de forma significativa, tornando esta última em uma das principais linhas na detecção de núcleos ativos.

Outra fonte que acreditamos indicar uma AGN é a 9 de F8, a única para a qual identificamos [CIV], [HeII] e CIII]. Abrindo seu espectro 1D no PyRAF, obtivemos os fluxos integrados destas linhas e a partir deles calculamos CIII]/[HeII]  $\sim 0.57$  e [CIV]/[HeII]  $\sim 1.11$ . De acordo com a Figura 6.5, os valores destas razões são compatíveis com os de núcleos ativos, pois tal objeto está situado dentro da região das AGNs (quadrado amarelo).

A Figura 6.5 relaciona as razões CIII]/[HeII] e [CIV]/[HeII] extraídas a partir dos espectros de galáxias de estudos distintos. São demonstrados os intervalos de

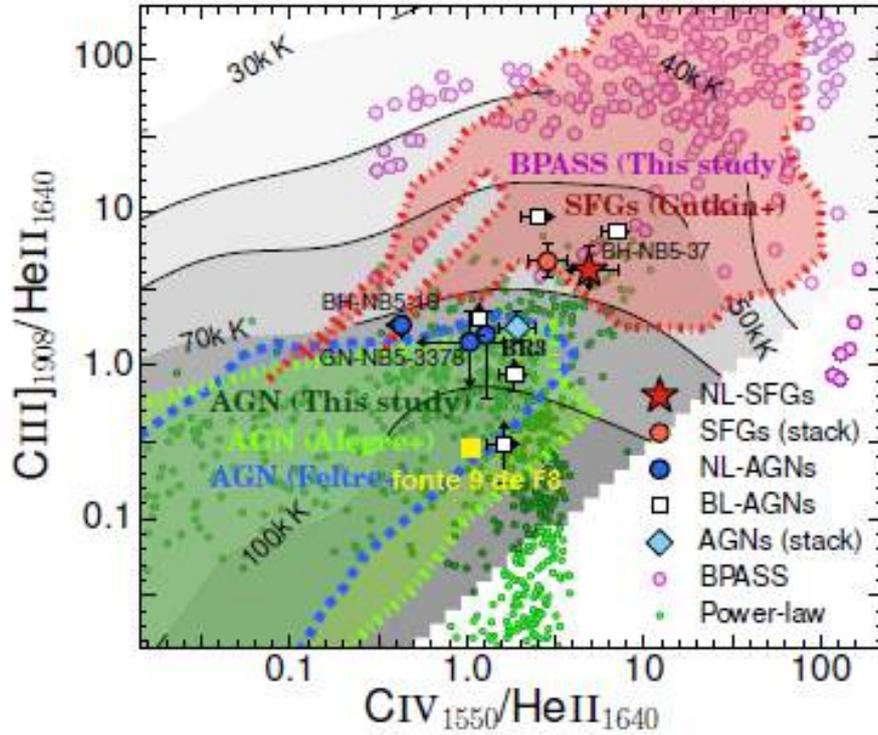


Figura 6.5: Razões  $CIII]/[HeII]$  vs  $[CIV]/[HeII]$  obtidas utilizando-se os espectros de galáxias de diferentes estudos. São apresentadas as faixas de valores destas razões para AGNs (Feltre et al. (2016), Alegre et al. in prep.) e galáxias com SF (Gutkin et al., 2016). As temperaturas efetivas, estimadas a partir de modelos de corpo negro, são também indicadas. O quadrado amarelo retrata a localização da galáxia 9 de F8 na figura. Fonte: Sobral et al. (2018).

valores destas razões para AGNs (Feltre et al. (2016), Alegre et al. in prep.) e SFGs (Gutkin et al., 2016).

Uma vez que somente identificamos as linhas  $[CIV]$ ,  $[HeII]$  e  $CIII]$  para o objeto 9 de F8, esta foi a única fonte para a qual pudemos determinar a localização exata na Figura 6.5. No entanto, nos espectros de outras três galáxias, apesar de não termos detectado  $CIII]$ , encontramos  $[CIV]$  e  $[HeII]$ , logo foi possível termos uma ideia de suas posições na Figura 6.5. Tratam-se dos objetos 15 e 16 de F5, e 13 de F6, para os quais estimamos razões  $[CIV]/[HeII]$  de  $\sim 4.02$ ,  $\sim 1.14$  e  $\sim 1.06$ , respectivamente.

Como já imaginamos que a galáxia 16 de F5 possua um núcleo ativo, uma vez que ela está catalogada em Laigle et al. (2016) como uma fonte de raios-X, vamos nos concentrar em analisar os objetos 13 de F6 e 15 de F5. A Figura 6.5 revela que para a galáxia 13 de F6 ser dominada por um núcleo ativo, é necessário que  $0.1 < CIII]/[HeII] < 4$ , enquanto que se  $4 < CIII]/[HeII] < 80$ , ela é uma SFG. Quanto à fonte 15 de F5, para ela retratar uma AGN é preciso que  $0.35 < CIII]/[HeII] < 3$ , enquanto que se  $5.5 < CIII]/[HeII] < 90$ , ela é dominada por formação estelar.

A galáxia 12 de F5 é a única que, em uma análise inicial, acreditamos não possuir

um núcleo ativo. A razão para tal é que apenas a linha  $Ly\alpha$  foi identificada em seu espectro, o qual é largo o suficiente para que [CIV] e [HeII] também tivessem sido detectados. Como galáxias com núcleos ativos costumam apresentar ao menos uma linha de alta ionização ([NV], [CIV], [HeII] ou CIII) além da  $Ly\alpha$ , a tendência é de que esta fonte seja uma SFG.

Com relação aos objetos 2 e 3 de F2, e 28 de F6, a literatura não forneceu evidências de se tratam-se de AGNs ou galáxias com SF. No caso dos dois primeiros, apenas  $Ly\alpha$  foi detectada, mas [CIV] e [HeII] não tinham como ser encontrados porque os espectros destas fontes não são largos o suficiente para abranger estas linhas. Já no caso do último,  $Ly\alpha$  e [CIV] foram identificadas, mas [HeII] não porque o espectro não é largo o suficiente para englobá-lo.

Com o intuito de classificar estas três galáxias, e também o de obter indícios extras de se as outras nove para as quais calculamos  $z_{spec}$  são dominadas por AGNs ou SF, baixamos imagens destes 12 objetos na faixa dos raios-X, selecionando a banda *full* (0.5 – 7 keV) e aberturas de 15 arcsec ( $\sim 0.375$  cMpc a  $z \sim 2$ ). Tais imagens foram extraídas pelo Chandra X-ray Observatory para o mapeamento COSMOS, estando disponíveis para *download* no *website* do IRSA<sup>6</sup>.

Se estas galáxias estivessem em  $z \sim 0$ , uma elevada concentração de fótons em torno de seu centro seria sinal de um núcleo ativo, enquanto a ausência deste agrupamento de fótons indicaria que o objeto não é uma AGN. No entanto, como tratam-se de fontes em alto *redshift* ( $z > 2$ ), a ausência desta concentração não permite que se tire conclusões, pois a galáxia pode ter um núcleo ativo e isso não ficar claro nas imagens de raios-X. Sendo assim, para objetos em elevado *redshift*, as imagens em raios-X que apresentam uma alta aglomeração de fótons ao redor do centro revelam uma AGN, enquanto as que não a exibem são inconclusivas.

A Figura 6.6 ilustra as imagens em raios-X das seis fontes que mais acreditamos representarem AGNs. No topo, da esquerda para a direita, as imagens das galáxias 10 e 27 de F5, e 9 de F8. Na base, novamente da esquerda para a direita, as imagens dos objetos 16 de F5, 13 de F2 e 4 de F6. Quanto mais claro um *pixel* é, mais fótons concentram-se nele. Em cada imagem, o *pixel* central, o qual envolvemos por um círculo verde, representa as coordenadas equatoriais da fonte.

As três imagens inferiores da Figura 6.6 não deixam dúvidas: de fato, as galáxias 16 de F5, 13 de F2 e 4 de F6 possuem um núcleo ativo, pois há um grande agrupamento de fótons ao redor de cada círculo verde. Os objetos 10 e 27 de F5 também são AGNs, já que a concentração de fótons em torno de suas coordenadas também é considerável. Já com relação à fonte 9 de F8, a imagem em raios-X é inconclusiva, mas o fato de suas razões CIII/[HeII] e [CIV]/[HeII] possuírem valores similares a de AGNs (Figura 6.5) nos dá a segurança de que esta é uma galáxia com um núcleo

<sup>6</sup>[https://irsa.ipac.caltech.edu/data/COSMOS/index\\_cutouts.html](https://irsa.ipac.caltech.edu/data/COSMOS/index_cutouts.html)

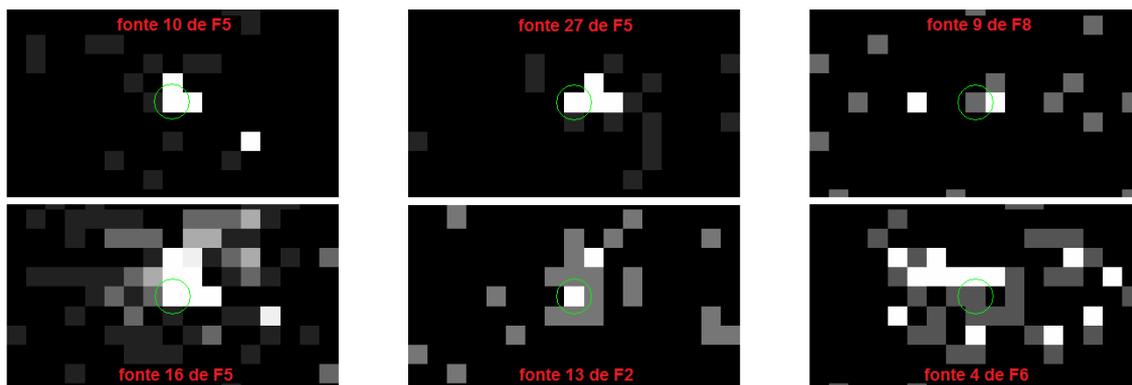


Figura 6.6: Imagens em raios-X das seis galáxias que mais acreditamos possuírem núcleos ativos. No topo, da esquerda para a direita, as imagens das fontes 10 e 27 de F5, e 9 de F8. Na base, da esquerda para a direita, as imagens dos objetos 16 de F5, 13 de F2 e 4 de F6. Os círculos verdes retratam as coordenadas das galáxias.

ativo.

A Figura 6.7, por sua vez, apresenta as imagens em raios-X dos outros seis objetos em cujos espectros identificamos linhas de emissão. No topo, da esquerda para a direita, as imagens das fontes 13 de F6, 15 e 12 de F5. Na base, da esquerda para a direita, as imagens das galáxias 2 e 3 de F2, e 28 de F6. Tal como na Figura 6.6, *pixels* mais claros indicam uma maior aglomeração de fótons e as coordenadas das galáxias são representadas pelos círculos verdes.

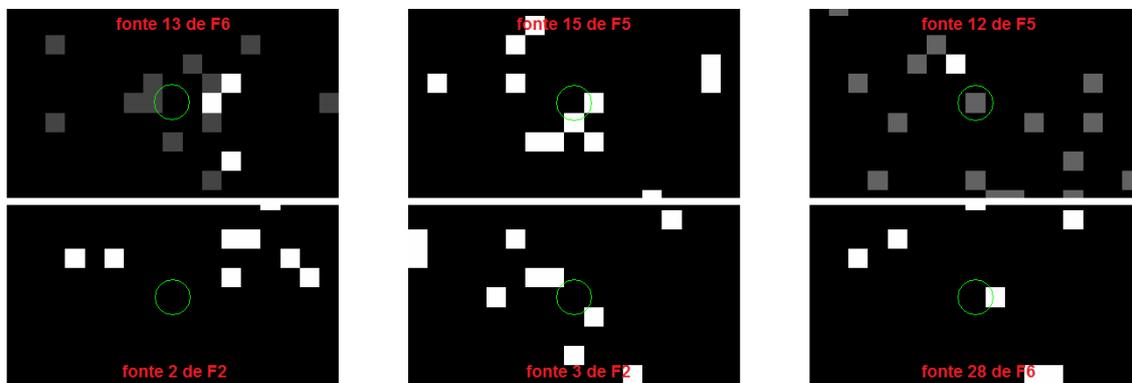


Figura 6.7: Imagens em raios-X das seis fontes que esperamos menos serem AGNs. No topo, da esquerda para a direita, as imagens dos objetos 13 de F6, 15 e 12 de F5. Na base, da esquerda para a direita, as imagens das galáxias 2 e 3 de F2, e 28 de F6. Os círculos verdes retratam as coordenadas das galáxias.

Não há qualquer indício de AGNs nas três imagens inferiores da Figura 6.7, as quais são referentes às fontes 2 e 3 de F2, e 28 de F6, haja vista que em nenhuma delas há uma grande concentração de fótons ao redor dos círculos verdes. O mesmo aplica-se às imagens das galáxias 13 de F6 e 15 de F5, logo estes cinco objetos permanecem como incógnitas, isto é, não sabemos se possuem um núcleo ativo ou não. Com relação à fonte 12 de F5, que desde o princípio pensamos não retratar

uma AGN, pelo fato de sua imagem em raios-X também não propiciar qualquer evidência de um núcleo ativo, acreditamos ser uma SFG.

A Tabela 6.2 resume as informações obtidas nesta seção, apresentando quais objetos acreditamos representarem AGNs, quais imaginamos serem SFGs e em quais a questão permanece em aberto. As evidências que justificam a classificação também são exibidas. Está claro que pelo menos metade das 12 galáxias para as quais estimamos  $z_{spec}$  possuem um núcleo ativo. Como AGNs são muito luminosas, isso reforça a conclusão tirada a partir da Figura 6.2 de que o tempo de exposição utilizado para cada campo durante as observações só foi suficiente na extração de espectros adequados para análise científica no caso das fontes mais brilhantes. É por este motivo que apenas detectamos linhas de emissão nos espectros de um número tão reduzido de objetos.

Tabela 6.2: Classificação dos objetos para os quais identificamos linhas de emissão em AGN ou SFG, com as respectivas justificativas.

Região	Galáxia	Classificação	Justificativa
F2	2	em aberto	imagem em raios-X inconclusiva
F2	3	em aberto	imagem em raios-X inconclusiva
F2	13	AGN	fonte de raios-X, imagem em raios-X
F5	10	AGN	[NV]/Ly $\alpha$ > 0.1, imagem em raios-X
F5	12	SFG	só Ly $\alpha$ detectada, imagem em raios-X inconclusiva
F5	15	em aberto	imagem em raios-X inconclusiva
F5	16	AGN	fonte de raios-X, imagem em raios-X
F5	27	AGN	Figura 6.4, imagem em raios-X
F6	4	AGN	fonte de raios-X, imagem em raios-X
F6	13	em aberto	imagem em raios-X inconclusiva
F6	28	em aberto	imagem em raios-X inconclusiva
F8	9	AGN	Figura 6.5

### 6.3 Estimativa das SFRs

Conforme demonstrado na Figura 6.2, as 12 galáxias para as quais estimamos  $z_{spec}$  possuem elevada taxa de formação estelar, haja vista que seus valores de magnitude B são relativamente baixos. Com o objetivo de confirmar isto, nesta seção nos concentramos em estimar suas SFRs.

Para os 10 objetos em cujos espectros identificamos Ly $\alpha$ , fizemos os cálculos utilizando a equação 6.1 (Chiang et al., 2015):

$$SFR = \frac{L_{Ly\alpha} \times 10^{-42}}{1.98} \times \frac{[M_{\odot}] \times [s]}{[yr] \times [erg]} \quad (6.1)$$

Nela,  $L_{Ly\alpha}$  representa a luminosidade estimada para a galáxia fazendo-se uso da linha  $Ly\alpha$ , e está em unidades de  $erg/s$ , de forma que a SFR é obtida em  $M_{\odot}/yr$ .

No caso da fonte 27 do campo F5, para a qual calculamos  $z_{spec} \sim 0.33$  e detectamos [OII],  $H\beta$ , [OIII] 4959 e [OIII] 5008, estimamos a taxa de formação estelar a partir da equação 6.2 (Kennicutt Jr, 1998):

$$SFR = 1.4 \times 10^{-41} \times L_{[OII]} \times \frac{[M_{\odot}] \times [s]}{[yr] \times [erg]} \quad (6.2)$$

Na qual, de maneira análoga,  $L_{[OII]}$  simboliza a luminosidade obtida utilizando-se a linha [OII], e está em unidades de  $erg/s$ , de maneira que a SFR é obtida em  $M_{\odot}/yr$ .

A fonte 9 do campo F8 é a única para a qual não pudemos calcular a taxa de SF, pois em seu espectro não foram identificadas nem  $Ly\alpha$  nem [OII].

As luminosidades das equações 6.1 e 6.2 são extraídas fazendo-se uso da equação 6.3:

$$L_X = 4\pi \times D_L^2 \times F_X \quad (6.3)$$

Nela, X pode representar  $Ly\alpha$  ou [OII].  $F_X$  simboliza o fluxo integrado da linha X, enquanto  $D_L$  é a distância luminosa, a qual pode ser estimada no *website* da University of California, Los Angeles (UCLA)<sup>7</sup>.

Primeiramente, vamos demonstrar como calculamos a SFR de um dos objetos para os quais detectamos  $Ly\alpha$ . Por exemplo, a galáxia 10 de F5. Após abrirmos seu espectro 1D no PyRAF e localizarmos a linha  $Ly\alpha$ , traçamos uma curva gaussiana ao seu redor, obtendo assim um fluxo integrado de  $F_{Ly\alpha} \sim 3.66 \times 10^{-16} \text{ erg/s/cm}^2$ , conforme indicado na base da Figura 6.8.

Após se extrair  $F_{Ly\alpha}$ , basta saber o valor de  $D_L$  para se poder calcular  $L_{Ly\alpha}$ . Utilizando os parâmetros cosmológicos  $H_o = 69.6$ ,  $\Omega_m = 0.272$  e  $\Omega_{vac} = 0.728$ , e levando em conta que esta fonte está em  $z_{spec} \sim 2.90$ , obtivemos no *website* da UCLA uma distância luminosa de 25246 Mpc, o que equivale a  $\sim 7.79 \times 10^{28} \text{ cm}$ . Portanto, utilizando a equação 6.3, pudemos estimar a luminosidade deste objeto:

$$L_{Ly\alpha} = 4\pi \times 7.79^2 \times 10^{56} \text{ cm}^2 \times 3.66 \times 10^{-16} \times \text{erg/s/cm}^2$$

$$L_{Ly\alpha} \sim 2.79 \times 10^{43} \text{ erg/s.}$$

Para então calcular a SFR a partir da equação 6.1:

$$SFR = \frac{2.79 \times 10^{43} \text{ erg/s} \times 10^{-42}}{1.98} \times \frac{[M_{\odot}] \times [s]}{[yr] \times [erg]}$$

$$SFR \sim 14.1 M_{\odot}/yr.$$

Como o procedimento é análogo para as outras nove fontes nas quais encontramos a linha  $Ly\alpha$ , vamos nos concentrar agora em calcular a taxa de formação estelar da galáxia 27 de F5. Depois de abrir seu espectro 1D no PyRAF e encontrar [OII],

<sup>7</sup><http://www.astro.ucla.edu/~wright/CosmoCalc.html>

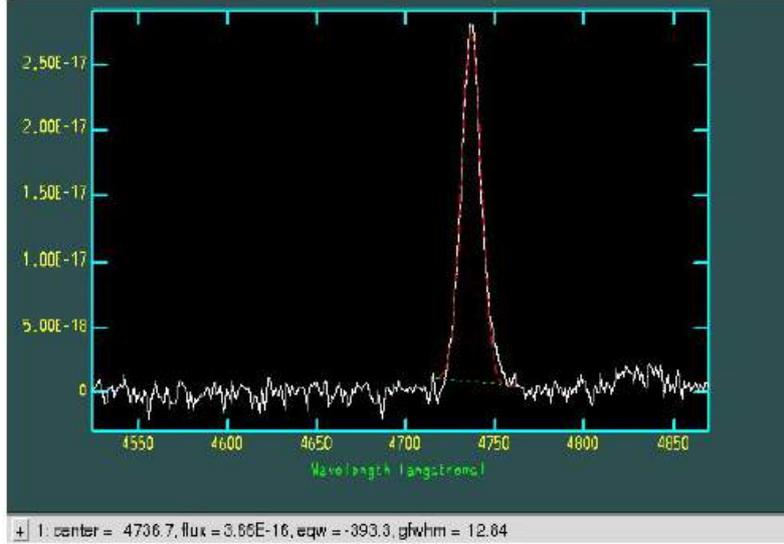


Figura 6.8: Identificação de  $\text{Ly}\alpha$  no espectro 1D da fonte 10 da região F5. Traçando uma curva gaussiana em torno desta linha, extraímos seu fluxo integrado.

obtivemos  $F_{[OII]} \sim 1.07 \times 10^{-16} \text{ erg/s/cm}^2$ . Utilizando os mesmos parâmetros cosmológicos do caso acima, e considerando que esta fonte está em  $z_{spec} \sim 0.33$ , extraímos  $D_L \sim 1755.6 \text{ Mpc}$ , o que corresponde a  $\sim 5.42 \times 10^{27} \text{ cm}$ . Sendo assim, fazendo uso da equação 6.3, podemos afirmar que a luminosidade deste objeto é de:

$$L_{[OII]} = 4\pi \times 5.42^2 \times 10^{54} \text{ cm}^2 \times 1.07 \times 10^{-16} \times \text{erg/s/cm}^2$$

$$L_{[OII]} \sim 3.95 \times 10^{40} \text{ erg/s}.$$

O que, de acordo com a equação 6.2, resulta em uma SFR de:

$$\text{SFR} = 1.4 \times 10^{-41} \times 3.95 \times 10^{40} \text{ erg/s} \times \frac{[M_{\odot}] \times [s]}{[yr] \times [erg]}$$

$$\text{SFR} \sim 0.55 M_{\odot}/yr.$$

A Tabela 6.3 resume os resultados obtidos nesta seção, apresentando as taxas de formação estelar de todas as fontes para as quais estimamos  $z_{spec}$ , exceto a do objeto 9 da região F8, para o qual não identificamos nem  $\text{Ly}\alpha$  nem  $[OII]$ .

A Tabela 6.3 revela que as galáxias em que detectamos linhas de emissão possuem SFRs comparáveis à da Via Láctea ( $\sim 1 M_{\odot}/yr$ ), com 10 delas possuindo inclusive taxas superiores (a exceção é a fonte 27 de F5). Uma vez que estes objetos estão em alto *redshift*, isto é, ainda se formando, sofrendo fusões (*mergers*) que os farão ficar ainda maiores e mais massivos, o fato de já possuírem uma SFR maior do que a da Via Láctea é sinal de que eles são fontes com alta taxa de formação estelar, confirmando o que esperávamos. É importante mencionar que não aplicamos a correção para a poeira nos cálculos, de maneira que nossos resultados configuram um limite inferior da SFR, ou seja, os valores reais podem ser ainda maiores do que estes que estimamos.

É também fundamental destacar que, para as fontes que possuem núcleos ativos, as SFRs estimadas nesta seção não são necessariamente válidas. A razão para tal

Tabela 6.3: SFRs das galáxias para as quais detectamos linhas de emissão.

Região	Galáxia	SFR ( $M_{\odot}/\text{yr}$ )
F2	2	9.26
F2	3	4.00
F2	13	82.77
F5	10	14.10
F5	12	1.13
F5	15	6.44
F5	16	1.32
F5	27	0.55
F6	4	17.31
F6	13	1.86
F6	28	11.01
F8	9	-

é que os cálculos foram realizados a partir de informações das linhas  $\text{Ly}\alpha$  e  $[\text{OII}]$ , partindo do pressuposto de que elas são provenientes da formação estelar, só que grande parte da emissão de radiação UV e óptica nas AGNs é não estelar.

# Capítulo 7

## Conclusões

Quando a proposta observacional foi enviada, o objetivo era de que os espectros de  $\sim 400$  possíveis galáxias-membro de PC1+2 fossem extraídos. A expectativa era calcular  $z_{spec}$  para  $\sim 80\%$  deles, sendo  $\sim 25\%$  das medições provenientes da identificação de linhas de emissão nos espectros das galáxias mais jovens, e as outras  $\sim 55\%$  oriundas da detecção de linhas de absorção nos espectros das galáxias mais velhas, que possuem contínuo mais forte. Como o programa não foi finalizado, apenas 172 fontes foram observadas, mas inicialmente esperávamos que a porcentagem dos espectros nos quais  $z_{spec}$  seria estimado fosse mantida. Contudo, após iniciarmos a análise científica, constatamos que os espectros de apenas 12 objetos apresentavam linhas de emissão ( $\sim 7\%$  do total), e os 24 espectros com contínuo intenso possuíam S/N tão baixa que não foi possível reconhecer linhas de absorção neles.

Sendo assim, não analisamos os espectros com contínuo forte e focamos totalmente no estudo das 12 galáxias para as quais identificamos linhas de emissão. O fato de somente termos conseguido detectar estas linhas para uma quantidade tão pequena de fontes fez com que nos questionássemos o que havia de errado. Conforme prosseguimos com os resultados, o quadro foi ficando mais claro. O painel esquerdo da Figura 6.2 evidencia que a maioria destes 12 objetos possui valores de magnitude B menores do que uma fração significativa das 172 galáxias cobertas pelo GMOS. Isso revela que, durante as observações, o tempo de exposição designado para cada região do céu somente foi suficiente para a obtenção de espectros apropriados para análise científica no caso das fontes mais brilhantes. Essa conclusão foi reforçada na seção 6.2, quando estimamos quais objetos possuíam núcleos ativos e constatamos que pelo menos metade das 12 galáxias para as quais encontramos linhas de emissão possuíam AGNs (Tabela 6.2).

Existe ainda mais uma possível razão para só termos conseguido detectar linhas de emissão para um número tão baixo de fontes. Analisando-se os espectros 2D destes 12 objetos (painéis superiores das Figuras 5.1 – 5.12), é possível notar que as linhas estão sempre em uma localização próxima à borda inferior das *slits*, o que não

é comum, pois geralmente as máscaras são posicionadas de forma que elas apareçam no centro dos espectros.

Em um primeiro momento, isso nos fez cogitar que a identificação das fendas não havia sido executada da maneira correta durante a etapa da redução preliminar dos dados. Se as *slits* tivessem “recortadas” um pouco acima do ideal, de fato sua região central, onde as linhas de emissão normalmente se situam, apareceria mais próxima à extremidade inferior. No entanto, após retornarmos a este estágio e lermos atentamente sobre o procedimento de identificação das fendas, não encontramos nenhum erro na forma da qual procedemos. Ainda assim, por precaução repetimos este passo, mas como obtivemos os mesmos resultados de antes, concluímos que o problema não deve estar na redução de dados. Então a hipótese que soa mais razoável é a de que, para estas observações, as máscaras tenham sido configuradas de maneira distinta à usual, fazendo com que as linhas se situassem mais próximas à base do que ao centro das *slits*.

Por fim, como só pudemos calcular os  $z_{spec}$  de uma quantidade tão reduzida de galáxias, não foi possível tirarmos conclusões acerca dos dois candidatos a protoaglomerado, ou seja, não pudemos confirmar se eles são de fato progenitores de aglomerados do tipo “Coma” nem fornecer um valor mais preciso para seus *redshifts*.

# Referências Bibliográficas

- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., and Terlevich, R. (1981). Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 93(551):5.
- Boylan-Kolchin, M., Springel, V., White, S. D., Jenkins, A., and Lemson, G. (2009). Resolving cosmic structure formation with the millennium-ii simulation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 398(3):1150–1164.
- Brammer, G. B., van Dokkum, P. G., and Coppi, P. (2008). Eazy: a fast, public photometric redshift code. *The Astrophysical Journal*, 686(2):1503.
- Bruzual, G. and Charlot, S. (2003). Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 344(4):1000–1028.
- Bădescu, T., Yang, Y., Bertoldi, F., Zabludoff, A., Karim, A., and Magnelli, B. (2017). Discovery of a Protocluster Associated with a Ly $\alpha$  Blob Pair at  $z = 2.3$ . , 845:172.
- Chiang, Y.-K., Overzier, R., and Gebhardt, K. (2013). Ancient light from young cosmic cities: Physical and observational signatures of galaxy proto-clusters. *The Astrophysical Journal*, 779(2):127.
- Chiang, Y.-K., Overzier, R., and Gebhardt, K. (2014). Discovery of a large number of candidate protoclusters traced by 15 mpc-scale galaxy overdensities in cosmos. *The Astrophysical Journal Letters*, 782(1):L3.
- Chiang, Y.-K., Overzier, R. A., Gebhardt, K., Finkelstein, S. L., Chiang, C.-T., Hill, G. J., Blanc, G. A., Drory, N., Chonis, T. S., Zeimann, G. R., et al. (2015). Surveying galaxy proto-clusters in emission: A large-scale structure at  $z = 2.44$  and the outlook for hetdex. *The Astrophysical Journal*, 808(1):37.

- Chiang, Y.-K., Overzier, R. A., Gebhardt, K., and Henriques, B. (2017). Galaxy protoclusters as drivers of cosmic star formation history in the first 2 gyr. *The Astrophysical Journal Letters*, 844(2):L23.
- Cucciati, O., Tresse, L., Ilbert, O., Le Fevre, O., Garilli, B., Le Brun, V., Cassata, P., Franzetti, P., Maccagni, D., Scodreggio, M., et al. (2012). The star formation rate density and dust attenuation evolution over 12 gyr with the vuds surveys. *Astronomy & Astrophysics*, 539:A31.
- Cucciati, O., Zamorani, G., Lemaux, B., Bardelli, S., Cimatti, A., Le Fèvre, O., Cassata, P., Garilli, B., Le Brun, V., Maccagni, D., et al. (2014). Discovery of a rich proto-cluster at  $z=2.9$  and associated diffuse cold gas in the vimos ultra-deep survey (vuds). *Astronomy & Astrophysics*, 570:A16.
- Diener, C., Lilly, S., Ledoux, C., Zamorani, G., Bolzonella, M., Murphy, D., Capak, P., Ilbert, O., and McCracken, H. (2015). A protocluster at  $z=2.45$ . *The Astrophysical Journal*, 802(1):31.
- Feltre, A., Charlot, S., and Gutkin, J. (2016). Nuclear activity versus star formation: emission-line diagnostics at ultraviolet and optical wavelengths. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 456(3):3354–3374.
- Finkelstein, S. L., Ryan Jr, R. E., Papovich, C., Dickinson, M., Song, M., Somerville, R. S., Ferguson, H. C., Salmon, B., Giavalisco, M., Koekemoer, A. M., et al. (2015). The evolution of the galaxy rest-frame ultraviolet luminosity function over the first two billion years. *The Astrophysical Journal*, 810(1):71.
- Giavalisco, M., Vanzella, E., Salimbeni, S., Tripp, T. M., Dickinson, M., Cassata, P., Renzini, A., Guo, Y., Ferguson, H. C., Nonino, M., et al. (2011). Discovery of cold, pristine gas possibly accreting onto an overdensity of star-forming galaxies at redshift  $z\sim 1.6$ . *The Astrophysical Journal*, 743(1):95.
- Guo, Q., White, S., Angulo, R. E., Henriques, B., Lemson, G., Boylan-Kolchin, M., Thomas, P., and Short, C. (2013). Galaxy formation in WMAP1 and WMAP7 cosmologies. , 428:1351–1365.
- Guo, Q., White, S., Boylan-Kolchin, M., De Lucia, G., Kauffmann, G., Lemson, G., Li, C., Springel, V., and Weinmann, S. (2011). From dwarf spheroidals to cd galaxies: simulating the galaxy population in a  $\lambda$  cdm cosmology. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 413(1):101–131.

- Gutkin, J., Charlot, S., and Bruzual, G. (2016). Modelling the nebular emission from primeval to present-day star-forming galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 462(2):1757–1774.
- Hayashi, M., Kodama, T., Tadaki, K.-i., Koyama, Y., and Tanaka, I. (2012). A starbursting proto-cluster in making associated with a radio galaxy at  $z=2.53$  discovered by  $h\alpha$  imaging. *The Astrophysical Journal*, 757(1):15.
- Hennawi, J. F., Prochaska, J. X., Cantalupo, S., and Arrighi-Battaia, F. (2015). Quasar quartet embedded in giant nebula reveals rare massive structure in distant universe. *Science*, 348(6236):779–783.
- Henriques, B. M., White, S. D., Thomas, P. A., Angulo, R., Guo, Q., Lemson, G., Springel, V., and Overzier, R. (2015). Galaxy formation in the planck cosmology–i. matching the observed evolution of star formation rates, colours and stellar masses. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 451(3):2663–2680.
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D., Ridgway, S. E., Brinkmann, J., Fukugita, M., Hall, P. B., et al. (2003). The host galaxies of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 346(4):1055–1077.
- Kennicutt Jr, R. C. (1998). Star formation in galaxies along the hubble sequence. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 36(1):189–231.
- Kewley, L. J., Dopita, M., Sutherland, R., Heisler, C., and Trevena, J. (2001). Theoretical modeling of starburst galaxies. *The Astrophysical Journal*, 556(1):121.
- Laigle, C., McCracken, H., Ilbert, O., Hsieh, B., Davidzon, I., Capak, P., Hasinger, G., Silverman, J., Pichon, C., Coupon, J., et al. (2016). The cosmos2015 catalog: Exploring the  $1 < z < 6$  universe with half a million galaxies. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 224(2):24.
- Lee, K.-G., Hennawi, J. F., Stark, C., Prochaska, J. X., White, M., Schlegel, D. J., Eilers, A.-C., Arinyo-i Prats, A., Suzuki, N., Croft, R. A., et al. (2014). Ly $\alpha$  forest tomography from background galaxies: The first megaparsec-resolution large-scale structure map at  $z > 2$ . *The Astrophysical Journal Letters*, 795(1):L12.
- Lemaux, B., Cucciati, O., Tasca, L., Le Fèvre, O., Zamorani, G., Cassata, P., Garilli, B., Le Brun, V., Maccagni, D., Pentericci, L., et al. (2014). Vimos

- ultra-deep survey (vuds): Witnessing the assembly of a massive cluster at  $z \sim 3.3$ . *Astronomy & Astrophysics*, 572:A41.
- Madau, P. and Dickinson, M. (2014). Cosmic star-formation history. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 52:415–486.
- Mantz, A. B., Abdulla, Z., Carlstrom, J. E., Greer, C. H., Leitch, E. M., Marrone, D. P., Muchovej, S., Adami, C., Birkinshaw, M., Bremer, M., et al. (2014). The xtl survey. v. detection of the sunyaev-zel’dovich effect of the redshift 1.9 galaxy cluster xtlss j021744. 1–034536 with carma. *The Astrophysical Journal*, 794(2):157.
- Muzzin, A., Marchesini, D., Stefanon, M., Franx, M., Milvang-Jensen, B., Dunlop, J. S., Fynbo, J. P. U., Brammer, G., Labbé, I., and Van Dokkum, P. (2013). A public ks-selected catalog in the cosmos/ultravista field: photometry, photometric redshifts, and stellar population parameters. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 206(1):8.
- Oesch, P., Bouwens, R., Illingworth, G., Labbé, I., Franx, M., Van Dokkum, P., Trenti, M., Stiavelli, M., Gonzalez, V., and Magee, D. (2013). Probing the dawn of galaxies at  $z \sim 9-12$ : New constraints from hudf12/xdm and candels data. *The Astrophysical Journal*, 773(1):75.
- Overzier, R. A. (2016). The realm of the galaxy protoclusters. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 24(1):14.
- Papovich, C., Momcheva, I., Willmer, C. N. A., Finkelstein, K. D., Finkelstein, S. L., Tran, K.-V., Brodwin, M., Dunlop, J. S., Farrah, D., Khan, S. A., Lotz, J., McCarthy, P., McLure, R. J., Rieke, M., Rudnick, G., Sivaraman, S., Pacaud, F., and Pierre, M. (2010). A Spitzer-selected Galaxy Cluster at  $z = 1.62$ ., 716:1503–1513.
- Schiminovich, D., Ilbert, O., Arnouts, S., Milliard, B., Tresse, L., Le Fèvre, O., Treyer, M., Wyder, T., Budavári, T., Zucca, E., et al. (2005). The galex-vuds measurement of the evolution of the far-ultraviolet luminosity density and the cosmic star formation rate. *The Astrophysical Journal Letters*, 619(1):L47.
- Sobral, D., Matthee, J., Darvish, B., Smail, I., Best, P. N., Alegre, L., Röttgering, H., Mobasher, B., Paulino-Afonso, A., Stroe, A., et al. (2018). The nature of luminous  $Ly\ \alpha$  emitters at  $z \sim 2-3$ : maximal dust-poor starbursts and highly ionizing agn. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 477(2):2817–2840.

- Springel, V., White, S. D., Jenkins, A., Frenk, C. S., Yoshida, N., Gao, L., Navarro, J., Thacker, R., Croton, D., Helly, J., et al. (2005). Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. *nature*, 435(7042):629.
- Steidel, C. C., Adelberger, K. L., Shapley, A. E., Erb, D. K., Reddy, N. A., and Pettini, M. (2005). Spectroscopic identification of a protocluster at  $z=2.300$ : Environmental dependence of galaxy properties at high redshift. *The Astrophysical Journal*, 626(1):44.
- Strazzullo, V., Gobat, R., Daddi, E., Onodera, M., Carollo, M., Dickinson, M., Renzini, A., Arimoto, N., Cimatti, A., Finoguenov, A., et al. (2013). Galaxy evolution in overdense environments at high redshift: Passive early-type galaxies in a cluster at  $z \sim 2$ . *The Astrophysical Journal*, 772(2):118.
- Trouille, L., Barger, A., and Tremonti, C. (2011). The optx project. v. identifying distant active galactic nuclei. *The Astrophysical Journal*, 742(1):46.
- Wang, T., Elbaz, D., Daddi, E., Finoguenov, A., Liu, D., Schreiber, C., Martín, S., Strazzullo, V., Valentino, F., van Der Burg, R., et al. (2016). Discovery of a galaxy cluster with a violently starbursting core at  $z=2.506$ . *The Astrophysical Journal*, 828(1):56.

# Apêndice

As Figuras 1 – 24 apresentam os 24 espectros (2D e 1D pós calibração em fluxo) com contínuo forte que identificamos. Todos são altamente ruidosos, o que nos impossibilitou de detectar linhas de absorção neles.

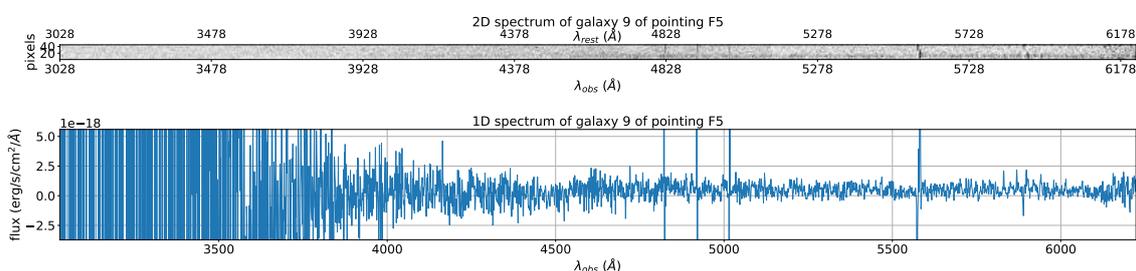


Figura 1: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 9 da região F5.

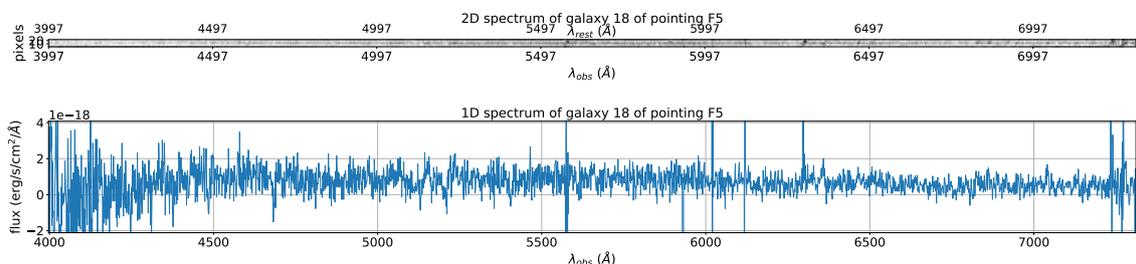


Figura 2: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 18 da região F5.

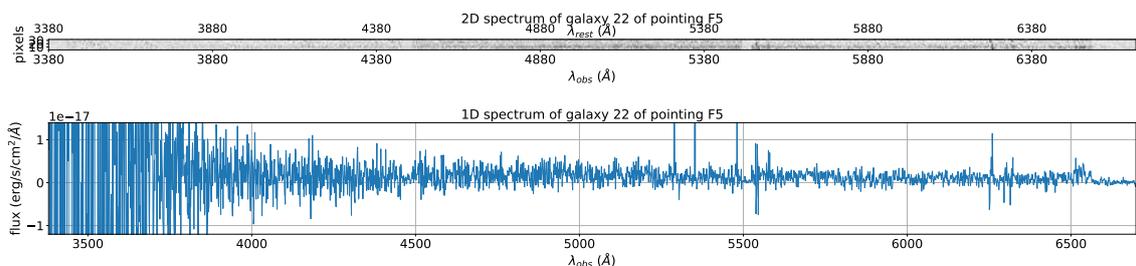


Figura 3: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 22 da região F5.

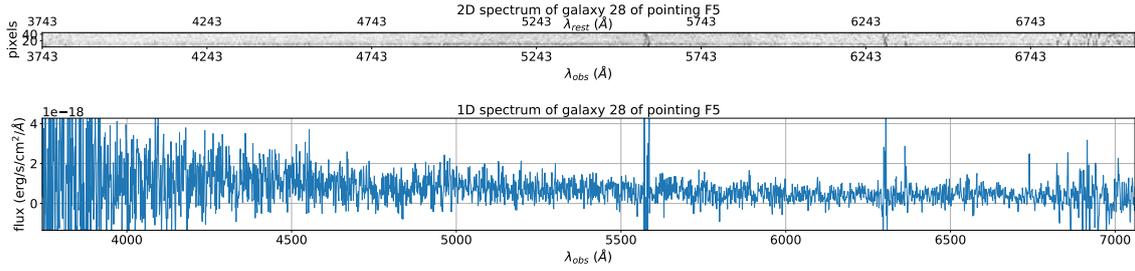


Figura 4: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 28 da região F5.

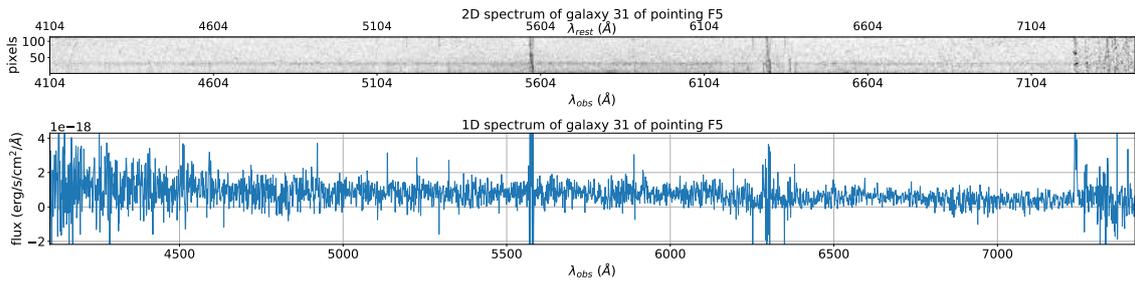


Figura 5: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 31 da região F5.

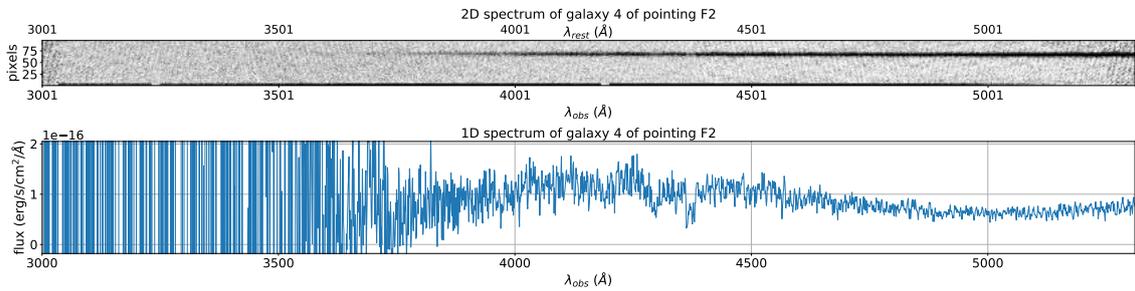


Figura 6: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 4 da região F2.

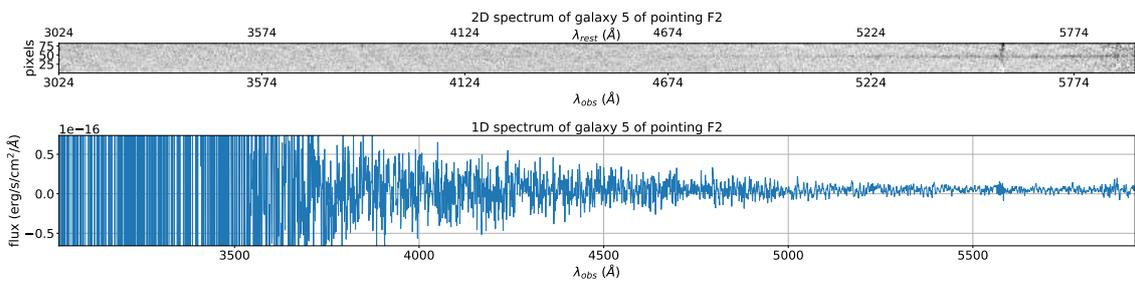


Figura 7: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 5 da região F2.

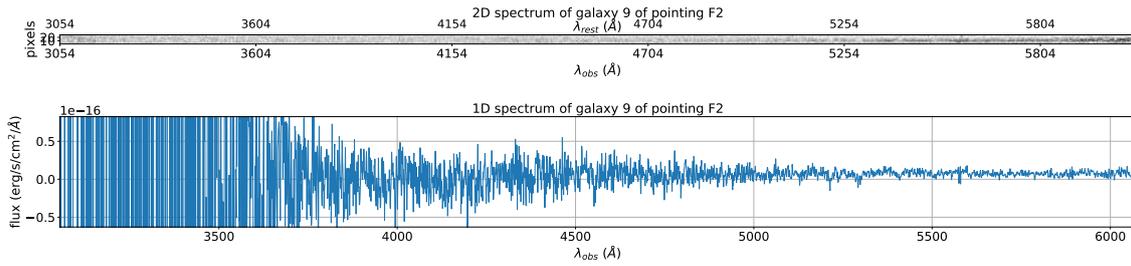


Figura 8: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 9 da região F2.

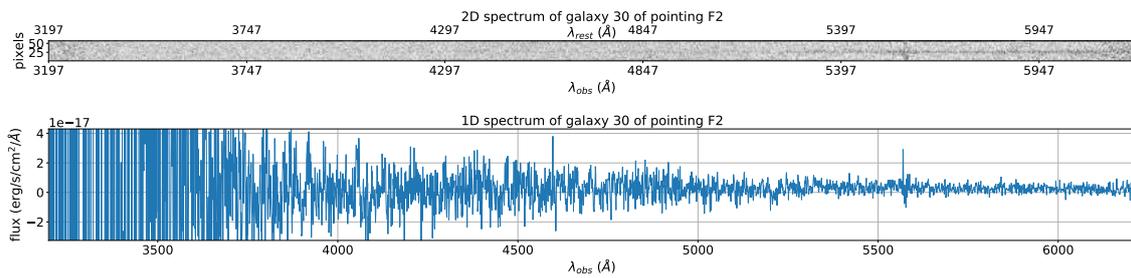


Figura 9: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 30 da região F2.

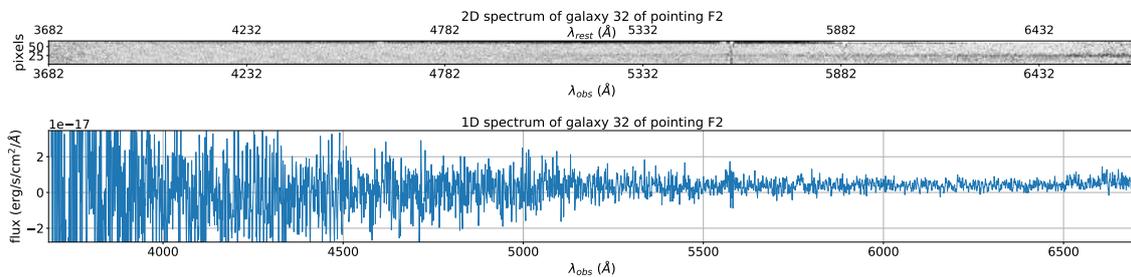


Figura 10: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 32 da região F2.

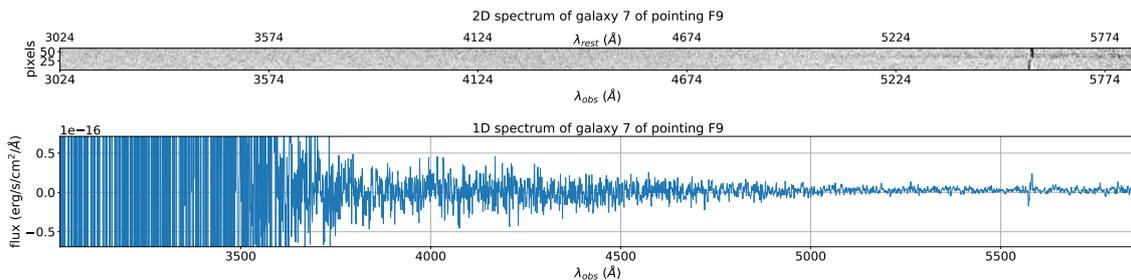


Figura 11: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 7 da região F9.

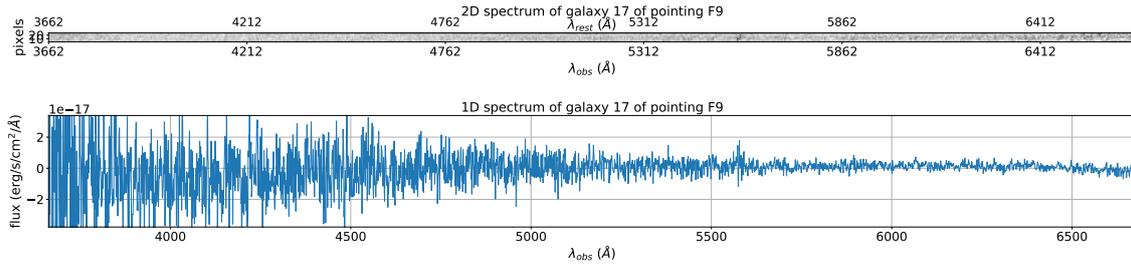


Figura 12: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 17 da região F9.

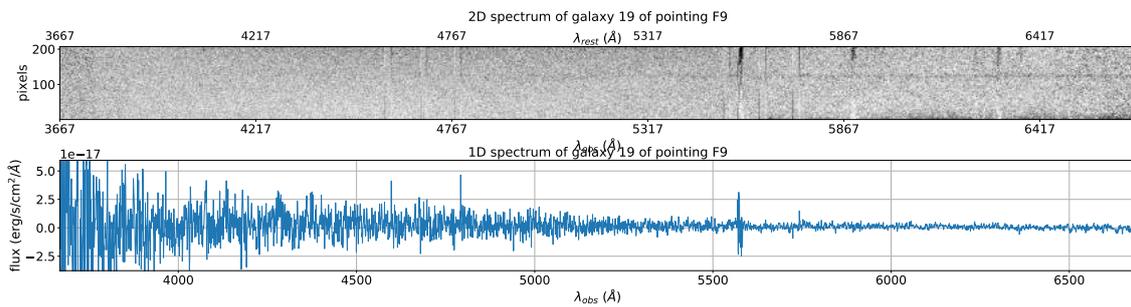


Figura 13: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 19 da região F9.

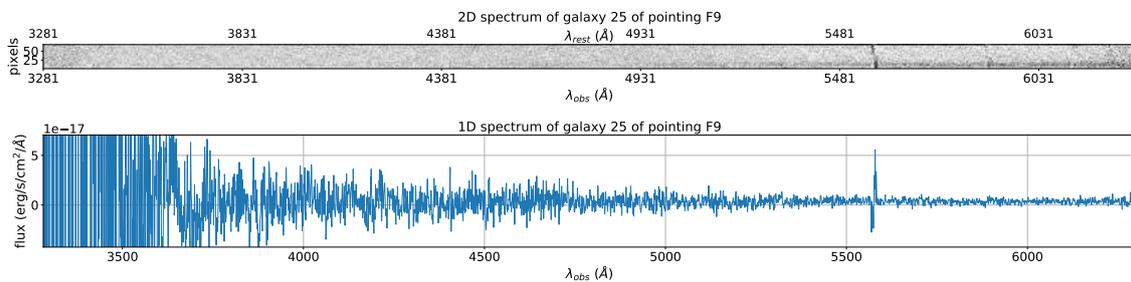


Figura 14: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 25 da região F9.

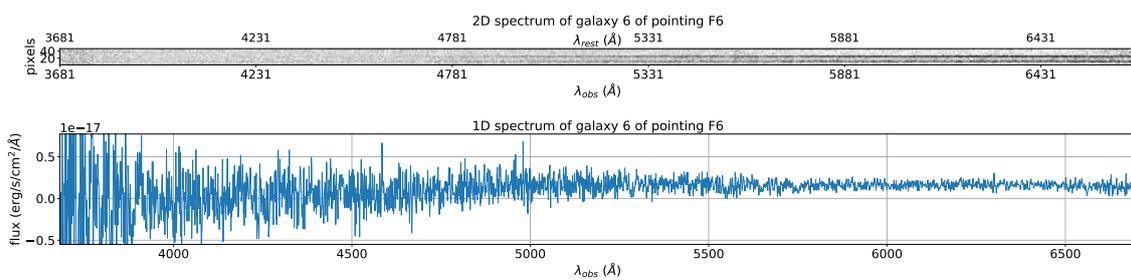


Figura 15: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 6 da região F6.

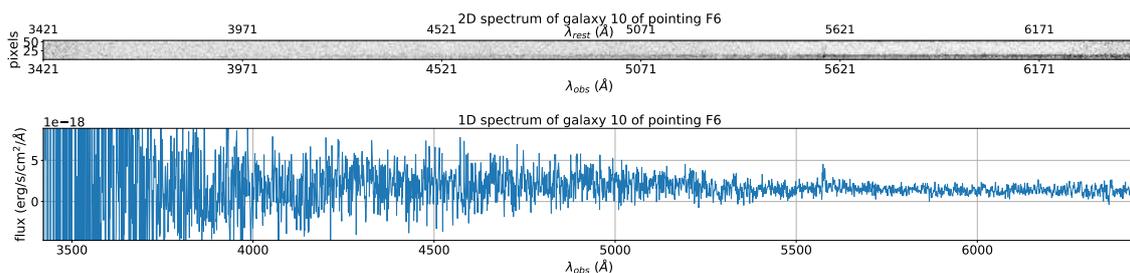


Figura 16: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 10 da região F6.

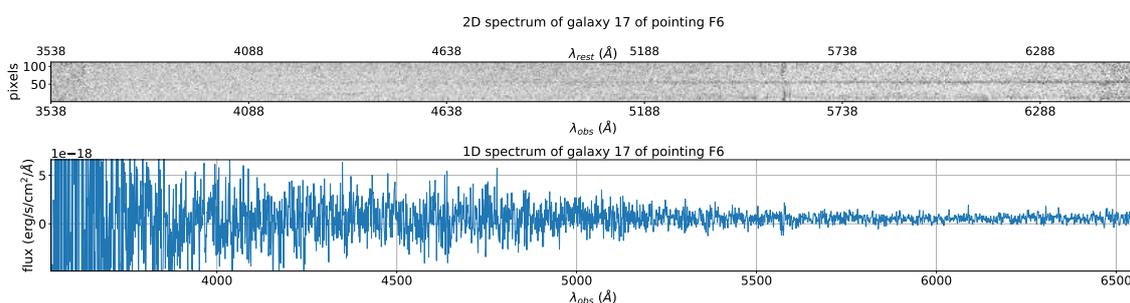


Figura 17: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) galáxia 17 da região F6.

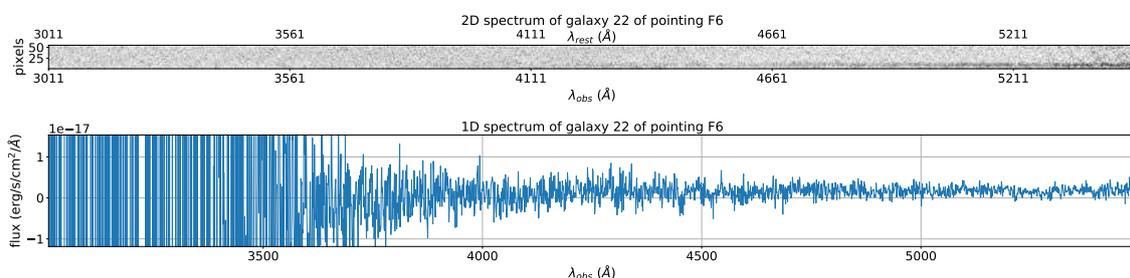


Figura 18: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 22 da região F6.

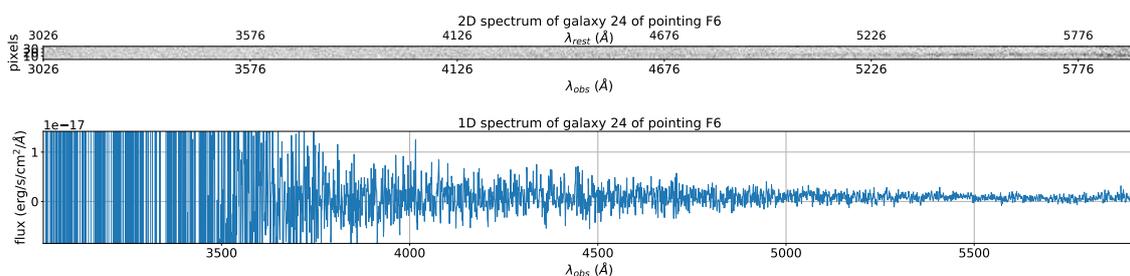


Figura 19: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 24 da região F6.

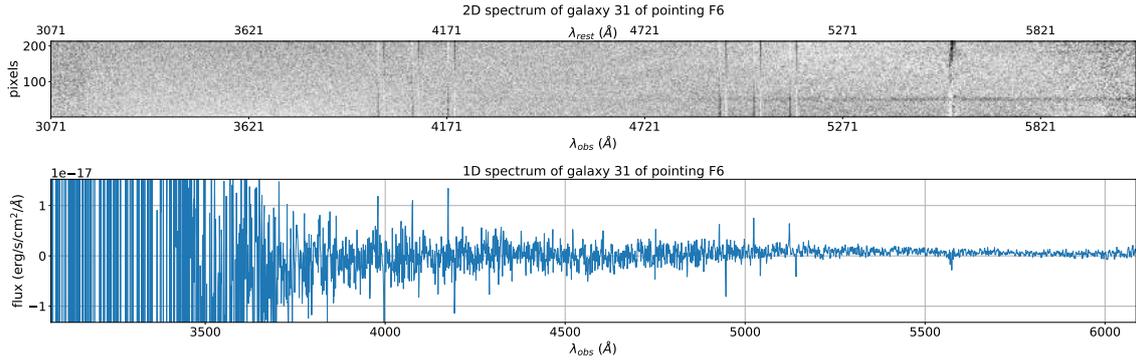


Figura 20: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 31 da região F6.

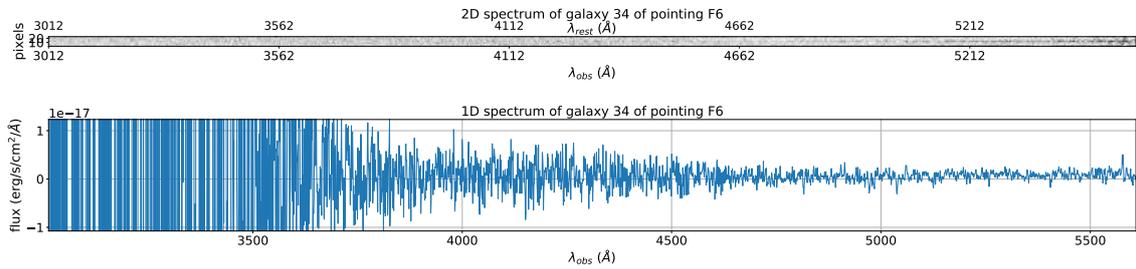


Figura 21: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 34 da região F6.

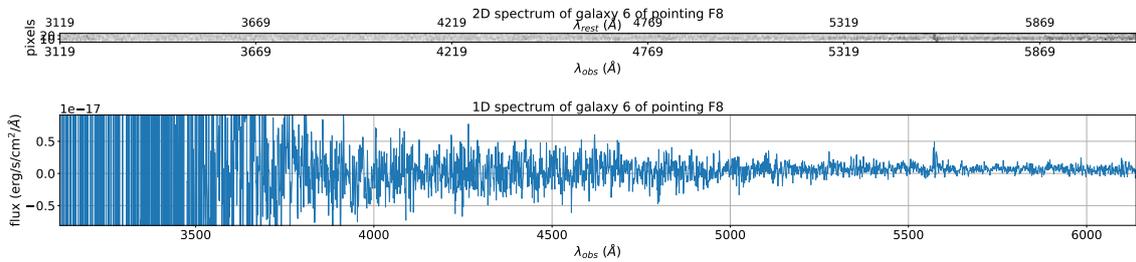


Figura 22: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 6 da região F8.

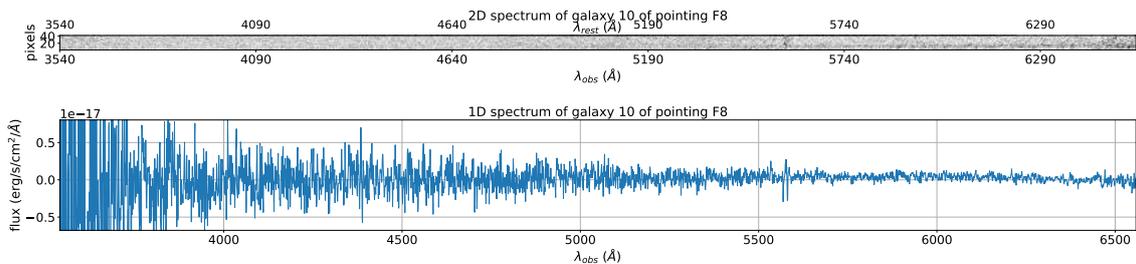


Figura 23: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 10 da região F8.

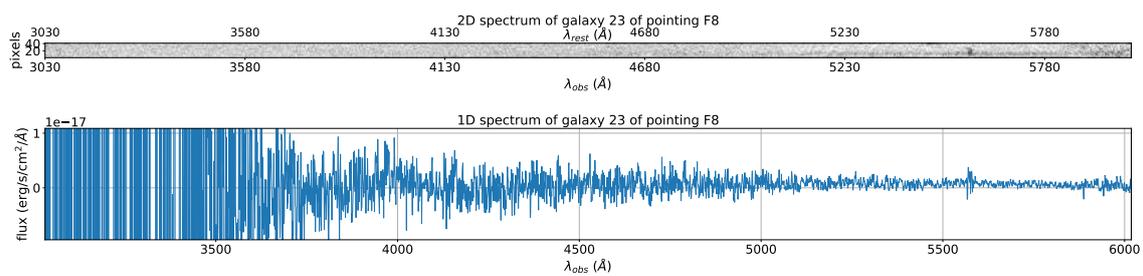


Figura 24: Espectros 2D (painel superior) e 1D pós calibração em fluxo (painel inferior) da galáxia 23 da região F8.