



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA

INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-10548-TDI/937

**PROSPECTIVAS DE IMAGEAMENTO DE SISTEMAS DLA A
PARTIR DE TÉCNICAS DE SÍNTESE ESPECTRAL
DE GALÁXIAS**

Mauricio Vinasco Téllez

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr.
Hugo Vicente Capelato, aprovada em 12 de dezembro de 2002

523. 03

VINASCO TELLEZ, M.

Prospectivas de imageamento de sistemas DLA a partir de técnicas de síntese espectral de galaxias / M. V. Téllez. – São José dos Campos: INPE, 2002.

118p. – (INPE-10548-TDI-937).

1.Radiação Lyman alfa. 2. Quasares. 3.Protogaláxias.
4.Análise espectral. 5.Evolução Galáctica. I. Título.

Aprovado pela Banca Examinadora em cumprimento a requisito exigido para a obtenção do Título de **Mestre em Astrofísica.**

Dr. André de Castro Milone



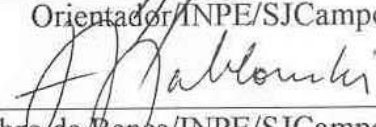
Presidente/INPE/SJCampos-SP

Dr. Hugo Vicente Capelato



Orientador/INPE/SJCampos-SP

Dr. Francisco José Jablonski



Membro da Banca/INPE/SJCampos-SP

Dr. Amâncio Cesar Santos Friaça



Membro da Banca
Convidado/IAG-USP/São Paulo-SP

Candidato: Maurício Vinasco Tellez

São José dos Campos, 12 de dezembro de 2002.

*“Nenhum problema pode ser resolvido pelo mesmo estado de consciência que o criou.
É preciso ir mais longe. Eu penso 99 vezes e nada descubro. Deixo de pensar, mergulho
num grande silêncio e a verdade me é revelada”.*

ALBERT EINSTEIN

Dedico a meus pais por tudo, ao meu professor de física na escola e a Carl Sagan que fizeram me apaixonar pela ciência e pela astronomia.

AGRADECIMENTOS

Agradeço a todas as pessoas que me ajudaram a vencer mais esta etapa da vida em especial àquelas - meus amigos - com quem fiz fortes laços Cesar, Rodrigo, Márcio, Reitano, Jorge...

Agradeço ao meu orientador Hugo e aos pesquisadores da Divisão que me deram uma mão: Chico com quem estabeleci o primeiro contato no INPE e quem foi o primeiro em me parabenizar ao defender o mestrado; Cláudia, André...

À Rita, à Capoeira e aos churrascos quem me ajudaram nos momentos de mais stress.

Finalmente agradeço ao governo brasileiro e ao CNPq pela bolsa concedida.

... sem eles não teria conseguido.

RESUMO

Hoje em dia, a formação das galáxias não está totalmente compreendida. Acredita-se que foram formadas a partir de nuvens de alta densidade de hidrogênio neutro, com diferentes graus de metalicidade. Essas nuvens acham-se em maior número em *redshifts* (z) altos (2 – 4.5). Devido a suas baixas luminosidades, é difícil descobri-las, de forma isolada. Na obtenção de espectros de Quasares (Quasi Stellar Objects – QSOs), observou-se a influência dessas nuvens na presença de linhas largas de absorção Ly α . Este sistema de linhas é denominado de “Sistemas Ly α Amortecidos” (Damped Lyman Alpha Systems ou DLAs). A importância do estudo dos DLAs está em entender melhor a formação e evolução das galáxias. Neste trabalho procurou-se estabelecer em quais regiões do espectro a radiação do DLA pode ser dominante, com uma razão Sinal/Ruído (S/N) superior a 3. Para estabelecer essas regiões usou-se o programa IRAF. Com ele simulou-se a absorção devida a galáxias de diferentes tipos espectrais e idades em vários espectros de QSOs, variando o *redshift* dos dois tipos de objetos. Encontramos quais devem ser os melhores filtros a serem usados nos telescópios de alta resolução Gemini e SOAR, dos quais participa o Brasil.

STUDY OF THE SPECTRA COMPOSED BY QSO'S AND DLA'S

ABSTRACT

Nowdays, the formation of galaxies it is not totally understood. It is believed that they were formed by huge clouds of neutral hydrogen, with different metallicity and ionization levels. These clouds are found in high redshifts ($z > 2$) and due to their low luminosity, it's difficult to discover one of them separately. By obtaining spectra from QSO's (Quasi Stellar Objects), the influence of these clouds has been observed in the presence of broad Lyman alpha absorption lines. Because the systems responsible for these lines were not well known, they were called: "Damped Lyman Alpha Systems" (DLA's). By studying DLA's, we will learn how galaxies are formed and how they evolve. In this work we found wich bands in a QSO - DLA spectrum, use to be possible to observe the DLA with a Sinal to Noise (S/N) equal 3σ . To do this, simulations were made with IRAF using spectra templates of QSOs and of galaxies with different ages, spectral types and redshifts. We established then the filters to make images of the DLA's and some strategies to be used with the high telescopes, GEMINI and SOAR, contructed in Cerro Pachón, in Chile, where Brazil participate.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

CAPITULO 1	INTRODUÇÃO	23
1.1	Quasares e Linhas de Absorção.....	24
1.1.1.	Propriedades Gerais dos QSOs.....	24
1.1.2.	Sistemas de Linhas de Absorção nos Espectros dos Quasares	30
1.2.	Os Objetivos Deste Trabalho.....	35
CAPITULO 2	O ESPECTRO DAS GALÁXIAS	37
2.1	Características Gerais das Galáxias.....	37
2.2.	Espectros Sintéticos de Galáxias.....	41
2.3.	Descrição do Código PEGASE	41
CAPITULO 3	METODOLOGIA.....	47
3.1.	Preparação dos Espectros dos DLA'S	47
3.2.	Simulações Gerais	48
3.3.	Simulação de Casos Reais	49
3.4.	Procedimento Para Somar Espectros.....	51
3.4.1.	Calibração do Fluxo do Espectro Padrão (“ <i>template</i> ”) do QSO.....	51
3.4.2.	Calibração do Fluxo do Espectro Padrão da Galáxia/DLA.....	53
3.4.3.	Atenuação Cosmológica dos Fluxos.....	53
3.4.4.	Soma dos Espectros do QSO e do DLA e Estabelecimento da Região de Dominância do DLA.	56
CAPITULO 4	RESULTADOS	61
4.1.	Resultados Das Simulações Gerais.....	61
4.2.	Resultados Das Simulações Reais	66

4.2.1. Resultados das Simulações de Warren et al (2002).....	66
4.2.1.1. Busca de uma Idade Típica do DLA.....	66
4.2.1.2. Calculo da Razão S/N.....	68
4.2.2. Resultados das Simulações de Colbert et al. (2001).....	75
4.2.3. Estratégias para Observar os DLAs Anteriores Usando o Gemini South e o SOAR.....	77
CAPITULO 5 CONCLUSÕES E RECOMENDAÇÕES	81
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	85
APÊNDICE A SCRIPTS	91
I. SCRIPT “QSOEDLA.CL”.....	91
II. PROGRAMA DISTÂNCIA COMÓVEL.....	103
III. PROGRAMA “LOOKBACK TIME”.....	107
APÊNDICE B PEGASE VS GRASIL.....	115
APÊNDICE C ATENUAÇÃO COSMOLÓGICA.....	117

LISTA DE FIGURAS

		Pag
1.1.	Forma do contínuo do espectro sintético do QSO, usando média geométrica.....	26
1.2.	Modelo apresentado por Martin Elvis. Dependendo da direção da linha de visada e da intensidade da radiação emitida pela matéria do disco de acreção, estaremos observando uma radiogaláxia, uma galáxia Seyfert ou um QSO.....	28
1.3.	Função de Luminosidade dos QSOs para diferentes redshifts.....	30
1.4.	Floresta Ly- α do espectro do QSO 3C 273.	32
1.5.	Espectro do QSO 0000-263 ($z_e = 4.111$). A linha pontilhada representa intensidade zero. Em $C = 4021.5 \text{ \AA}$, observa-se uma descontinuidade no limite Lyman, à qual também corresponde a linha de absorção Ly- β observada em $\lambda \sim 5340 \text{ \AA}$. A nuvem absorvedora encontra-se em $z_a = 3.3898$	33
1.6.	Absorção DLA em $z = 3.3901$, na linha de visada do QSO0000-2620 ($z_e = 4.108$). As curvas sólidas e pontilhadas representam ajustes para o perfil amortecido.	34
2.1.	SED's de galáxias E de 4,3 Ga normalizados em 5500 \AA . De cima para baixo (em 1000 \AA), modelo gerado por Poggianti e modelo gerado pelo PEGASE.....	43
2.2.	SEDs de galáxias Sa de 4,3 Ga normalizados em 5500 \AA . De cima para baixo (em 1000 \AA), modelo gerado por Poggianti e modelo gerado pelo PEGASE.....	44

2.3.	SEDs de galáxias Sc de 4,3 Ga normalizados em 5500Å. De cima para baixo (em 1000Å), modelo gerado por Poggianti e modelo gerado pelo PEGASE.....	45
3.1.	Espectro de repouso do QSO padrão. Resolução espectral igual de 1 Å.....	52
3.2.	Espectro de uma galáxia Espiral Sc no repouso com uma idade de 1 Ga, com unidades de fluxo arbitrárias, gerado com o código PEGASE (Fioc e Rocca-Volmerange, 1997). Resolução espectral de 10 Å para o UV até o infravermelho próximo e 200 Å até o infravermelho médio.	53
3.3.	Espectro observado do QSO em $z_{\text{qso}} = 5$ com o fluxo calibrado para ter uma magnitude absoluta no azul = -27.	55
3.4.	Mesma galáxia anterior, com o fluxo corrigido supondo uma magnitude absoluta de -22 no azul e deslocada em um <i>redshift</i> de 4.0. A magnitude aparente na banda H é 23.1. Resolução espectral inicial 30 Å e para os últimos comprimentos de onda, de 614 Å.....	56
3.5.	Soma dos espectros anteriores do QSO ($z_{\text{qso}} = 5$) e da galáxia espiral Sc ($z_{\text{dla}} = 4$) superpostos. De baixo para cima, a SED da galáxia, do QSO e a da soma. A resolução espectral é de 3.25 Å.	56
3.6.	Cálculo da variável "S/N" para os lambdas que os espectros do QSO e da galáxia espiral C tinham em comum. A S/N para a banda H foi de 19.1. A resolução espectral é de 25 Å.	58
4.1.	Representação da variável "S/N monocromático" para o caso de galáxias elípticas E com diferentes idades, $z_{\text{qso}} = 5$, $z_{\text{dla}} = 4.5$, $M_{\text{B_dla}} = -22$, $M_{\text{B_qso}} = -27$, $p_{\text{impacto}} = 1$, $T_{\text{exp}} = 8000$ s e $n = 15$ pixels. Com círculos, a idade do DLA é igual a 0.001 Ga,	

	com quadrados é 0.01 Ga, com diamantes 0.1 Ga, com triângulos para acima é 1 Ga e com triângulos para baixo é 3 Ga.....	61
4.2.	Representação da variável "S/N monocromático" para o caso de galáxias com idade 1 Ga, $z_{\text{qso}} = 5$, $z_{\text{dla}} = 4$, $M_{\text{B dla}} = -22$, $M_{\text{B qso}} = -27$, $p_{\text{impacto}} = 1''$, $T_{\text{exp}} = 1000$ s e $n = 5$ pixels. Com círculos é representado o tipo espectral E, com quadrados o Sa e com diamantes o Sc.....	62
4.3.	Representação da variável "S/N monocromático" para o caso das galáxias Sc, com idade 1 Ga, $z_{\text{qso}} = 5$, $z_{\text{dla}} = 4$, $M_{\text{B qso}} = -27$, $p_{\text{impacto}} = 1''$, $T_{\text{exp}} = 5000$ s e $n = 5$ pixels e para $M_{\text{B dla}} = -18$ (em baixo), $M_{\text{B dla}} = -20$ (meio) e $M_{\text{B dla}} = -24$ (acima).....	63
4.4.	Representação da variável "S/N monocromático" para o caso das galáxias Sc, com idade 1 Ga, $z_{\text{qso}} = 5$, $z_{\text{dla}} = 4$, $M_{\text{B dla}} = -22$, $M_{\text{B qso}} = -27$, $T_{\text{exp}} = 5000$ s e $n = 8$ pixels; para p_{impacto} 5 (círculos), 0.5 (quadrados), 0.4 (diamantes), 0.3 (triângulos para acima), 0.2 (triângulos para baixo) e 0.1 (triângulos para a direita).....	65
4.5.	QSO PC0056+0125 e DLAs com idades 5 Ga (círculos), 1 Ga (quadrados), 0.1 Ga (diamantes) e 0.01 Ga (triângulo à direita) com magnitudes azuis no repouso respectivas -23.83, -23.7, -23.6 e -23.6.....	71
4.6.	QSO PKS0201+113 e DLAs com idades 5 Ga (círculos), 1 Ga (quadrados), 0.1 Ga (diamantes) e 0.01 Ga (triângulo à direita) com magnitudes azuis no repouso respectivas -23.5, -23.0, -22.9 e -22.8.....	71
4.7.	Histograma das magnitudes absolutas no azul usadas para calibrar os DLAs antes de deslocá-los.....	72

- 4.8. Valor da variável “S/N monocromático” em função de λ , para 12 sistemas QSO e DLAs observados por Warren na banda H (Warren et al, 2001). De esquerda à direita e de cima para baixo aparecem, na seguinte ordem, segundo o nome do QSO: 0216+0803, B2 1215+33, H0841+1256, H1500 #13, PC0056+0125, PHL 1222, PKS0201+113, PKS0458-02, PKS0528-250, Q2212-3+1753 e Q2206-1958. 74
- 4.9. Valor da variável “S/N monocromático” em função de λ , para 3 sistemas QSO - DLA NÃO observados por Colbert et al (2001) na banda H. Da esquerda à direita e de cima para baixo aparecem, na seguinte ordem, segundo o nome do QSO: [HB89] 0000-263, [HB89] 0454+039, [HB89] 0836+113. 76

LISTA DE TABELAS

	Pag
1.1. Resumo das principais características dos diferentes tipos de galáxias. (http://astro.if.ufrgs.br/galax/index.htm)	40
4.1. Parâmetros usados nas simulações dos DLAs de Warren et al (2002). É apresentada a magnitude aparente medida H_{AB} , a magnitude correspondente H e o valor do <i>redshift</i> do DLA. Foi assumida para eles, $M_{B_DLA} = -21$ (LF das galáxias). Na última coluna está a idade que deve ter o DLA para ter a magnitude aparente medida.	67
4.2. Parâmetros usados nas simulações dos QSOs/DLAs de Warren et al. (2002).	68
4.3. Razões S/N para cada DLA obtidas neste trabalho (1ª coluna) e pelo Warren (2ª coluna) e razão entre elas (3ª coluna).	69
4.4. Alguns parâmetros usados nas simulações dos QSOs/DLAs de Warren et al. para os DLAs não observados.	73
4.5. Simulações dos valores S/N para as bandas H e R usando NIC2 (HST), para 3 candidatos a DLA's não observados pelo Colbert e sim por outros.	77
4.6. Valores S/N na banda H para todos os DLAs usando o Gemini South e o SOAR.	78

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

z_{qso}	<i>redshift</i> do QSO
z_{dla}	<i>redshift</i> do DLA
$M_{\text{B_QSO}}$	Magnitude absoluta do QSO.
$M_{\text{B_DLA}}$	Magnitude absoluta do DLA.
DEE	<i>Spectral Energy Distribution</i> , Distribuição Espectral de Energia, ou seja, fluxo monocromático em função do comprimento de onda.
DLA	Sistema de absorção de linhas amortecidas.
IRAF	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i> (Software astronômico).
$\text{Ly } \alpha$	Linha de emissão em 1215 Å, no repouso.
QSO	Objeto Quase Estelar (<i>Quasi Stellar Object</i>).
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i> .
SOAR	<i>Southern Observatory for Astrophysical Research</i> , projeto de cooperação Brasil – USA, de um telescópio montado em Cerro Pachón no Chili.
UV	Ultravioleta.

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

O espectro observado dos quasares, nos comprimentos de onda abaixo da transição Lyman- α ¹ do Hidrogênio, apresenta um grande número de linhas de absorção, tal como no exemplo da FIGURA 1.4 abaixo. Estas linhas são encontradas em todos os redshifts e, porisso, supõe-se sejam produzidas por material absorvedor distribuído, de maneira mais ou menos uniforme, segundo a linha de visada do quasar². São denominados genericamente de *sistemas (ou nuvens) de absorção Lyman- α* , já que podem ser associados a nuvens de hidrogênio neutro de densidade colunar variável e de metalicidade variável. Em alguns casos, como os dos sistemas ditos "amortecidos" (vd. abaixo), eles podem mesmo ser associados a discos de galáxias intervenientes na linha de visada. Assim, dado que estes objetos encontram-se a distâncias cosmológicas - sendo portanto relativamente jovens - o seu estudo deve ser de grande importância para o nosso conhecimento de como se formam e evoluem as estruturas do Universo.

O objetivo geral deste trabalho é examinar as condições em que seria possível obter a *imagem* de um sistema DLA, previamente detectado espectroscopicamente. Mais especificamente, queremos discutir as condições em que seria possível extrair a imagem de um DLA em meio ao intenso fluxo luminoso proveniente do próprio quasar. Este problema pode ser colocado em termos das "contagens" por pixel produzidas pelo sistema DLA e pelo quasar, numa determinada banda fotométrica $\bar{\lambda}$, $N_{DLA}(x, y, \bar{\lambda})$ e $N_{QSO}(x, y, \bar{\lambda})$, respectivamente (x, y denota a posição de um pixel de imagem). Em

¹ Isto é $\lambda < 1215 \text{ \AA} \cdot (1+z_{\text{quasar}})$, onde z_{quasar} é o *redshift* do quasar

² Uma outra possibilidade seria que a absorção se desse por material do próprio quasar ou das suas vizinhanças. Isto no entanto privilegiaria redshifts próximos ao redshift do quasar, contrário às observações.

geral considera-se que a extração é possível desde que a razão sinal-ruído $S/N \geq 1$, isto é, desde que:

$$\frac{N_{DLA}(x,y)}{\sqrt{N_{DLA}(x,y) + N_{QSO}(x,y)}} \geq 1 \quad (1.1)$$

para todos os pixels (x, y) formando uma região conexa - a imagem - no plano do detector.

Desta forma nosso problema consiste em, dado o conjunto de parâmetros instrumentais caracterizando uma dada observação³, localizar as bandas fotométricas capazes de satisfazer a equação acima, a partir de estimativas adequadas dos fluxos energéticos devidos ao DLA e ao quasar. Estas, por sua vez, dependem não somente da luminosidade intrínseca (*Magnitude Absoluta, M*) e da distância mas, sobretudo, da *distribuição espectral de energia (DEE)*⁴, i.é, o espectro intrínseco, tanto do quasar como do DLA.

Assim deveremos partir de hipóteses pertinentes a respeito da natureza dos DLA e dos quasares, que nos permitam obter estimativas das suas DEE's.

1.1 Quasares e Linhas de Absorção

1.1.1. Propriedades Gerais dos QSOs.

Os quasares (ou QSOs, Quasi Stellar Objects) foram descobertos em 1963 (Schmidt 1963, vide também Weedman, 1998). Como são objetos muito compactos, tendem a produzir imagens estelares, dependendo do equipamento sendo utilizado, razão pela

³ Os principais: área coletora, tempo de exposição, razão focal, eficiência do detector e dimensão do pixel.

⁴ *SED*, na sigla em inglês.

qual foram designados por este nome. Descobriu-se depois que eram objetos muito distantes, com *redshifts* de até $z \approx 7$, encontrados pelo Sloan Digital Sky Survey (SDSS) (Vanden Berck et al , 2001) e com luminosidades equivalentes a várias galáxias juntas concentradas em regiões do tamanho de um centro galáctico (Smith e Hoefflei 1963, Sandage 1964).

Os quasares, assim como as AGN's - as galáxias "de núcleo ativo", também chamadas de galáxias de Seyfert - são galáxias apresentando uma intensa emissão nuclear, não resolvida em fontes discretas. O espectro da região nuclear apresenta linhas em emissão de forte intensidade e bastante alargadas por efeito Doppler, atingindo larguras de milhares de $km.s^{-1}$. Uma característica importante dos quasares é a forma do contínuo da emissão nuclear, que se estende desde a faixa de raios- γ até o domínio de ondas de radio. Neste extenso intervalo de frequências, νf_ν varia menos que uma ordem de grandeza, de modo que a energia total do quasar é aproximadamente distribuída como segue: 31% na banda óptica e infravermelha; 13% do UV até o óptico; 29% da banda X até o UV e 27% na banda X. O espectro f_ν é mais intenso no azul e no ultravioleta.

Embora os QSOs possam apresentar alta variabilidade, polarização e alguns deles apresentem diferentes graus de atividade em radiofrequências, a forma geral de seus espectros é muito semelhante (Sandage, 1965). Esta última propriedade é muito interessante pois permite a construção de espectros compostos - ou sintéticos - de quasares, cobrindo toda a faixa espectral e representativos das DEE's destes objetos, a partir da superposição de espectros calibrados de quasares observados a diferentes distancias.

O espectro sintético mostrado na FIGURA 1.1, foi criado a partir do espectro de 2200 QSOs com z entre 0.044 e 4.789, com λ entre 3800 Å e 9200 Å e com uma resolução de 1800 Å. Os espectros foram deslocados ao *redshift* de repouso com base na linha [OIII] λ 5007 e somados, para em seguida, fazer sua média. Seu espectro no repouso cobre λ s de 800 a 8555 Å. Foram identificadas 85 linhas de emissão. Como pode-se

observar nesta figura, o contínuo do espectro sintético de um QSO pode ser descrito por duas leis de potência da forma $f_\lambda \propto \lambda^\alpha$, uma com $\alpha_1 = -1.56$ (para $1300 \text{ \AA} < \lambda < 5000 \text{ \AA}$) e $\alpha_2 = -0.45$ (para $\lambda > 5000 \text{ \AA}$) (Vanden Berk et al, 2001).

A forma do contínuo do espectro resulta de vários fenômenos térmicos e não-térmicos. Os térmicos, criando linhas de emissão com larguras associadas a uma dispersão de velocidades da ordem de 10^6 cm.s^{-1} e $T \approx 10^4 \text{ K}$. Os não térmicos, devidos principalmente à radiação synchrotron (Jones, Dell e Stein, 1974).

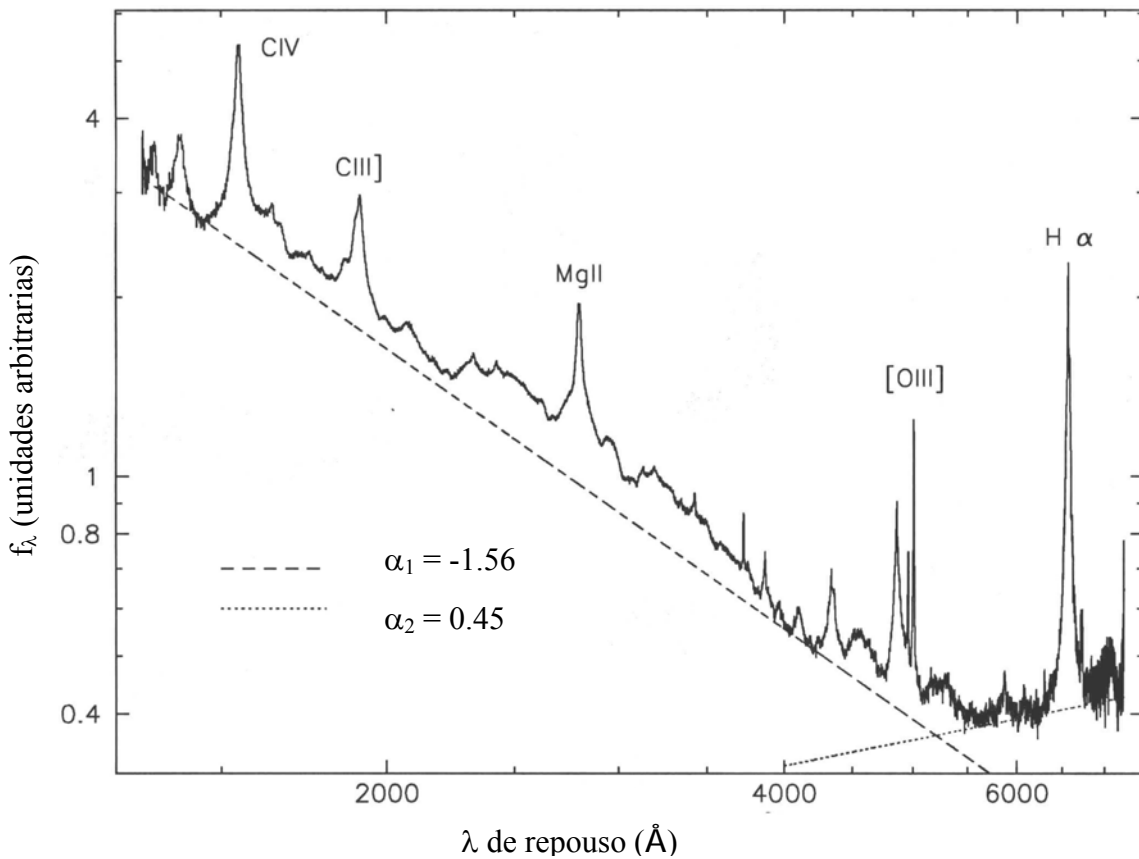


FIGURA 1.1. Forma do contínuo do espectro sintético do QSO, usando média geométrica.

FONTE: Vanden Berk (2001).

O espectro também apresenta várias linhas de absorção da galáxia hospedeira, causadas pelas atmosferas estelares. A detecção de linhas de absorção da série Balmer em espectros gerados em um diâmetro de 3" do centro do QSO, mostra que a maioria das estrelas, na região central, é jovem.

Esta semelhança entre galáxias Seyfert e QSOs, e a semelhança destes objetos com outros objetos como Blazars (ou BL Lacertae) e radiogaláxias, deram origem à idéia de que todos eles teriam o mesmo mecanismo de emissão, mas visto de diferentes ângulos e com diferentes intensidades (Zel'dovich e Novikov, 1965; Salpeter, 1964). Acredita-se que estes objetos são as manifestações do disco de acreção de um buraco negro no centro de uma galáxia, chamada de hospedeira. Estes objetos se distinguem por terem 4 zonas bem características:

1. A região do acretor (região do Buraco Negro - BN).
2. A região que rodeia o BN, ou seja, o disco de acreção, onde a matéria por meio da queda, transforma energia cinética em radiação, e também onde surgem os jatos.
3. A região onde são criadas as linhas largas de absorção (BAL) e as linhas permitidas (largas) de emissão.
4. A região onde são criadas as linhas finas de absorção (NAL) e as linhas proibidas (finas) de emissão. Região que tem menor densidade e velocidades que a região de linhas largas.

A FIGURA 1.2 mostra o modelo apresentado por Martin Elvis (Elvis, 2000). Existem outros modelos dados por Haehnelt e Rees, 1993 e Terlevich e Boyle, 1993.

Observou-se que as galáxias que hospedam QSOs freqüentemente fazem parte de grupos ou de aglomerados de galáxias. Fisher et al. (1996) encontrou que a correlação QSO-galáxia é 3.8 vezes maior que a correlação galáxia-galáxia. Por outro lado, Bahcall (1997) observou, em uma amostra de 20 QSOs, que se a galáxia hospedeira é elíptica, terá mais galáxias vizinhas. Ele notou que embora morfologicamente as

galáxias hospedeiras de QSOs sejam normais, elas têm maior luminosidade quando comparadas com as que não hospedam QSOs. Entre elas, encontram-se galáxias elípticas, elípticas gigantes e espirais com regiões HII.

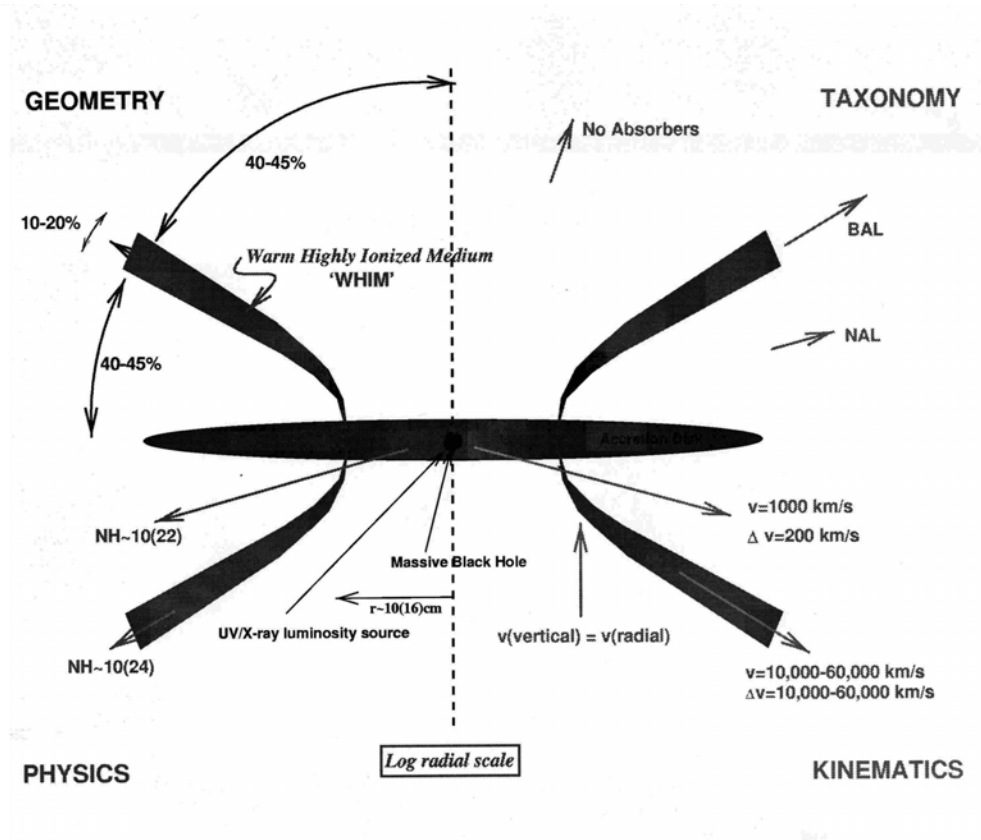


FIGURA 1.2. Modelo apresentado por Martin Elvis. Dependendo da direção da linha de visada e da intensidade da radiação emitida pela matéria do disco de acrecimento, estaremos observando uma radiogaláxia, uma galáxia Seyfert ou um QSO.

FONTE: Elvis (2000).

A magnitude absoluta dos quasares (M_v) varia de -30 até -23 , no entanto é mais comum encontrar QSOs com altos *redshifts* os quais costumam ter maior luminosidade que os mais próximos, indicando que os quasares foram mais ativos no passado que na época

atual. Os testes estatísticos (e.g. V/V_{\max}) indicam claramente que a população dos quasares evolui em escalas de tempo cosmológicas (ver por exemplo Peterson, 1997), de forma que é preciso considerar como a Função de Luminosidade (FdL) dos quasares, $\Phi(L)dL = N_0$. de QSOs Mpc^{-3} no intervalo de luminosidades ($L, L + dL$), depende da distância cosmológica (ou do *redshift* - o desvio para o vermelho). A FIGURA 1.3 abaixo mostra a mais recente determinação da FdL dos quasares por Boyle et al (2000), baseada na amostra de quasares do levantamento "2dF". Eles mostraram que a forma geral destas FdL's, mais inclinada para luminosidades maiores, pode ser descrita por uma função do tipo:

$$\Phi(L, z)dL = \Phi^* \left\{ \left(\frac{L}{L^*(z)} \right)^{-\alpha} + \left(\frac{L}{L^*(z)} \right)^{-\beta} \right\} \frac{dL}{L^*(z)} \quad (1.2)$$

com $L^*(z) = L_o^* \cdot (1+z)^k$, e $k = 4.95$ para $z < 2$. Para $z > 2$, $L^*(z) = L^*(z=2) = \text{cte}$. Em termos da magnitude absoluta na banda-B, a luminosidade característica L_o^* é estimada por: $M_B^* = -20.9 + 5 \log h_{100}$. O fator de normalização da FdL, $\Phi_M^* \equiv \Phi^* \cdot (0.4 \cdot \ln 10) = 5.2 \times 10^{-6} h_{100}^3 \text{Mpc}^{-3} \text{mag}^{-1}$.

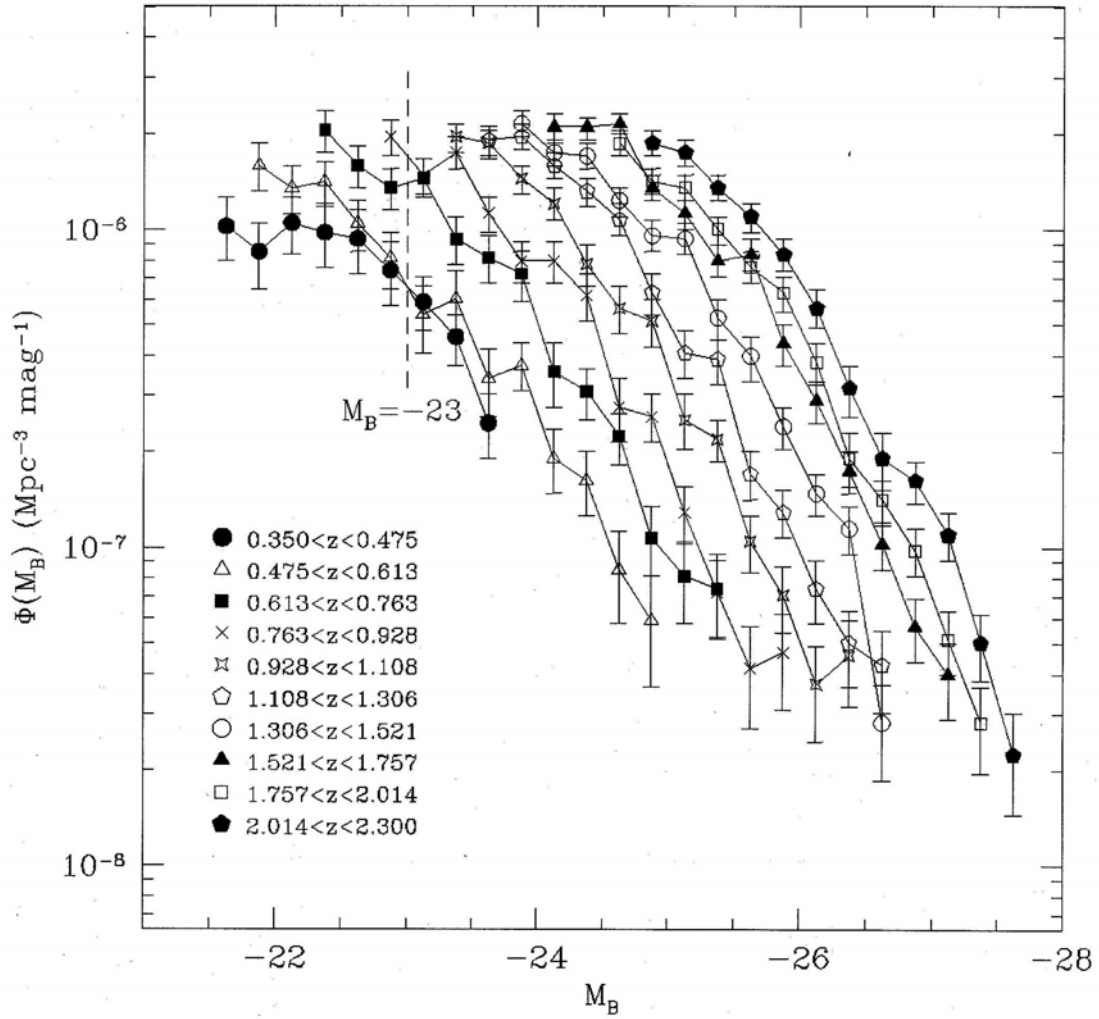


FIGURA 1.3. Função de Luminosidade dos QSOs para diferentes redshifts.

FONTE: Boyle et al (2000).

No Capítulo 4 utilizaremos esta FdL estimar a ordem de grandeza das calibrações dos espectros sintéticos de QSOs usados nas nossas simulações

1.1.2. Sistemas de Linhas de Absorção nos Espectros dos Quasares

A emissão e/ou absorção pode acontecer tanto no QSO (isto é, o sistema BN mais disco de acréscimo, mais BLR e NLR), na galáxia hospedeira, ou em sistemas que estiverem

na linha de visada do QSO. A série de linhas de absorção nos espectros resultante é, portanto, bem complexa. A análise destas linhas permite entender as condições físicas reinantes na galáxia hospedeira e nos sistemas na linha de visada. Nesta nossa discussão, deixaremos de lado os sistemas de linhas produzidos nas vizinhanças mesmo dos quasares para enfatizar o que os sistemas de linhas produzidos por nuvens intergalácticas situadas na linha de visada dos quasares. Distinguem-se três tipos principais de estruturas responsáveis pelo sistema de linhas de absorção no espectro dos QSOs. Elas se caracterizam basicamente pela sua densidade de hidrogênio neutro. Longair (1999) apresenta uma discussão sobre o assunto.

Com uma coluna de hidrogênio neutro $10^{12} \leq N(\text{HI}) \leq 10^{17} \text{ cm}^{-2}$, estão os sistemas responsáveis pelas linhas de absorção Ly- α e algumas poucas linhas metálicas. Os fótons emitidos pelo quasar com energias próximas da linha Ly- α em repouso, i. é, $\lambda = 1215 \text{ \AA} * (1 + z_{\text{Ly-}\alpha})$, são parcialmente absorvidos pelo hidrogênio contido em nuvens intergalácticas distribuídas ao longo da linha de visada do QSO, a distâncias cosmológicas $D(z_{\text{Ly-}\alpha})$ (ver FIGURA 1.4). Este conjunto de linhas é chamado de *Floresta Ly- α* (FLA). Sistemas com $N(\text{HI}) > 10^{15} \text{ cm}^{-2}$ apresentam também linhas de elementos mais pesados (e.g. CIV, $\lambda_{\text{repouso}} = 1548 \text{ \AA}$ e 1551 \AA), que implicam baixas abundâncias metálicas, $Z \sim 0.01 Z$ (Boksenberg, 1997). Para os sistemas menos densos, estas linhas, se estiverem presentes, devem ficar abaixo dos limites de detecção, de modo que pouco pode ser dito conclusivamente nestes casos. Desta forma os FLA's indicam a existência de nuvens intergalácticas de composição primordial ou muito pouco contaminada pelas primeiras gerações de estrelas do Universo.

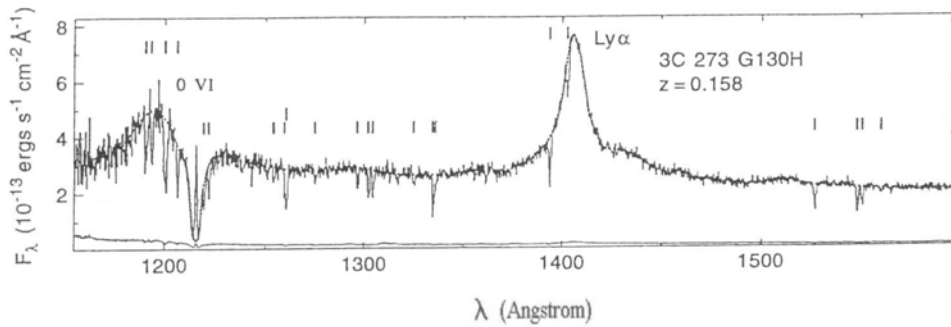


FIGURA 1.4. Floresta Ly- α do espectro do QSO 3C 273.

FONTE: Bahcall et al (1993).

Com $10^{17} \leq N(\text{HI}) \leq 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, estão os sistemas ditos *Limite de Lyman* (LL), para os quais observa-se uma quebra do contínuo espectral no comprimento de onda correspondente à ionização do Hidrogênio - o limite de Lyman - no referencial do sistema absorvedor, isto é, em $\lambda_{\text{LL}} = 912 \text{ \AA} * (1 + z_{\text{LL}})$, onde z_{LL} é o redshift do sistema absorvedor responsável pela quebra no espectro (cf. FIGURA 1.5 abaixo). Estes sistemas também apresentam linhas de absorção de outros elementos mais pesados, apresentando abundâncias subsolares, $Z \sim 0.01 Z_{\odot}$. Bergeron (1988) sugere que estes sistemas poderiam corresponder aos halos gasosos das galáxias distribuídas ao longo da linha de visada do quasar.

Nas faixas mais altas de densidade de coluna, $N(\text{HI}) \geq 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, os sistemas LL passam a ser conhecidos como *Ly- α amortecidos* (DLA). Nestes sistemas, a profundidade ótica nos comprimentos de onda correspondentes a transição Ly- α , i.é., $\lambda_{\text{Ly-}\alpha} = 1215 \text{ \AA} * (1 + z_{\text{Ly-}\alpha})$, é tão alta que fluxo proveniente do quasar é praticamente nulo no centro da linha (cf. FIGURA 1.5 e FIGURA 1.6)⁵.

⁵ Neste caso de $\lambda_{\text{Ly-}\alpha} \gg 1$, o perfil da linha de absorção pode ser ajustado a um perfil combinado de Voigt (também chamado de perfil "amortecido").

Os DLAs são pobres em metais. Sua metalicidade é um décimo do valor solar (Pettini et al, 1997) e as abundâncias de Si, S e Fe são um centésimo da solar (Pettini et al, 1995). Prochaska et al. (2001), usando os resultados gerados pelo ESI (Echelle Spectrograph and Imager) do telescópio KECK II, notaram que a metalicidade dos sistemas Ly- α amortecidos é constante entre os *redshifts* 2 e 4 e que nenhum DLA tem $[Fe / H] < -3$. A razão poeira/gás está ao redor de 3% e, portanto, a extinção esperada seria mínima (Meyer e Roth, 1990). A população estelar predominante é a do tipo População II (Pettini et al, 1996). A densidade comóvel dos DLAs entre $z = 2$ e $z = 3$, é igual à das galáxias atuais, o que indica que a maioria das estrelas das galáxias próximas poderia ter sido formada em sistemas como os DLAs (Warren, 2002).

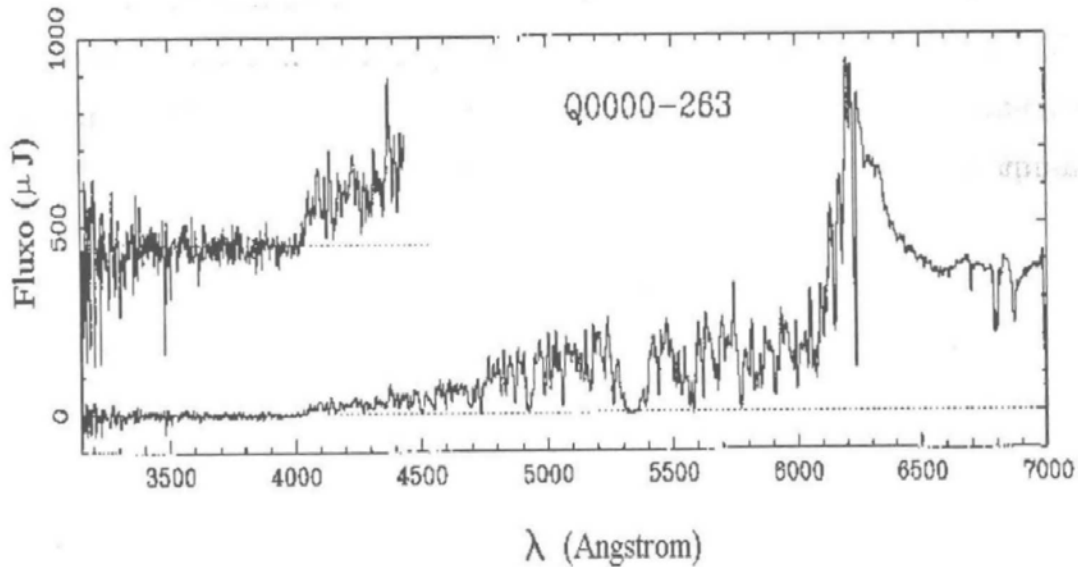


FIGURA 1.5. Espectro do QSO 0000-263 ($z_e = 4.111$). A linha pontilhada representa intensidade zero. Em $\lambda = 4021.5 \text{ \AA}$, observa-se uma descontinuidade no limite Lyman, à qual também corresponde a linha de absorção Ly- α observada em $\lambda \sim 5340 \text{ \AA}$. A nuvem absorvedora encontra-se em $z_a = 3.3898$.

FONTE: Sargent et al (1989).

Por outro lado, com base na cinemática do gás dos DLAs e visto os seus baixos níveis de metalicidade, inicialmente pensou-se que os DLAs seriam os progenitores dos discos de galáxias vistos nas nossas vizinhanças (Wolfe et al, 1986; Wolfe, 1996). No entanto, outros estudos sugerem que os DLAs também podem ser associados a outras morfologias diferentes (Le Brun et al, 1997; Kulkarni et al, 1997; Rao e Turnhek, 2000).

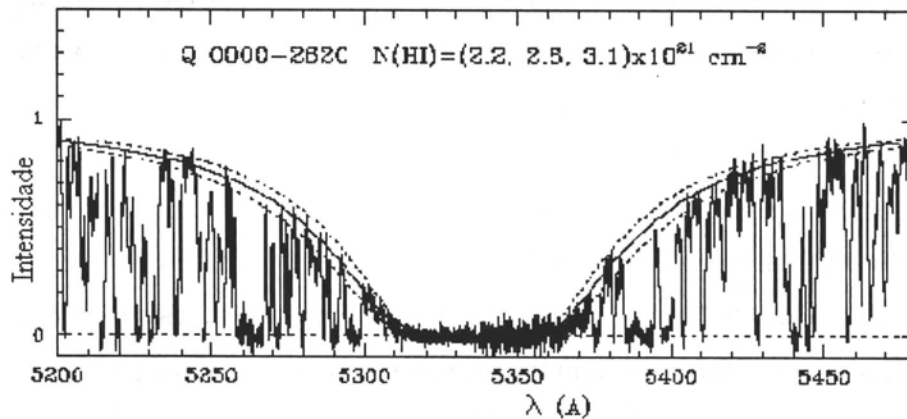


FIGURA 1.6. Absorção DLA em $z = 3.3901$, na linha de visada do QSO0000-2620 ($z_e = 4.108$). As curvas sólidas e pontilhadas representam ajustes para o perfil amortecido.

FONTE: Lu L. et al (1996).

Têm-se tentado fazer observações diretas dos DLAs, muitas delas infrutíferas. Estas observações consistem essencialmente no imageamento, em bandas fotométricas de campos em torno da posição do QSO. Destas imagens tenta-se então subtrair a contribuição devida unicamente ao quasar, de modo a fazer aparecer os DLA's associados. Como, rigorosamente, a imagem devida ao QSO é desconhecida, várias técnicas e modelizações foram propostas para a construção das imagens artificiais. Em geral supõe-se o QSO como um objeto pontual, de modo que apenas o conhecimento da Função de Espalhamento do telescópio ("point spread function", PSF) é suficiente para construção de imagens para o QSO.

Colbert et. al. (2001), usando o HST, não conseguiram fazer imageamento de vários candidatos a DLAs em altos redshifts. As razões para o insucesso poderiam ser (segundo o próprio autor)

- Os DLAs no momento da observação têm pouca formação estelar. Segundo Storrie-Lombardi, (1996b), em $z=2$ apenas 20 % do gás neutro dos DLA's teria sido usado para criar estrelas, o que mostra a baixa atividade de formação estelar nestas fases.
- Embora neles haja pouca poeira na linha de visada do QSO (Pettini, 1997), poderia haver bastante nas próprias regiões de formação de estelar, de modo que a extinção efetiva poderia ser muito grande.
- As técnicas utilizadas para a extração da PSF das observações e conseqüente subtração da imagem do QSO.
- Os DLAs tenham formas difusas e teriam baixo brilho superficial (Jimenez et. al., 1999).

Os DLAs que tentou observar Colbert foram observados por outros pesquisadores com telescópios em terra. Warren (2002), com uma técnica diferente para tirar a PSF e mais tempo de exposição, conseguiu observar com o mesmo telescópio vários DLAs.

1.2. Os Objetivos Deste Trabalho

Pelo que foi discutido acima, está claro que, do ponto de vista astrofísico, para entender melhor a formação das galáxias, é muito importante fazer observações de imageamento, espectroscopia e fotometria superficial dos DLAs. Em particular o imageamento destes sistemas dará muitas informações relevantes da formação e evolução das galáxias; e dinâmica e ionização de seus conteúdos gasosos. Com o estudo dos DLAs também é possível saber mais da historia da formação estelar do universo, evolução da metalicidade no universo e evolução da função de luminosidade com o *redshift* e/ou

com a idade da galáxia, e/ou com a idade do universo. Finalmente o estudo da distribuição dos DLAs também pode complementar o que se sabe acerca da formação e evolução de estruturas.

A presente dissertação pretende discutir as bases para que tais observações tenham sucesso, em particular pela utilização dos novos telescópios Gemini e SOAR. Para isto, foram feitas simulações do espectro total QSO + DLA de forma a seleccionar aquelas regiões do espectro nas quais o imageamento direto fosse capaz de revelar o DLA diretamente (dentro de determinados critérios de detecção). Foram utilizados espectros sintéticos de quasares (Vanden Berk et al, 2001) e, para os DLAs, espectros modelados de galáxias em altos *redshifts*.

O trabalho está assim organizado: no capítulo 2, serão discutidas as características principais das galáxias relevantes para a construção de espectros sintéticos representativos dos estágios evolutivos atribuídos aos DLA's. No capítulo 3, explicar-se-á como foram feitas as simulações e os *tasks* de programa IRAF que foram aplicados, baseados nas características dos telescópios anteriormente mencionados. No capítulo 4, apresentar-se-ão os resultados das simulações e, finalmente, no último capítulo, eles serão discutidos e assim como as conclusões gerais deste trabalho.

CAPITULO 2

O ESPECTRO DAS GALÁXIAS

Como discutido resumidamente no Capítulo 1, é possível considerar os DLA's como galáxias em variados estágios de evolução química e de conteúdo estelar, sendo que nos redshifts mais altos ($z_{\text{DLA}} \sim 2 - 3$), eles devem corresponder a galáxias pouco evoluídas quimicamente e muito ricas em gás.

Desta forma, nos iremos supor que a *distribuição espectral de energia* (SED) esperada para os DLA's possa ser representada pelo espectro integrado das galáxias em variados estágios evolutivos. Partindo desta hipótese e do conhecimento que temos das galáxias do Universo local, i. é, $z = 0$, construiremos modelos que permitam estimar as contribuições relativas das várias populações estelares presentes numa galáxia segundo a sua idade e, em conseqüência, sua SED.

2.1 Características Gerais das Galáxias.

O espectro integrado das galáxias depende do tipo de população estelar predominante, da sua metalicidade e da quantidade de matéria interestelar, que é responsável por algumas linhas de emissão e pelo avermelhamento causado pela poeira associada. Estas variáveis estão ligadas entre si: regiões muito gasosas têm uma taxa de formação estelar alta. Nelas são criadas, em diferentes proporções, estrelas de diferentes massas, que também têm diferentes tempos de vida. As estrelas menos massivas ($M \approx 1M_{\odot}$), muito mais numerosas, evoluem lentamente, podendo permanecer na seqüência principal praticamente durante toda a vida da galáxia. As estrelas mais massivas, por outro lado, evoluem rapidamente e morrem expulsando - de forma mais ou menos violenta - o material mais pesado que foi sintetizado no seu interior, a partir do hidrogênio, ao longo de sua vida. Este material será usado para a criação de novas gerações de estrelas. Com

o tempo, as estrelas contidas numa região dessas aumentam sua metalicidade, ao mesmo tempo em que vão enriquecendo o material interestelar (ISM) com elementos mais pesados. Do ponto de vista da composição química das estrelas, este processo dá origem a uma diferenciação de populações estelares, as estrelas mais antigas, das primeiras gerações, distinguindo-se pelo menor grau de contaminação por elementos mais pesados. São geralmente classificadas como população II, enquanto as estrelas das gerações posteriores formam a população I, numa analogia grosseira com a noção de Populações estelares da nossa Galáxia (cf. discussão a respeito in Binney e Merrifield, 1999).

No Universo local, as galáxias mais brilhantes - também chamadas "gigantes", em contraposição as chamadas "anãs", muito mais numerosas - podem ser classificadas em 3 grandes classes: as galáxias elípticas, as espirais e as irregulares. Esta classificação, embora essencialmente morfológica, tem bastante correspondência com as populações estelares predominantes de cada tipo. A TABELA 1.1, abaixo, resume as principais características desta classificação⁶ por ter uma população estelar predominantemente velha (10 Ga). Observacionalmente, verifica-se que as galáxias elípticas possuem pouco gás. Isto pode ser consequência do fato que ele foi usado para formar várias gerações de estrelas e/ou expulso da galáxia devido a ventos interestelares, que podem ser criados por explosões de supernovas (SNII). Deste modo, as galáxias deste tipo têm uma taxa de formação estelar muito baixa ou mesmo nula. O espectro das galáxias elípticas é dominado por estrelas anãs de tipo espectral G a K, i.é, estrelas de massa menor do que 1 massa solar (M_{\odot}), que ainda permanecem na seqüência principal. Por outro lado, observa-se que a SED das elípticas aumenta no ultravioleta, entre $2000 \text{ \AA} < \lambda_{\text{repouso}} < 2500 \text{ \AA}$ (UV), como foi confirmado pelo IUE (*Internacional Ultraviolet Explorer*), possivelmente devido à uma população de gigantes quentes no extremo do ramo horizontal (Bless e Code, 1972; Greggio e Renzini, 1999).

⁶ Nesta discussão omitimos deliberadamente as galáxias "lenticulares" (S0) e não mencionaremos as "barras" características da maior parte das galáxias espirais, porque nos interessou sobretudo uma descrição em termos de populações estelares predominantes.

As galáxias *espirais* e, no extremo, as *irregulares*, ao contrário, são ricas em gás interestelar e apresentam taxas de formação estelar significativas. O espectro destas galáxias mostra, além de linhas de absorção, muitas linhas de emissão. O espectro é mais intenso no azul, comparado com o espectro das galáxias elípticas, devido ao fato de que as espirais contêm uma população de estrelas gigantes jovens e quentes, dos tipos O até A. A radiação ultravioleta destas estrelas é capaz de ionizar o gás do meio circundante, formando as chamadas regiões HII. A luz emitida por estas regiões ionizadas tem um espectro de linhas de emissão característico, p.ex., H α (5653 Å) e OII (4595 e 5007 Å). Por outro lado, a poeira contida nestas regiões HII, absorve luz e reemite em comprimentos de onda do infravermelho, contribuindo para a SED nestas regiões do espectro.

TABELA 1.1. Resumo das principais características dos diferentes tipos de galáxias.

Propriedade	Espirais	Elípticas	Irregulares
Massa (M_{\odot})	10^9 a 10^{12}	10^5 a 10^{13}	10^8 a 10^{11}
Diâmetro (10^3 parsecs)	5 - 30	1 - 1000	1 - 10
Luminosidade (L_{\odot})	10^8 a 10^{11}	10^6 a 10^{12}	10^7 a 2×10^9
População estelar	Velha e jovem	Velha	Velha e jovem
Tipo espectral	A a K	G a K	A a F
Gás	Bastante	Muito pouco	Bastante
Poeira	Bastante	Muito pouca	Varia
Cor	Azulada no disco	Amarelada	Azulada
	Amarelada no bojo		
Estrelas mais velhas	10^{10} anos	10^{10} anos	10^{10} anos
Estrelas mais jovens	Recentes	10^{10} anos	Recentes

FONTE: (<http://astro.if.ufrgs.br/galax/index.htm>)

Morfologicamente, as galáxias espirais são caracterizadas por terem a forma de *discos* - onde está concentrado o gás/poeira e as estrelas de gerações mais recentes (i. é, de população I) - e um *halo* de estrelas mais velhas (população II). Os discos são estruturados, sendo visualmente dominados por um *padrão espiral* que se inicia na região central do disco - o *bojo* da galáxia. A população estelar dos bojos parece ser uma mistura de populações velhas e jovens, enquanto que os discos espirais propriamente ditos são sempre jovens do ponto de vista estelar. Em função disto, a classe das galáxias espirais é subdividida em 3 subclasses principais: as espirais Sa, Sb e Sc, segundo a dominância relativa do bojo frente ao resto do disco (o bojo é mais dominante nas Sa). Por outro lado, em termos da média de idade das populações estelares presentes nos diversos tipos, teríamos a seqüência:

Irregulares \rightarrow Sc \rightarrow Sb \rightarrow Sa \rightarrow E.

2.2. Espectros Sintéticos de Galáxias.

A partir da teoria de evolução estelar e de evolução química das galáxias, é possível criar um modelo espectral para cada tipo de galáxia (Kurucz 1993; Rocca-Volmerange 1992). Os modelos são criados com base na taxa de formação de estrelas (SFR), que está ligada à quantidade de material interestelar. Fioc e Rocca-Volmerange (1997) implementaram o código PEGASE, que gera espectros para galáxias tipo E, Sa e Sc, desde o ultravioleta até o infravermelho (bandas U, B, V, R, I, J, H, K). Este código será usado no presente trabalho para gerar espectros de galáxias com idades entre 0 Ma e 19 Ga. Em trabalho semelhante, Poggianti e colaboradores (Poggianti, 1996 e Poggianti e Barbaro, 1996) criaram espectros sintéticos baseados em modelos semelhantes aos da Fioc e Rocca-Volmerange, com *redshifts* de formação variando entre 0 e 3. Poggianti usou $q_0 = 0.225$ e $H_0 = 50 \text{ km. s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ para diferentes tipos de galáxias e calcularam correções evolucionárias (evolução química) e de magnitude (correção K).

O código PEGASE gera espectros com frequências que vão desde o UV até o infravermelho próximo ($220 \text{ \AA} - 5 \text{ \mu m}$). Ele é capaz de gerar o espectro sintético para 8 tipos espectrais de galáxias, em correspondência aproximada às galáxias da seqüência de Hubble, conforme é descrito mais adiante, levando em conta a emissão do contínuo estelar, das regiões gasosas e das linhas de emissão. Igualmente, o código leva em conta as trajetórias evolutivas das estrelas nas últimas fases, i. é. no TP-AGB e na fase Pós-AGB. O modelo é capaz de aplicar extinção devida à poeira e ao gás das regiões nebulosas. Para as galáxias elípticas, é assumida uma simetria esférica, e para galáxias espirais, o espectro depende da inclinação do disco. No nosso trabalho, simulamos o espectro e a emissão para uma inclinação média de $57,3$ graus a partir do *face-on*. PEGASE pode calcular as cores e as correções K e evolucionárias para vários sistemas fotométricos.

2.3. Descrição do Código PEGASE

Os primeiros modelos de geração de espectros sintéticos de populações estelares foram desenvolvidos por Tinsley (1972) e Searle (1973), que calcularam respectivamente a evolução fotométrica das galáxias por meio de caminhos evolucionários isomassivos e isócronos. Com as mesmas condições iniciais, estes dois modelos deveriam gerar resultados equivalentes. De fato, pequenas diferenças surgiram devido ao método usado para resolver as equações.

O princípio de geração de SEDs galácticas consiste em somar todos os espectros das estrelas com uma idade dada e diferentes massas, e depois somar todas as idades estelares possíveis, presentes na galáxia (método isócrono). Outros modelos invertem essa ordem e criam primeiro o espectro galáctico a partir de todos os espectros das estrelas com uma massa dada e idades diferentes, e depois somam para todas as massas presentes na galáxia (método isomássico).

O espectro resultante vai depender também da função de massa inicial (IMF) e da taxa de formação estelar (SFR), que varia com a idade da galáxia.

A equação que se procura resolver é a integral que fornece o fluxo monocromático (i. é. o espectro) da galáxia de idade t :

Ecuación 1

$$F_{\lambda}(t) = \int_0^t \int_{m_{low}}^{m_{up}} \tau(t-\theta) \phi(m) f_{\lambda}(m, \theta) dm d\theta \quad (2. 1)$$

Com $\tau(t-\theta)$ sendo a SFR da galáxia no instante $t-\theta$, em unidades de M_{\odot} por unidade de tempo e de massa; $\phi(m)$ é a IMF definida entre m_{low} e m_{up} e normalizada para $1 M_{\odot}$; e $f_{\lambda}(m, \theta)$ é o fluxo monocromático no comprimento de onda λ de uma estrela com massa inicial m e idade θ , a partir da SPIZ (Seqüência Principal de Idade Zero ou ZAMS).

PEGASE gera espectros que vão desde o UV até o infravermelho próximo usando bibliotecas de espectros cobrindo desde o ultravioleta afastado (220 a 1230 Å) até o infravermelho médio ($\lambda > 5 \mu m$). Teve maior prioridade o uso de bibliotecas criadas

com base em observações do que as criadas sinteticamente. As bibliotecas completas usadas pelo código podem ser obtidas com seus autores (Fioc e Rocca_Volmerange).

A seguir apresentam-se espectros de galáxias E, Sa e Sc de 4,3 Ga de idade, gerados com os modelos de Poggianti e com PEGASE.

No próximo Capítulo outros detalhes deste programa serão apresentados.

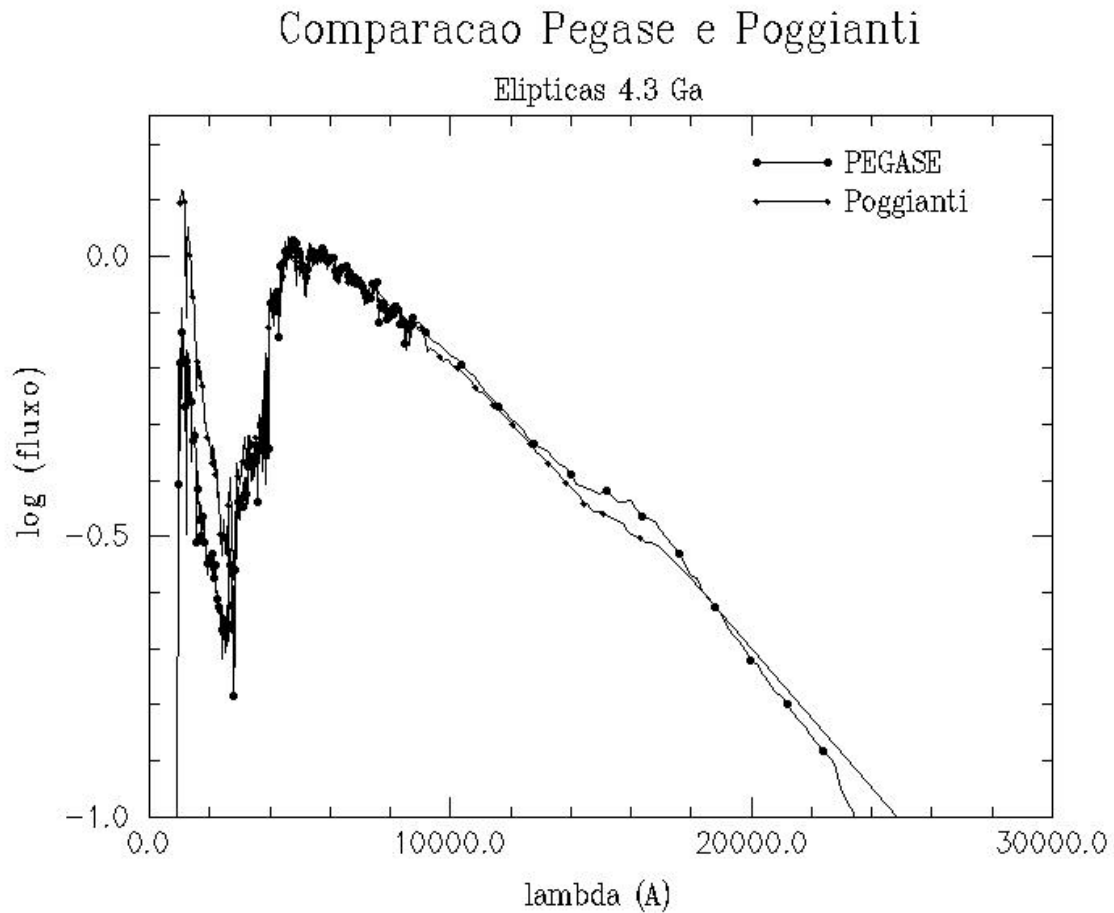


FIGURA 2.1. SED's de galáxias E de 4,3 Ga normalizados em 5500Å. De cima para baixo (em 1000Å), modelo gerado por Poggianti e modelo gerado pelo PEGASE.

Comparacao Pegase e Poggianti

Espirais Sa 4.3Ga

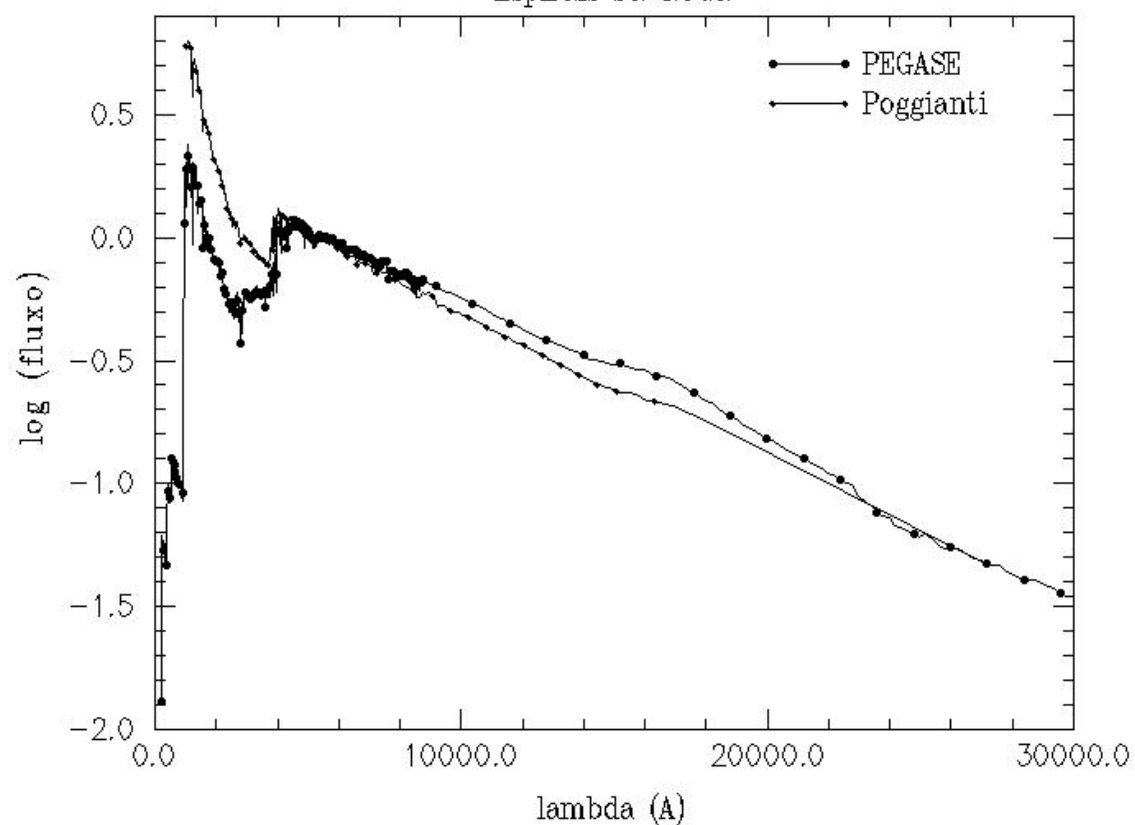


FIGURA 2.2. SEDs de galáxias Sa de 4,3 Ga normalizados em 5500Å. De cima para baixo (em 1000Å), modelo gerado por Poggianti e modelo gerado pelo PEGASE.

Comparacao Pegase e Poggianti

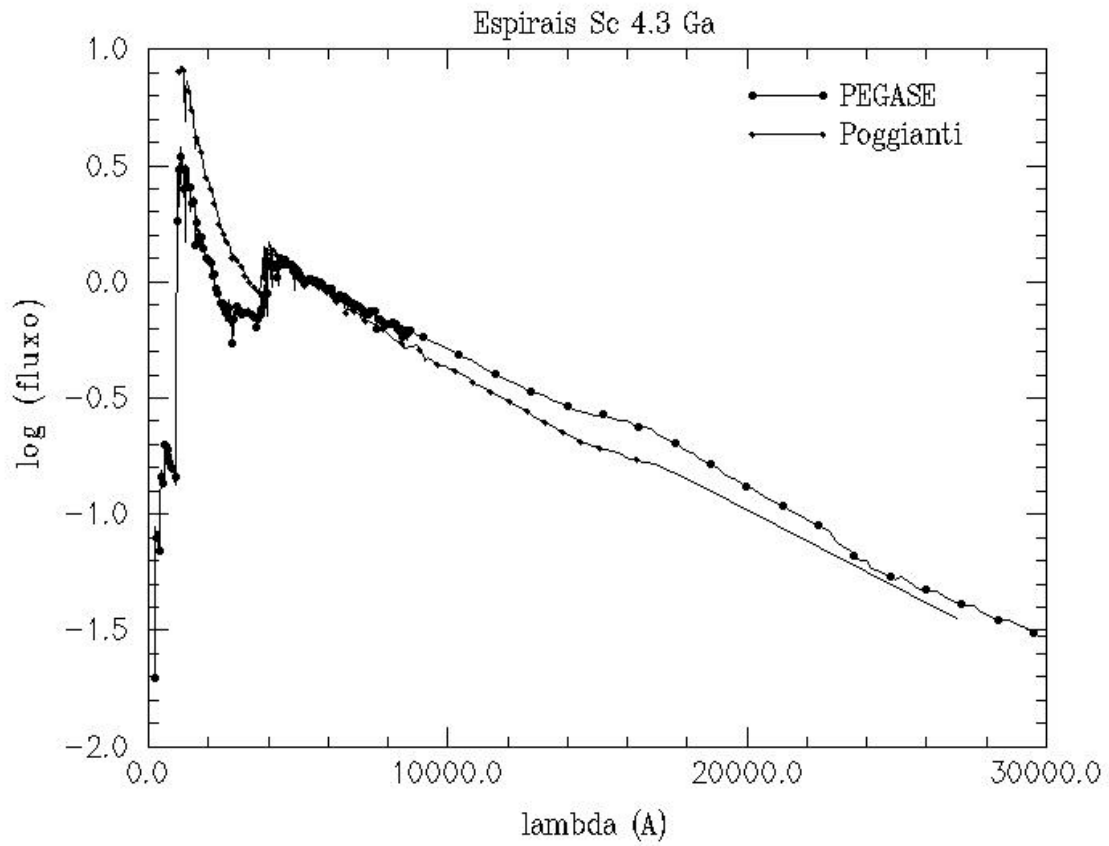


FIGURA 2.3. SEDs de galáxias Sc de 4,3 Ga normalizados em 5500Å. De cima para baixo (em 1000Å), modelo gerado por Poggianti e modelo gerado pelo PEGASE.

CAPITULO 3

METODOLOGIA

Conforme se mencionou no Capítulo 1, pretende-se discutir a questão do imageamento dos DLAs a partir do estudo das regiões \mathfrak{R}_{DLA} , onde é possível detectar o DLA na linha de visada de um QSO com uma $S/N = 3\sigma$, para várias configurações possíveis do sistema QSO – DLA (galáxia jovem). Estas configurações dependem dos respectivos *redshifts*, luminosidades, da idade da galáxia e do seu tipo espectral. Conhecendo as regiões \mathfrak{R}_{DLA} , pode-se determinar as bandas passantes úteis para observação fotométrica ou de imageamento destes DLAs.

3.1. Preparação dos Espectros dos DLA'S

Usou-se a versão do código de maio de 1996. Ela é constituída por 4 arquivos (compactados no arquivo FRV_MODELE.tar), que devem ser compilados com FORTRAN para serem rodados. Estes arquivos são FRV_isochsursaut.f, FRV_convolsursaut.f, FRV_coulgal.f e FRV_calib.f. O primeiro obtém as isócronas devido a um *starburst* inicial; o segundo, o espectro sintético das galáxias; o terceiro, as cores do espectro; e o quarto calibra estas cores. Os dois últimos não foram usados.

Foi então rodado primeiramente FRV_isochsursaut.f para gerar um arquivo com a informação do *starburst*. Neste trabalho, adotou-se para todos os tipos de galáxias a função de massa inicial (IMF) de Scalo (Scalo, 1986) e caminhos evolucionários até o começo do TP-AGB (Bressan et al., 1993). Para a fase TP-AGB, usaram-se os caminhos evolucionários de Groenewegen (Groenewegen et al., 1993) e, para Pós-AGB, os de Schoenberner (Schoenberner et al., 1983) e de Bloeker (Bloeker et al., 1995).

Em seguida, rodou-se FRV_convolsursaut.f para gerar o espectro. Adotou-se uma taxa de formação estelar dada pela equação:

$$\tau(t) = v \frac{M_{\text{gas}}(t)}{M_{\text{tot}}} \quad (3.1)$$

com v em unidades de Ma^{-1} , e $M_{\text{gas}}/M_{\text{tot}}$ é a fração de gás interestelar da galáxia. O valor de “ v ” é dado dependendo do tipo da galáxia que se quer simular. Para galáxia elíptica $v = 2 \cdot 10^{-3} \text{ M} \cdot \text{Ma}^{-1}$, para espiral Sa, $v = 0.5 \cdot 10^{-3} \text{ M} \cdot \text{Ma}^{-1}$, e para espiral Sc, $v = 0.1 \cdot 10^{-3} \text{ M} \cdot \text{Ma}^{-1}$, que explica a quantidade de gás e as diferentes idades estelares presentes em cada tipo de galáxia (Fioc e Rocca-Volmerange, 1997). Em seguida, estabeleceu-se a fração do material expulso na morte das estrelas, que é de novo usada para criar novas estrelas, ou seja, a eficiência de aproveitamento do gás que fica dentro da galáxia, e que não é expulso devido aos ventos galácticos. Para as galáxias espirais, esta fração é 1 pois é observado que elas têm muito pouco gás interestelar, enquanto que para as elípticas é 0.75. Nas simulações dos espectros supôs-se a existência de emissão das regiões HII (emissão de nebulosas) e que a fração de fótons Lyman absorvidos pela poeira era de 0.7 (Clayton G e Eastwood K, 1992). Não foi levada em conta a extinção, devido ao fato de que os DLAs têm pouca poeira, nem as linhas de emissão, porque as simulações se basearam na comparação das regiões do contínuo dos espectros.

Para obter as simulações do presente trabalho, o programa PEGASE foi rodado uma vez para gerar cada tipo de galáxia (E, Sa e Sc). O arquivo resultante continha a SED para diferentes idades, incluindo o fluxo das linhas de emissão, as quais não foram levadas em conta. Uma vez pronta a distribuição energética dos diferentes tipos de galáxia, procedeu-se à realização das simulações para as quais seguiram-se dois métodos:

3.2. Simulações Gerais

Simularam-se as regiões $\mathfrak{R}_{\text{DLA}}$, somando um espectro sintético de um QSO (Vanden Berk, 2001) com o espectro sintético de uma galáxia jovem, gerada com PEGASE (Fioc

e Rocca-Volmerange, 1997), representando o DLA ou protogaláxia, tal como descrito no Capítulo anterior. Os procedimentos de soma dos espectros são descritos na seção 3.4. A análise destas simulações foi realizada a partir de vários gráficos onde as variáveis independentes são o *redshift* do QSO (z_{QSO}), o do DLA (z_{DLA}), a idade do DLA e o tipo espectral do DLA (tipo_DLA), a magnitude absoluta no repouso do QSO ($M_{\text{B_QSO}}$) e a do DLA ($M_{\text{B_DLA}}$) e o parâmetro de impacto entre o QSO e o DLA, isto é, a distância angular entre os centros das suas respectivas imagens. Outras variáveis independentes referentes à observação e ao instrumento são o número de pixels (n) a ser usado para o cálculo da razão S/N, que pode ser medida para qualquer intervalo de comprimento de onda, e o tempo de exposição (T_{exp}). Devido à alta quantidade de opções possíveis, foram fixados alguns parâmetros. Os resultados destes gráficos encontram-se no capítulo 5, junto com as suas respectivas análises (ver 3.3). A magnitude absoluta usada para “calibrar” os espectros do QSO, foi estabelecida a partir da sua FdL (ver FIGURA 1.3).

3.3. Simulação de Casos Reais

As regiões $\mathfrak{R}_{\text{DLA}}$, foram simuladas também a partir de casos reais onde eram conhecidos: z_{QSO} , z_{DLA} e/ou $M_{\text{B_QSO}}$ e/ou $M_{\text{B_DLA}}$. Variando a idade do DLA, e/ou o tipo do DLA (i.e. da galáxia associada a ele), e/ou $M_{\text{B_DLA}}$ se não for conhecida, é possível obter regiões do espectro composto onde domina o espectro do DLA. É importante mencionar que mudando o tipo e/ou idade do DLA, a sua magnitude em uma banda dada mudará. Por causa disto, a idade e o tipo foram fixados de modo a diminuir a quantidade de simulações a serem feitas. A idade foi fixada em 1 Ga e o tipo escolhido foi o “E” já que, ao ser o tipo espectral menos brilhante no azul no repouso, se for visto, os tipos Sa e Sc serão mais facilmente observáveis na banda azul deslocada, ou seja, no infravermelho.

A combinação dos efeitos de difração no telescópio e da turbulência atmosférica acarreta a dispersão das direções de incidência do fluxo proveniente de uma fonte pontual, de modo que a imagem resultante é uma mancha de brilho superficial $I(x,y)$

descrito pela chamada “Função de Espalhamento” (em inglês “*Point Spread Function*” ou PSF), $P(x,y)$, onde (x,y) representa as coordenadas de um pixel do detector. Assim, sendo $\phi = L/4\pi D^2$ o fluxo devido a uma fonte pontual de luminosidade L situada à distância D , o perfil de brilho superficial da imagem correspondente será dado por

$$I(x,y) = \phi P(x,y) \quad (3.2)$$

Para fontes extensas como as galáxias, cujo brilho superficial fora da atmosfera seria dado por $I_{teórico}(R)$, onde $R = (x,y)$, o brilho superficial *observado* será dado pela integral de convolução:

$$I_{observado}(\vec{R}) = \int d^2 \vec{R}' I_{teórico}(\vec{R}') P(\vec{R} - \vec{R}') \quad (3.3)$$

Uma aproximação conveniente para PSFs dominadas pela turbulência atmosférica é uma Gaussiana circularmente simétrica:

$$P(R) = \frac{1}{2\pi\sigma_s^2} \exp\left(-\frac{R^2}{2\sigma_s^2}\right) \quad (3.4)$$

onde o centro da imagem é o pixel $(0,0)$, de modo que $R^2 = x^2 + y^2$. A dispersão σ_s é o chamado “*seeing*” das imagens. Notar que todas as coordenadas são angulares (e.g. segundo de arco). Assim, assumindo que tanto o QSO como o DLA podem ser aproximados a fontes pontuais, as suas intensidades serão dadas por:

$$I(R) = \frac{\Phi}{2\pi\sigma_s^2} \exp\left(-\frac{R^2}{2\sigma_s^2}\right) \quad (3.5)$$

A equação acima pode ser expressa em termos das intensidades monocromáticas (I_λ) e fluxos monocromáticos (Φ_λ).

Nos dois tipos de simulações (gerais e reais), os dois espectros foram somados tomando o QSO e o DLA como fontes pontuais. Esta consideração é justificada para o DLA pelo fato dele se encontrar a distâncias muito grandes. Calculou-se a razão S/N em uma matriz de pixels centrados no DLA. As PSFs respectivas foram levadas em conta para achar o número total de fótons de cada um destes objetos, e assim obter S/N para qualquer intervalo de comprimentos de onda.

Para realizar simulações de casos reais foram usadas observações de Warren et al., (2001), e de Colbert e Malkan (2001), as duas realizadas com a câmera NICMOS (NIC2) do telescópio espacial Hubble. Os valores das magnitudes absolutas na banda B foram os necessários para obter as magnitudes aparentes medidas pelos autores na banda H. Nos casos onde eles não puderam observar isoladamente o DLA, a magnitude absoluta do DLA usada foi a média das obtidas com os outros casos.

3.4. Procedimento Para Somar Espectros

Em qualquer dos dois métodos anteriores, a determinação das regiões espectrais com dominância do fluxo proveniente do DLA foi realizada segundo os passos a seguir.

3.4.1. Calibração do Fluxo do Espectro Padrão (“*template*”) do QSO.

Esta é realizada a partir da magnitude aparente do *template* do QSO (m_{λ_0}) em um determinado filtro “ λ_0 ”. Por definição, esta magnitude é:

$$m_{\lambda_0q} = -2.5 \log \int_0^{\infty} f_{\lambda q} S_{\lambda_0}(\lambda) d\lambda + C_{\lambda_0} \quad (3.6)$$

Onde $f_{\lambda q}$ representa o fluxo monocromático do QSO padrão em repouso em função do comprimento de onda. Este fluxo tem unidades arbitrárias e está mostrado na FIGURA 3.1. S_{λ_0} é a função de transmissão do filtro e C_{λ_0} , a sua constante de magnitude de ponto - zero.

fluxo (unidades arbitrias)

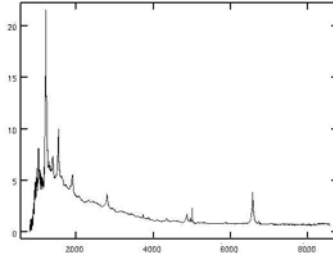


FIGURA 3.1. Espectro de repouso do QSO padrão. Resolução espectral igual de 1 Å.
FONTE: Vanden Berk (2001).

Para transformar o fluxo do *template* no fluxo de um QSO simulado ou observado em unidades reais, é preciso multiplicar o fluxo do *template* por uma constante de calibração C_q , definida assim:

$$C_q = 10^{-(m_{\lambda_0q} - M_{\lambda_0q})/2.5} \quad (3.7)$$

λ (Å)

Onde M_{λ_0q} é a magnitude absoluta do QSO através de um filtro centrado em λ_0 e é dada pela expressão:

$$M_{\lambda_0q} = -2.5 \log \int_0^{\infty} C_q f_{\lambda q} S_{\lambda_0}(\lambda) d\lambda + C_{\lambda_0}. \quad (3.8)$$

Note-se que a relação entre o fluxo do *template* do QSO e o fluxo do QSO é:

$$F_{\lambda q} = C_q f_{\lambda q}. \quad (3.9)$$

Dado um *template* com $F_{\lambda q}$, o *task "sbands"* do IRAF permite o cálculo imediato de M_{λ_0q} , para filtros quadrados dados λ_0 (centro do filtro) e $\Delta\lambda$ (largura do filtro).

3.4.2. Calibração do Fluxo do Espectro Padrão da Galáxia/DLA.

Embora alguns modelos da literatura forneçam espectros com fluxos em unidades arbitrárias (ex. Poggianti et al., 1994), o procedimento descrito anteriormente é aplicável para todos. No caso dos modelos gerados pelo PEGASE (Fioc e Rocca-Volmerange, 1997), os fluxos monocromáticos têm unidades físicas ($\text{erg}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{cm}^{-2}\cdot\text{\AA}^{-1}$) e têm como parâmetro de normalização a massa total da galáxia (em M_{\odot}). No entanto, revelou-se mais útil ignorar as unidades fornecidas, recalibrando o espectro em função da magnitude absoluta da galáxia, tal como no item a) acima.

Para simular o DLA, foi escolhido, com base na idade, um espectro de uma lista de modelos de espectros de galáxias espirais e elípticas gerados com o código PEGASE. A FIGURA 3.2 mostra o espectro de uma galáxia padrão Sc no repouso antes dessa calibração.

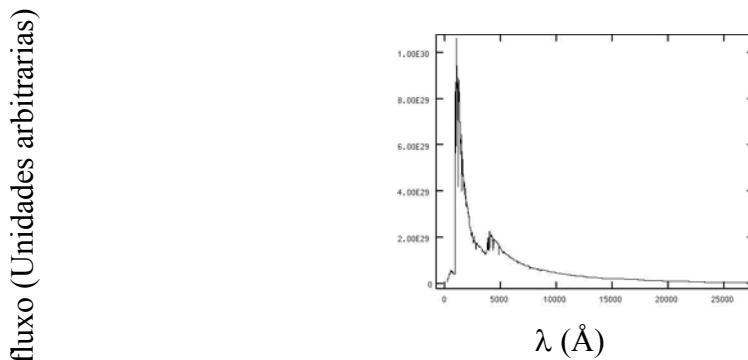


FIGURA 3.2. Espectro de uma galáxia Espiral Sc no repouso com uma idade de 1 Ga, com unidades de fluxo arbitrárias, gerado com o código PEGASE (Fioc e Rocca-Volmerange, 1997). Resolução espectral de 10 \AA para o UV até o infravermelho próximo e 200 \AA até o infravermelho médio.

3.4.3. Atenuação Cosmológica dos Fluxos.

Além dos efeitos de diminuição do fluxo emitido em função da área, de frente de onda igual a $4\pi d_p^2$, com d_p a distância própria ou comóvel da fonte, a radiação emitida a distâncias cosmológicas sofre os efeitos da expansão do Universo. Ela modifica tanto as taxas de emissão observadas dos fótons como o seu comprimento de onda observado. Destes efeitos combinados, resulta que o fluxo monocromático é atenuado segundo a equação (vide Apêndice C):

$$f_{\lambda_o} = \frac{F_{\lambda_e}}{(1+z)^3} \left(\frac{10 pc}{d_p} \right)^2 \quad (3.10)$$

Onde f_{λ_o} é o fluxo observado em termos do comprimento de onda, pc significa *parsecs* e z é o *redshift* do objeto, seja o QSO ou o DLA. A distância comóvel d_p é dada por:

$$d_p = \frac{c}{H_0} \int_0^z \frac{dz'}{E(z')} \quad (3.11)$$

Onde:

$$E^2(z) = \Omega_M (z+1)^3 + \Omega_K (1+z)^2 + \Omega_\Lambda \quad (3.12)$$

Substituindo Ω_K , pela definição que une os λ_s , ou seja:

$$\Omega_M + \Omega_K + \Omega_\Lambda = 1 \quad (3.13)$$

Obtém-se

$$E^2(z) = (z+1)^2 (1 + \Omega_M z) - z(z+2)\Omega_\Lambda \quad (3.14)$$

Com Ω_m sendo o parâmetro de densidade de matéria e Ω_Λ o parâmetro de densidade do vácuo (ou constante cosmológica reduzida):

$$\begin{aligned}\Omega_m &\equiv \frac{8\pi G\rho_0}{3H_0^2} \\ \Omega_\Lambda &\equiv \frac{\Lambda c^2}{3H_0^2}\end{aligned}\tag{3.15}$$

Tendo ρ_0 é a densidade de matéria total do Universo (bariônica e não bariônica) ; H_0 é a constante de Hubble ($H_0 = 100h \text{ km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$ e $h = 0.75$). Neste trabalho, adotou-se um modelo cosmológico tipo Einstein-de-Sitter, i.e., $\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$, com $\Omega_m = 1/3$ e $\Omega_\Lambda = 2/3$.

A atenuação é calculada simultaneamente ao deslocamento. Um exemplo do espectro resultante para o QSO, ou seja, calibrado, deslocado e atenuado, aparece na FIGURA 3.3.

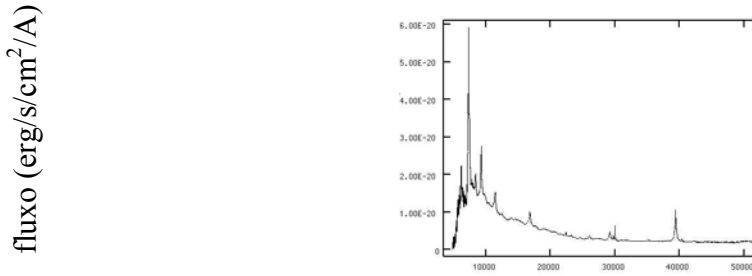


FIGURA 3.3. Espectro observado do QSO em $z_{\text{qso}} = 5$ com o fluxo calibrado para ter uma magnitude absoluta no azul = -27.

$\lambda (\text{Å})$

Igualmente, aparece como exemplo na FIGURA 3.4 o fluxo calibrado e deslocado da galáxia mostrada na FIGURA 3.2.

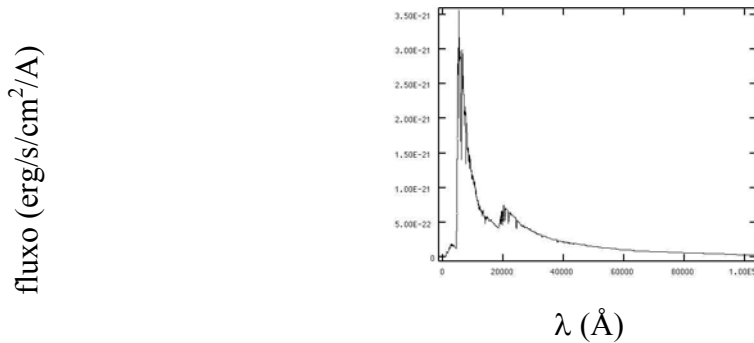


FIGURA 3.4. Mesma galáxia anterior, com o fluxo corrigido supondo uma magnitude absoluta de -22 no azul e deslocada em um *redshift* de 4.0. A magnitude aparente na banda H é 23.1. Resolução espectral inicial 30 \AA e para os últimos comprimentos de onda, de 614 \AA

3.4.4. Soma dos Espectros do QSO e do DLA e Estabelecimento da Região de Dominância do DLA.

Uma vez prontos os espectros do DLA e do QSO, segundo os seus fluxos observados, é realizada a soma dos espectros (ver FIGURA 3.5).

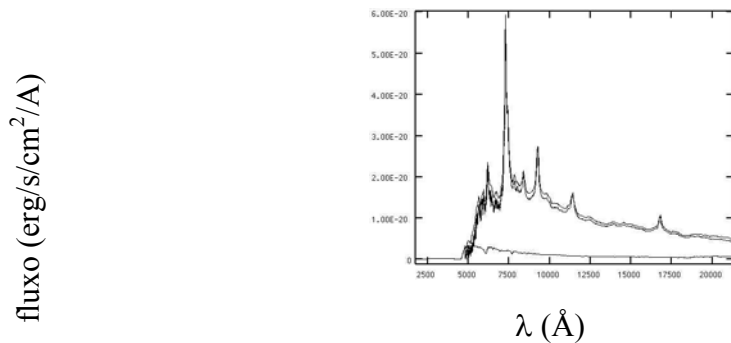


FIGURA 3.5. Soma dos espectros anteriores do QSO ($z_{\text{qso}} = 5$) e da galáxia espiral Sc ($z_{\text{dla}} = 4$) superpostos. De baixo para acima, a SED da galáxia, do QSO e a da soma. A resolução espectral é de 3.25 \AA .

Para estabelecer as regiões do espectro composto em que o contínuo do espectro do DLA seria detectável, sobre o fundo de contagens devido ao QSO, deve-se aplicar um critério para a razão Sinal/Ruído: $S/N > \beta$, onde β é valor normalmente determinado empiricamente. Usaremos, tentativamente, $\beta = 3$. Em termos das contagens por pixel, temos que $S = N_{DLA}$, enquanto que, sendo σ a variância de todas as contagens, $\sigma = N = \sqrt{\sigma_{DLA}^2 + \sigma_{QSO}^2 + \sigma_{CEU}^2}$, já que as 3 contribuições são estatisticamente independentes. Tratando-se de ruídos poissonianos, temos em todos casos que $\sigma = \sqrt{N}$. Além disso, em situações, como é o nosso caso, onde o parâmetro de impacto é menor ou da ordem do *seeing*, as contagens do céu podem ser desprezadas diante da contribuição do QSO. Assim chegamos ao critério:

$$\frac{S}{N} \equiv \frac{N_{DLA}}{\sqrt{N_{DLA} + N_{QSO}}} > \beta \quad (3.16)$$

A expressão para o número de contagens por intervalo de comprimentos de onda λ , $\lambda + \Delta\lambda$, em função do fluxo monocromático de uma fonte pontual é dado por:

$$N_{\lambda}(R) = \frac{T_{\text{exp}} f n a A \lambda I_{\lambda}(R)}{hc} \Delta\lambda \quad (3.17)$$

Com T_{exp} o tempo de exposição, f a eficiência, n o número de pixels, “ a ” o ângulo sólido coberto por um pixel, “ A ” a área coletora, $I_{\lambda}(R)$ a intensidade monocromática da fonte ($\text{erg.s}^{-1}.\text{cm}^{-2}.\text{str}^{-2}.\text{\AA}^{-1}$) observada, h a constante de Planck e c velocidade da luz. O $\Delta\lambda$ corresponde à resolução e foi a mesma para todos os espectros igual a 25 Å.

Na FIGURA 3.6 mostramos a variável “(S/N)_monocromático” para todos os λ 's onde existiam valores do QSO e da galáxia deslocados. Esta variável é construída com as equações 3.16 dividida por β , e a 3.17 sem o termo $\Delta\lambda$; ou seja, sem integrar. “S/N monocromática”. Sua expressão é:

$$\frac{S}{N_{\text{monocromático}}} = \frac{S}{N} \frac{1}{\beta} = \frac{\left(\frac{T_{\text{exp}} f n a A \lambda_{\lambda}(R)}{hc} \Delta \lambda \right)_{DLA}}{\sqrt{\left(\frac{T_{\text{exp}} f n a A \lambda_{\lambda}(R)}{hc} \Delta \lambda \right)_{DLA} + \left(\frac{T_{\text{exp}} f n a A \lambda_{\lambda}(R)}{hc} \Delta \lambda \right)_{QSO}}} > 1 \quad (3.18)$$

Para calcular a razão S/N corretamente, é necessário integrar a equação 3.17 para um intervalo de λ s qualquer, tanto para achar o número de fótons do DLA, como o do QSO. Em seguida substituir este resultados na equação 3.16.

S/N monocromática

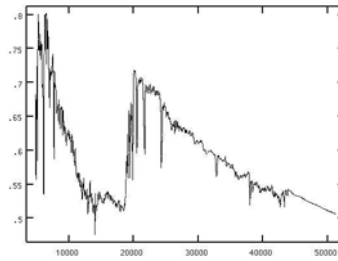


FIGURA 3.6. Cálculo da variável “S/N” para os lambdas que os espectros do QSO e da galáxia espiral C tinham em comum. A S/N para a banda H foi de 19.1. A resolução espectral é de 25 Å.

A manipulação dos espectros foi feita com o software IRAF. Foi implementado o *script* chamado “qsoedla.cl” que realiza todos os passos descritos acima (ver Apêndice A). Este *script* usa o *task* “sbands” para calcular a magnitude dos espectros em uma banda dada, principalmente no azul. As atenuações dos fluxos devidas às distâncias cosmológicas foram calculadas conforme λ (Å) :ões descritas anteriormente. Na equação 3.17, a atenuação devida ao denominador $(1+z)^3$ é aplicada automaticamente ao se adotar um dado *redshift* com o *task* “dopcor”. A atenuação devida ao outro fator, $(10 \text{ pc} / d_p)^2$, é aplicada com o *task* “imarith”. O valor de “d_p” é calculado com o programa

"dcm.f", chamado dentro de "qsoedla.cl". A partir da idade, é escolhido um espectro entre vários gerados pelo PEGASE. Se for necessário, são escolhidos os dois espectros mais próximos em idade e com eles é interpolado o espectro da galáxia com a idade desejada. O programa "dcm.f" encontra-se no Apêndice A. Ele deve ser compilado para criar o executável respetivo "dcm.e" (FORTRAN 77 OU FORTRAN 90). Para somar os espectros usou-se "sarith". Para calcular o número de fótons em bandas determinadas, integrou-se a equação 3.17 em função de λ para um intervalo qualquer dado pelo usuário do *script*. Usou-se para isto o *task* "tintegrate" (o *task* "sbands" também foi testado).

CAPITULO 4

RESULTADOS

4.1. Resultados Das Simulações Gerais

Das FIGURA 4.1 à FIGURA 4.4 são mostrados os resultados de algumas simulações gerais. No eixo das abcissas, estão os comprimentos de onda. No eixo das ordenadas, o valor da variável "S/N monocromático", que é calculada seguindo o critério 3.15.

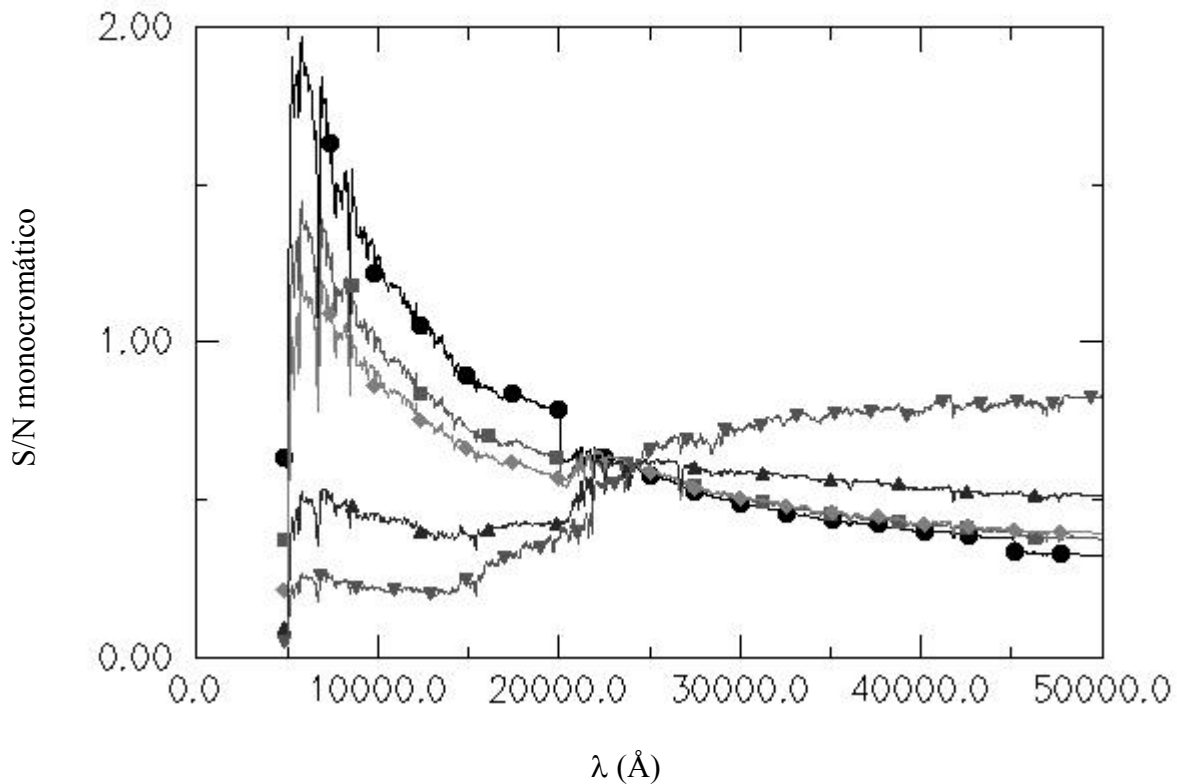


FIGURA 4.1. Representação da variável "S/N monocromático" para o caso de galáxias elípticas E com diferentes idades, $z_{\text{qso}} = 5$, $z_{\text{dla}} = 4.5$, $M_{\text{B}_{\text{dla}}} = -22$, $M_{\text{B}_{\text{qso}}} = -27$, $p_{\text{impacto}} = 1''$, $T_{\text{exp}} = 8000$ s e $n = 15$ pixels. Com círculos, a idade do DLA é igual a 0.001 Ga, com quadrados é 0.01 Ga, com triângulos para cima é 0.1 Ga, com triângulos para baixo é 1 Ga e com triângulos para cima é 3 Ga.

Pode se observar na figura anterior que quanto mais jovem o DLA, mais luminoso ele é na banda azul do espectro no repouso, e portanto, maior será a chance de observá-lo na linha de visada de um QSO. Devido ao fato de todos os espectros terem sido calibrados com base nessa banda no repouso, uma vez deslocados ao vermelho, os espectros apresentavam o mesmo S/N na correspondente banda azul deslocada. Na FIGURA 4.2, como o $z_{dla} = 4.5$, a banda azul no repouso, correspondeu ao intervalo que vai de 22000 Å até 27500 Å, ou seja uma parte do infravermelho próximo.

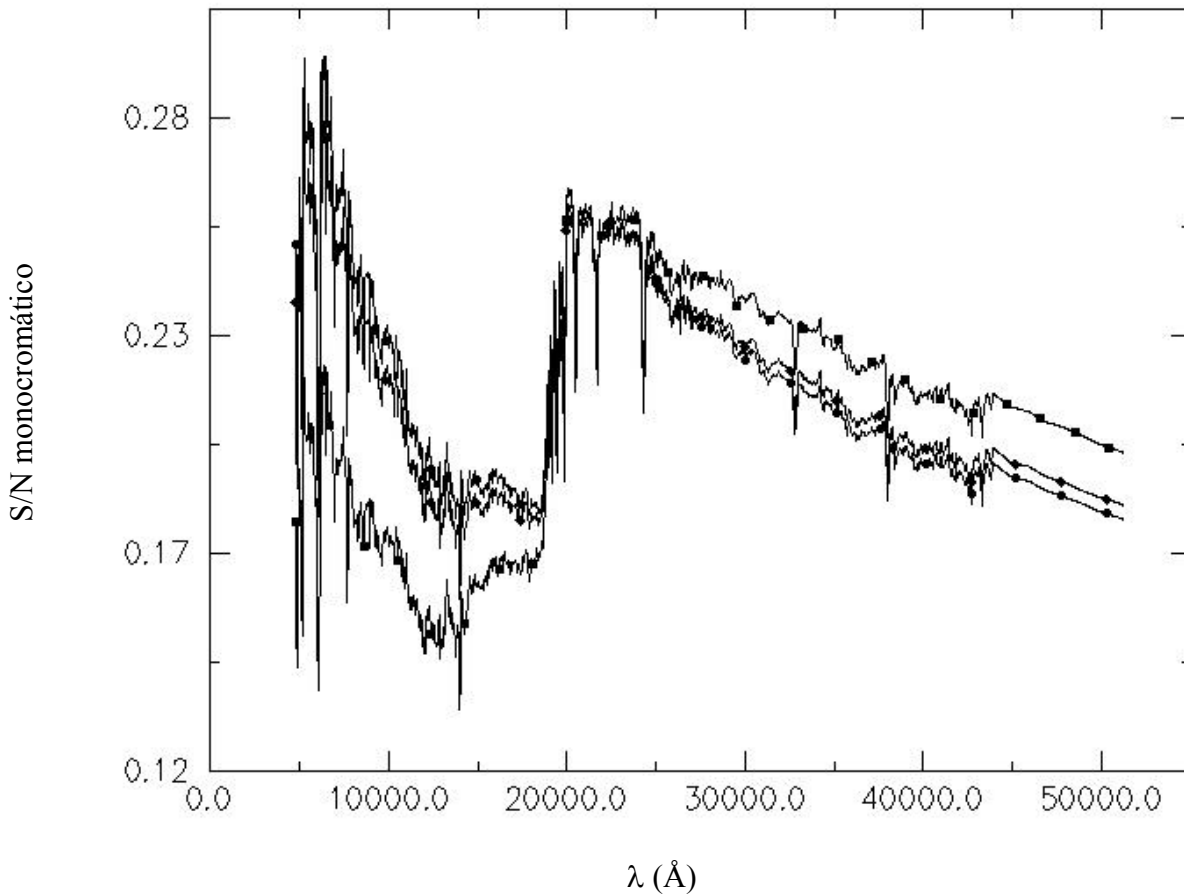


FIGURA 4.2. Representação da variável "S/N monocromático" para o caso de galáxias com idade 1 Ga, $z_{qso} = 5$, $z_{dla} = 4$, $M_{B\ dla} = -22$, $M_{B\ qso} = -27$, $p_{\text{impacto}} = 1''$, $T_{\text{exp}} = 1000$ s e $n = 5$ pixels. Com círculos é representado o tipo espectral E, com quadrados o Sa e com diamantes o Sc.

Na FIGURA 4.3, nota-se que a luminosidade das galáxias E é menos intensa para comprimentos menores aos da banda B deslocada. Nessa mesma região, as Sc são mais luminosas. O contrário acontece após desta banda. A diferença energética entre elas é pouca para DLAs com essa idade.

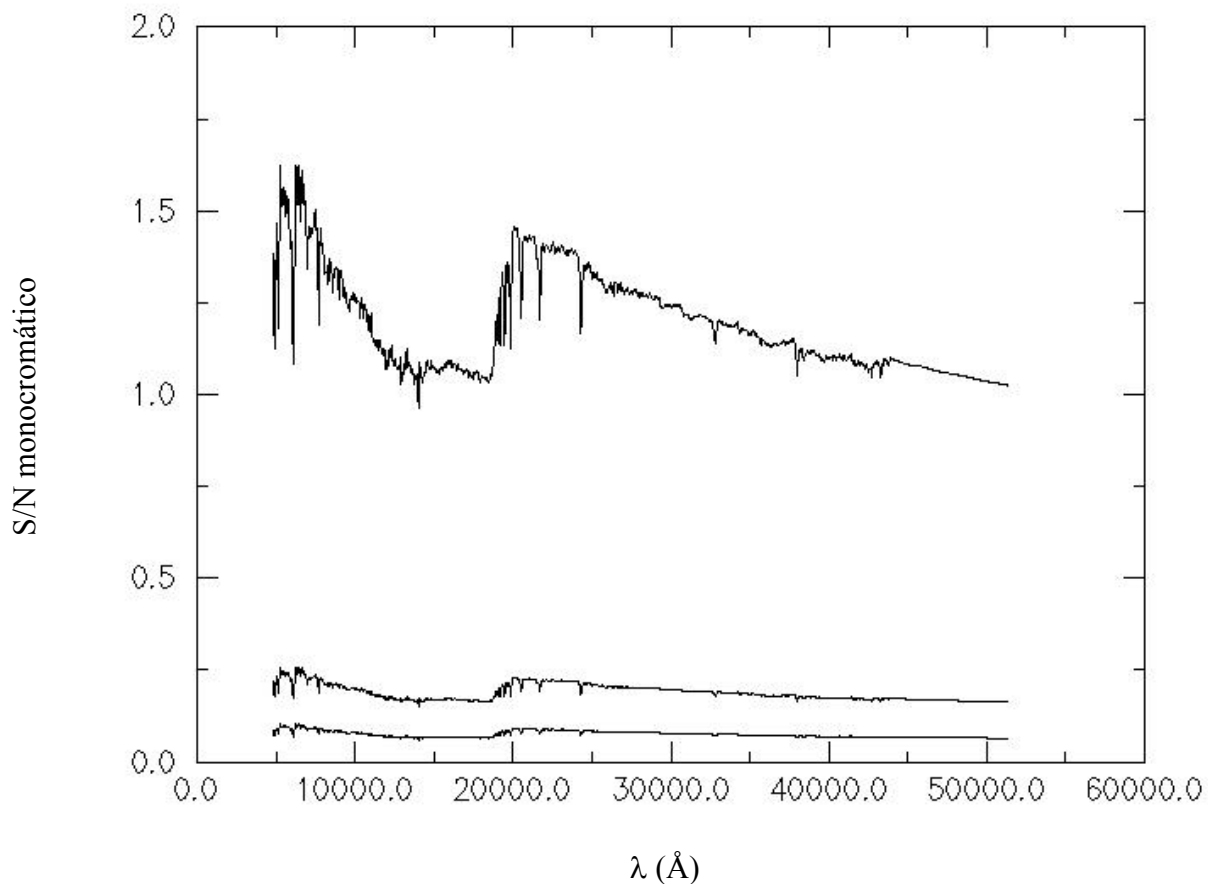


FIGURA 4.3. Representação da variável "S/N monocromático" para o caso das galáxias Sc, com idade 1 Ga, $z_{\text{qso}} = 5$, $z_{\text{dla}} = 4$, $M_{\text{B qso}} = -27$, $p_{\text{impacto}} = 1''$, $T_{\text{exp}} = 5000$ s e $n = 5$ pixels e para $M_{\text{B dla}} = -18$ (em baixo), $M_{\text{B dla}} = -20$ (meio) e $M_{\text{B dla}} = -24$ (acima).

Observa-se nestas SEDs duas regiões do contínuo separadas por um pico. Esta diferença é mais notória quando a magnitude absoluta de repouso no azul é maior.

S/N monocromático

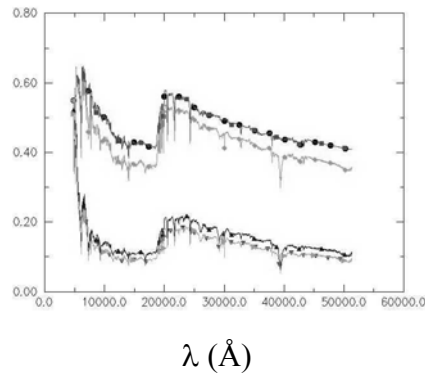


FIGURA 4.4. Representação da variável "S/N monocromático" para o caso das galáxias Sc, com idade 1 Ga, $z_{\text{qso}} = 5$, $z_{\text{dla}} = 4$, $M_{\text{B dla}} = -22$, $M_{\text{B qso}} = -27$, $T_{\text{exp}} = 5000$ s e $n = 8$ pixels; para p_{impacto} 5 (círculos), 0.5 (quadrados), 0.4 (diamantes), 0.3 (triângulos para acima), 0.2 (triângulos para baixo) e 0.1 (triângulos para a direita).

Lembrando que a forma de uma PSF é uma gaussiana dada por 3.4, para parâmetros de impacto maiores do que certo valor, a PSF do QSO é praticamente nula, o que faz que o número de fótons do QSO atingindo o centro do DLA seja nulo. Assim o cálculo da razão S/N ficaria igual unicamente ao cálculo da raiz quadrada do número de fótons do DLA. Realmente, neste caso deveríamos ter incluído a contribuição do céu, mas isto não foi feito devido ao fato que, para telescópios em terra, mesmo com parâmetros de impacto “grandes”, as imagens do DLA e do QSO se mesclam. Para parâmetros de impacto muito pequenos, a inclinação da PSF não varia muito e então o número de fótons também não. Para os valores intermediários, a PSF tem uma forte inclinação, o que faz que a quantidade de fótons decaia rapidamente entre esses dois extremos.

As simulações anteriores foram feitas variando alguns parâmetros, tendo sido fixos os *redshifts* do DLA e do QSO para valores extremos, isto é, $z_{\text{dla}} = 4$ e $z_{\text{qso}} = 5$. Para este caso, o limite superior da banda azul deslocada do DLA cai então ao redor de 30000\AA

(infravermelho próximo). Como foi notado os DLA's são mais luminosos na banda azul no repouso, portanto, haverá mais chances de descobrir DLA's usando os filtros H e K.

4.2. Resultados Das Simulações Reais

4.2.1. Resultados das Simulações de Warren et al (2002).

Warren e colaboradores fizeram imagens de vários DLAs próximos de QSOs entre os meses de Abril e Setembro de 1998. Usaram a câmera NIC2 do instrumento NICMOS a bordo do HST com o filtro F160W (λ central igual a 16500 Å). Foram estudados 23 DLAs na linha de visada de 16 QSOs numa caixa de 7.5" centrada no QSO, com uma magnitude limite de detecção $H_{AB} = 25$ ($H = H_{AB} - 1.38 = 23.62$) e um parâmetro de impacto mínimo de 0.56". Cada sistema QSO-DLA foi observado por 7680s (8 órbitas). A informação de cada caso em particular, aparece na TABELA 4.1. Para testar o *script* e o resultado da razão S/N na banda H (usada por Warren et al), foram usados os parâmetros de cada um dos DLAs e dos QSOs, e os relativos às características do HST e os da câmera NIC2 que são: $a = 0.075''^2/\text{pixel}$, $A = 45239 \text{ cm}^2$, $f = 0.7$, tipo da galáxia "E", $\sigma = 0.04''$ (ver equação 3.17). Warren et al., não especificaram o tipo de cada um dos DLAs, assim que o tipo "E" foi usado para todos porque é aquele mais difícil de observar no azul comparado com as Sa e as Sc. Ou seja se for possível detectar uma E será mais fácil detectar uma Sa ou Sc, igual como se procedeu no 4.1.

4.2.1.1. Busca de uma Idade Típica do DLA

Na literatura não foi achada uma idade padrão de DLA ou protogaláxia devido ao fato de que não está bem estabelecido o limite entre galáxia e protogaláxia. Calura et al. (2002), fizeram simulações da metalicidade dos DLA's e compararam com as observações. Nos seus modelos, os DLA's eram formados entre $z = 3$ a $z = 5$. Se eles forem observados em *redshifts* variando de 0 até 5, suas idades iriam de alguns megaaños até 4 Ga aproximadamente. Para descobrir uma idade típica, foi usada $M_{B_DLA} = -21$, tomada da função de luminosidade das galáxias. Fazia-se variar a idade

até obter a magnitude aparente observada. Estes resultados encontram-se na TABELA 4.1. Nas simulações seguintes usou-se para simular o DLA, uma galáxia tipo E, que seria a mais difícil de observar devido a sua SED.

TABELA 4.1. Parâmetros usados nas simulações dos DLAs de Warren et al (2002). É apresentada a magnitude aparente medida H_{AB} , a magnitude correspondente H e o valor do *redshift* do DLA. Foi assumida para eles, $M_{B_DLA} = -21$ (LF das galáxias). Na última coluna está a idade que deve ter o DLA para ter a magnitude aparente medida.

Nome do QSO	H_{AB_DLA}	H_{DLA}	z_{DLA}	Idade (Ga)
0216+0803	23.74	22.36	2.293	2.5
B2 1215+33	23.21	21.83	1.999	2.3
H 0841+1256	21.95	20.57	2.3745	0.3
H 1500#13	24.44	23.06	3.1714	0.95
PC 0056+0125	21.06	19.68	2.771	0.0007
PHL 1222-3	22.54	21.16	1.9342	1
PKS 0201+113	22.4	21.02	3.3875	0.007
PKS 0458-02	23.79	22.41	2.0395	2.9
PKS 0528-250	24.03	22.65	2.811	1.2
Q 2206-1958	24	22.62	1.9205	4
Q 2116-358	22.74	21.36	1.9966	1
BR 2212-1626	22.37	21	3.6617	0.002

Obtiveram-se idades que variam de poucos megaaños até 4 Ga, igual como foi simulado por Calura et al.

4.2.1.2. Calculo da Razão S/N.

Outras simulações foram feitas fixando a idade em 1 Ga e tentando descobrir a magnitude absoluta que tinha cada DLA. Os três últimos DLAs não foram observados. Foi assumida para eles, $M_{B_DLA} = -22$, que foi a média dos outros. Esses resultados aparecem na TABELA 4.2.

TABELA 4.2. Parâmetros usados nas simulações dos QSOs/DLAs de Warren et al. (2002).

Nome do QSO	H_{AB_DLA}	H_{DLA}	M_{B_DLA}	z_{f_DLA}	z_{DLA}	M_{B_QSO}	z_{QSO}	$p_impacto/\sigma$	S/N banda H previsto
0216+0803	23.74	22.36	-21.2	3.5	2.293	-27.5	2.992	95.5	24.8
B2 1215+33	23.21	21.83	-21.3	2.9	1.999	-26.4	2.605	80.75	30.3
H 0841+1256	21.95	20.57	-23.1	3.7	2.3745	-26.7	2.5	27	55.2
H 1500#13	24.44	23.06	-21.9	5.7	3.1714	-26.8	3.249	97.25	19.4
PC 0056+0125	21.06	19.68	-24.6	4.7	2.771	-27.4	3.154	119.5	89.2
PHL 1222-3	22.54	21.16	-21.13	2.7	1.9342	-26.07	1.922	90.25	40.4
PKS 0201+113	22.4	21.02	-23.9	6.7	3.3875	-26.8	3.56	25.25	49.2
PKS 0458-02	23.79	22.41	-20.7	3	2.0395	-25.7	2.286	104.25	22.5
PKS 0528-250	24.03	22.65	-21.65	4.8	2.811	-27.6	2.797	91.25	22.4
Q 2206-1958	24	22.62	-20.4	2.7	1.9205	-27.7	2.559	33.25	20.2
Q 2116-358	22.74	21.36	-21.8	3	1.9966	-27.4	2.34	95	37
BR 2212-1626	22.37	21	-24.8	8	3.6617	-28.1	3.992	56.25	52
B2 1215+33 N			-22	3	1.999	-26.5	2.605		
CS 73			-22	3	2.0713	-26.3	2.256		
Q 1223+1753			-22	3.9	2.4658	-27.6	2.936		

Para todos os DLAs assumiu-se uma idade desde sua formação de 1Ga. É apresentada a magnitude aparente medida H_{AB} , a magnitude correspondente H, o valor aproximado de M_{B_DLA} necessário para obter H e os valores dos *redshifts* do DLA e do QSO. A coluna

“ $p_{\text{impacto}}/\sigma$ ” foi calculada usando o valor de σ (0.04”) da NIC2 do HST. Na quinta coluna aparece o *redshift* aproximado no qual foi formado para ter essa idade.

A aplicação do critério 4.15 nas simulações deu como resultado que seria possível observar todos os DLAs, como aconteceu efetivamente. A razão entre os valores de S/N obtidos neste trabalho por Warren et al., diferem em média em 20 % (vide TABELA 4.3), com valores máximos de 70 % para H 1500#13 e para PKS 0528-250. Esta variação é devida aos parâmetros usados. Os casos onde “S/N monocromático” é mais próximo de um, indicam que os parâmetros escolhidos (idade, tipo) devem se assemelhar melhor à distribuição espectral do DLA.

TABELA 4.3. Razões S/N para cada DLA obtidas neste trabalho (1ª coluna) e pelo Warren (2ª coluna) e razão entre elas (3ª coluna).

Nome do QSO	S/N banda H previsto	S/N banda H do Warren observado	razão entre S/N observado / S/N previsto
0216+0803	24.8	10.5	0.4
B2 1215+33	30.3	18.6	0.6
H 0841+1256	55.2	64.6	1.2
H 1500#13	19.4	6.2	0.3
PC 0056+0125	89.2	123.3	1.4
PHL 1222	40.4	27.7	0.7
PKS 0201+113	49.2	53.6	1.1
PKS 0458-02	22.5	19.9	0.9
PKS 0528-250	22.4	6.3	0.3
Q 2206-1958	20.2	12.1	0.6
Q 2116-358	37	27.7	0.7
BR 2212-1626	52	47.5	0.9

Para todos os candidatos em geral, se houvesse sido usada outra idade, a magnitude na banda B no repouso para obter a magnitude na banda H observada teria sido diferente. Quanto mais velha a galáxia, maior devia ser a M_B (ver FIGURA 4.5 e FIGURA 4.6).

S/N monocromático

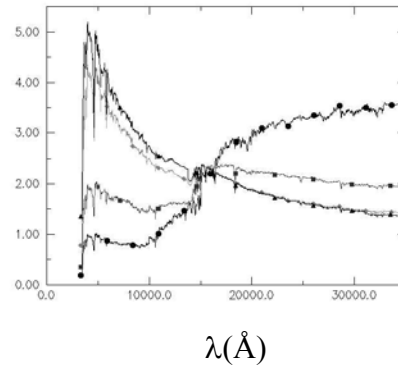


FIGURA 4.5. QSO PC0056+0125 e DLAs com idades 5 Ga (círculos), 1 Ga (quadrados), 0.1 Ga (diamantes) e 0.01 Ga (triângulo à direita) com magnitudes azuis no repouso respectivas -23.83, -23.7, -23.6 e -23.6.

S/N monocromático

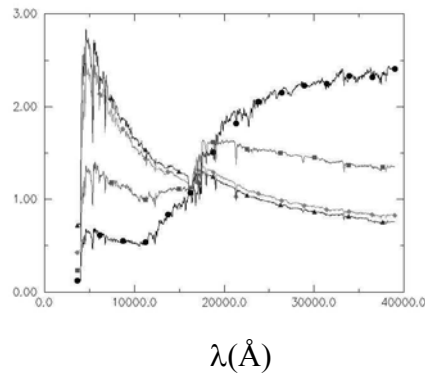


FIGURA 4.6. QSO PKS0201+113 e DLAs com idades 5 Ga (círculos), 1 Ga (quadrados), 0.1 Ga (diamantes) e 0.01 Ga (triângulo à direita) com magnitudes azuis no repouso respectivas -23.5, -23.0, -22.9 e -22.8.

Warren et al., não conseguiram observar 3 DLAs (C73, B2 1215+33 N nem Q 1223+1753). O valor médio da magnitude absoluta no azul no repouso dos casos observados com 1 Ga foi de -22.0 na banda B (ver histograma na FIGURA 4.7).

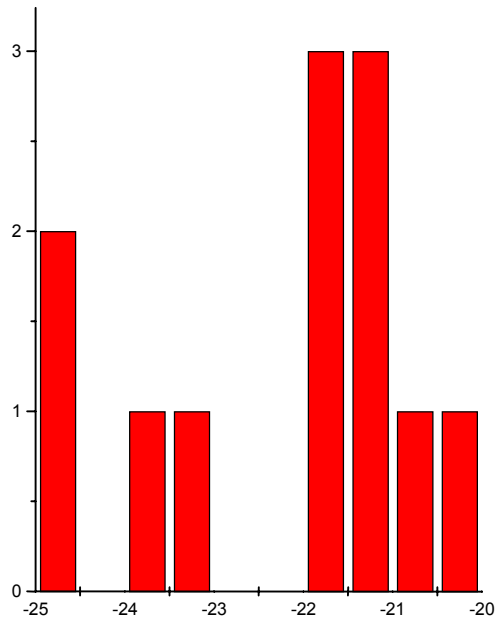


FIGURA 4.7. Histograma das magnitudes absolutas no azul usadas para calibrar os DLAs antes de deslocá-los.

Usando este valor médio da magnitude na banda B dos casos observados, uma idade de 1 Ga, o tipo da galáxia “E” (mais fraco no azul no repouso), e assumindo um parâmetro de impacto de 1”, obteve-se que os DLAs não observados, deveriam tê-lo sido, através do filtro (F160W), embora isto contradiga o obtido por Warren et al. O fato é que, mudando os parâmetros livres usados na simulação, i.e. o tipo de galáxia, idade e parâmetro de impacto, pode-se chegar a obter um S/N menor do que 3, justificando porque o DLA não pode ser visto. Muitas combinações são possíveis para obter razões S/N na banda H menores do que 3. Alguns valores deste parâmetros para os DLAs não observados aparecem na TABELA 4.4.

TABELA 4.4. Alguns parâmetros usados nas simulações dos QSOs/DLAs de Warren et al. para os DLAs não observados.

QSO	Tipo	Idade (Ga)	M_{B_DLA}	$p_impacto$
B2 1215+33 N	E	0.5	-19	< 0.3
B2 1215+33 N	E	3	< -13	0.5
CS 73	E		-18	< 0.35
Q 1223+1753	E		-19	< 0.35

Foram testados outros tipos de galáxias, como elípticas e espirais Sa. As elípticas são mais energéticas no infravermelho, devido ao fato de que elas têm mais estrelas velhas. As espirais têm mais estrelas novas e portanto são mais energéticas no UV e visível. Isto fez que a S/N aumentasse em algumas regiões do espectro já deslocado. Igualmente, as galáxias de qualquer tipo espectral são mais jovens e têm maior população estelar jovem, tendo a qual tem maior fluxo no UV e visível, como foi mencionado no Capítulo 3.

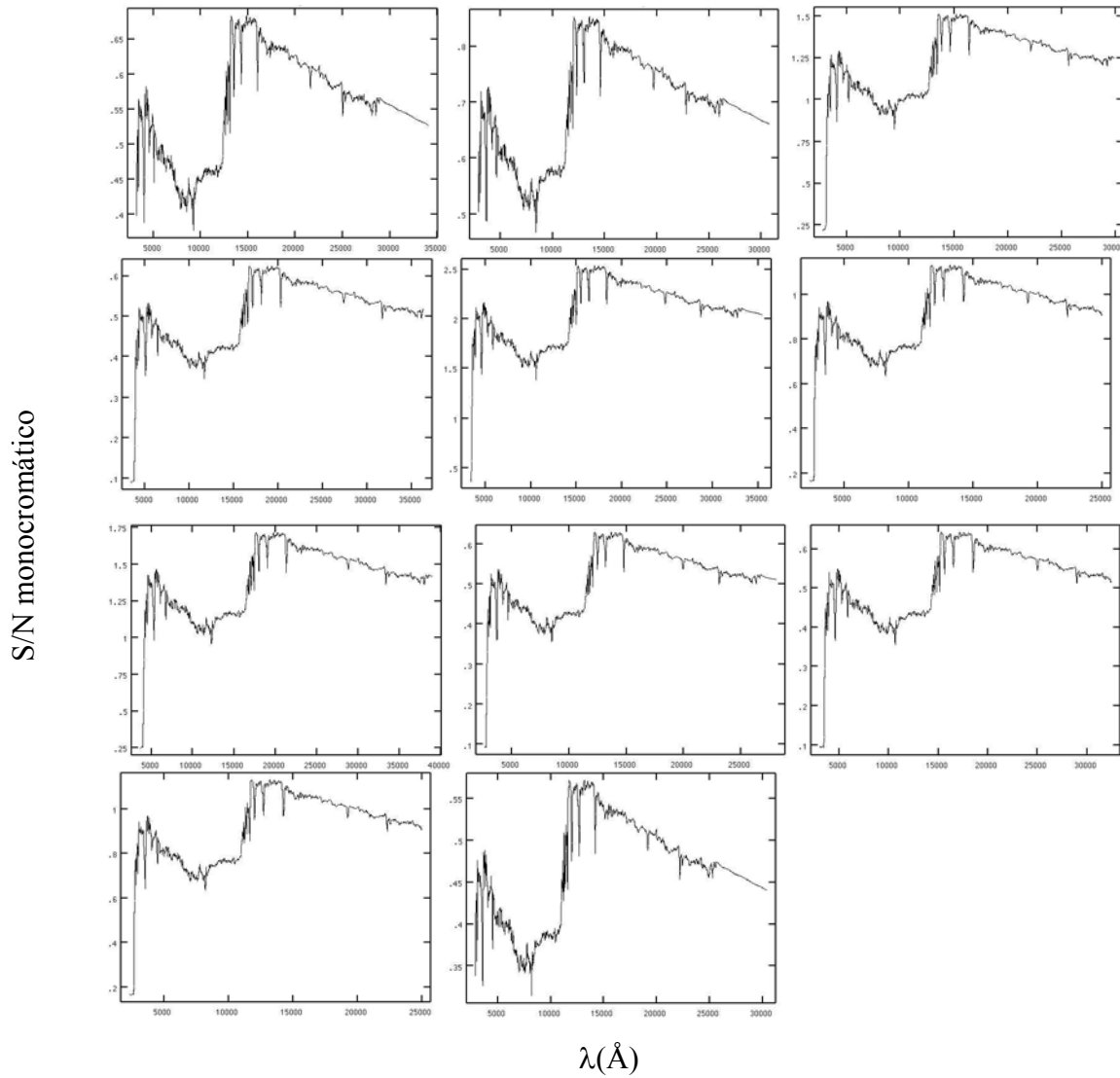


FIGURA 4.8. Valor da variável “S/N monocromático” em função de λ , para 12 sistemas QSO e DLAs observados por Warren na banda H (Warren et al, 2001). De esquerda à direita e de cima para baixo aparecem, na seguinte ordem, segundo o nome do QSO: 0216+0803, B2 1215+33, H0841+1256, H1500 #13, PC0056+0125, PHL 1222, PKS0201+113, PKS0458-02, PKS0528-250, Q2212-3+1753 e Q2206-1958.

4.2.2. Resultados das Simulações de Colbert et al. (2001).

Colbert et al. tentaram realizar o mesmo trabalho feito por Warren et al. Eles usaram mesmo telescópio e filtro, só que, diferentemente de Warren et al., cada candidato foi observado por uma órbita, ou seja, 1024 segundos. Eles não conseguiram fazer imageamento de nenhum DLA. Por outro lado, outros pesquisadores com outros instrumentos e em outras bandas conseguiram observá-los. Para [HB89] 0000-263, os valores das magnitudes foram tomados de Steidel e Hamilton (1992), os de [HB89] 0454+039 de Steidel et al. (1995) e de Le Brun et al. (1997); e os de [HB89] 0836+113 de Lowenthal et al. (1991 e 1995). Baseado nas características desses outros instrumentos e das observações, calculou-se a magnitude absoluta na banda B desses DLAs, necessária para reproduzir as magnitudes aparentes nas bandas observadas, sob as mesmas hipóteses que utilizamos em 4.2.1, supondo que todos os DLAs tenham uma idade de 1 Ga. Mudando a idade, a magnitude absoluta na banda H necessária para obter a aparente também mudava, como foi explicado no 4.2.1. Em seguida, foi rodada a simulação usando os parâmetros da câmara NIC2 do Hubble e das magnitudes para três dos candidatos. Foi confirmado o resultado de Colbert et al., i. é., que suas razões S/N na banda H eram muito baixas. Além do tempo de exposição usado por Colbert et al. (1024 s), que foi muito menor do que o usado por Warren et al., foi confirmado que a razão S/N é maior em outras bandas, como a R ou a K. Na FIGURA 4.8, aparecem os valores de “S/N monocromático” em função de λ para os DLA’s anteriores.

S/N monocromático

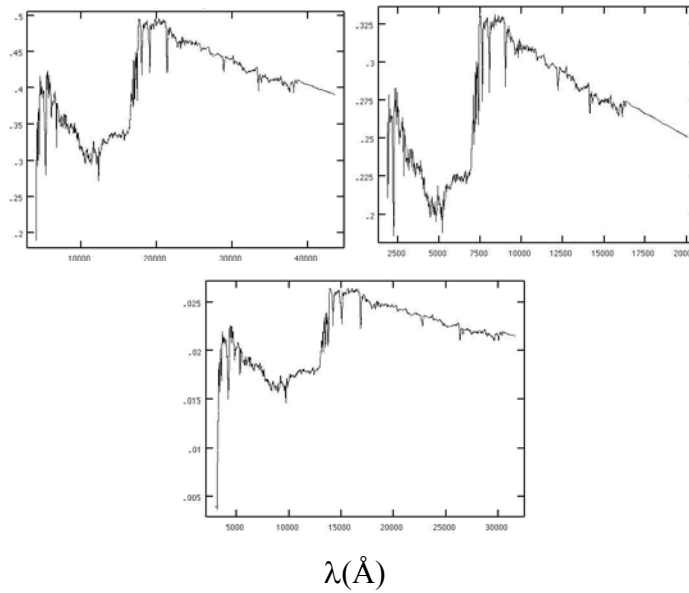


FIGURA 4.9. Valor da variável “S/N monocromático” em função de λ , para 3 sistemas QSO - DLA NÃO observados por Colbert et al (2001) na banda H. Da esquerda à direita e de cima para baixo aparecem, na seguinte ordem, segundo o nome do QSO: [HB89] 0000-263, [HB89] 0454+039, [HB89] 0836+113.

O S/N foi calculado para outros intervalos de comprimentos de onda, nos quais “S/N monocromático” era maior. Na TABELA 4.5, aparecem os valores da razão S/N na banda H e na banda R para os mesmos tempos usados na observação de Colbert et al. (1024 s).

TABELA 4.5. Simulações dos valores S/N para as bandas H e R usando NIC2 (HST), para 3 candidatos a DLA's não observados pelo Colbert e sim por outros.

Nome do QSO	z_{DLA}	z_{QSO}	M_{B_QSO}	M_{B_DLA}	$p_{impacto}$ (")	S/N H (1024 s)	S/N H (7680 s)	S/N R (1024 s)
[HB89] 0000-263	3.39	4.106	-28.4	-23.0	2.8	14.15	38.8	10.34
[HB89] 0454+039	0.86	1.35	-25.2	-18.5	2.1	0.96	2.64	2.24
[HB89] 0836+113	2.466	2.7	-25.3	-15.8	4	10.28	28.16	7.5

Note-se que o tempo de exposição influencia significativamente o valor de S/N. Colbert et al. poderiam ter conseguido observar estes DLA's com um tempo ao menos 5 vezes maior do que usaram. Note-se também que para [HB89] 0454+03, Colbert et al. poderiam ter observado o DLA usando o filtro R.

4.2.3. Estratégias para Observar os DLAs Anteriores Usando o Gemini South e o SOAR.

Para se fazer imageamento dos DLAs, poderão ser usados os novos telescópios com diâmetros respectivos de 8.1 m e 4.2 m. Eles serão capazes de gerar imagens de alta qualidade e resolução no ótico e no infravermelho. Estes telescópios estão sendo montados no Chile, no monte Cerro Pachón. O Brasil junto com 6 países, faz parte destes projetos¹.

¹ Para mais informação, acessar os sites: <http://www.lna.br/gemini/gemini.html>, <http://www.gemini.edu/> e <http://www.lna.br/soar/soar.html>.

Os mesmos DLAs observados por Warren et al., e os três DLAs não observados por Colbert et al., foram simulados usando as características dos telescópios Gemini South e o SOAR e usando “*seeing*” médio do Cerro Pachón. Na TABELA 4.6 são apresentados os valores da razão S/N na banda H para uma observação de 7680 segundos e supondo-os de 1 Ga de idade.

TABELA 4.6. Valores S/N na banda H para todos os DLAs usando o Gemini South e o SOAR.

Nome do QSO	p_impacto/ σ	S/N H (7680 s) com Gemini (GMOS)	S/N H (7680 s) com SOAR
0216+0803	4.29	18.81	6.82
B2 1215+33	0.39	22.78	8.27
H 0841+1256	1.21	20.14	7.24
H 1500#13	4.37	14.74	5.34
PC 0056+0125	5.37	68	24.64
PHL 1222	4.06	30.43	11.03
PKS 0201+113	1.13	20.15	7.24
PKS 0458-02	4.68	17.18	6.29
PKS 0528-250	4.10	16.85	6.11
Q 2206-1958	1.49	2.36	0.85
Q 2116-358	4.27	28.14	10.2
BR 2212-1626	2.53	31.85	11.7
[HB89] 0000-263		32.77	12.07
[HB89] 0454+039		2.44	5.26
[HB89] 0836+113		14	0.89

Simulacoes com 7680 s de exposição, calculo da PSF em 10 pixeis e 1 Ga de idade. A coluna “p_impacto/ σ ” foi calculada usando o valor do σ de Cerro Pachon, ou seja, 0.89. A linha branca separa os DLAs do Warren dos DLAs do Colbert.

Para realizar as imagens desejadas, recomenda-se usar os filtros R, I, H, K e tempos de integração maiores do que 5000 segundos para o Gemini, e maiores do que 10000 segundos para o SOAR. Estes valores são baseados no DLA mais fraco, ou seja, o [HB89] 0836 + 113.

CAPITULO 5

CONCLUSÕES E RECOMENDAÇÕES

Neste trabalho procurou-se examinar em que condições seria possível realizar o imageamento direto dos sistemas absorvedores Ly- α amortecidos, os DLA's. Estas condições dizem respeito tanto a natureza do DLA - seu estágio evolutivo e seu conteúdo estelar - como às condições de observação propriamente ditas: bandas fotométricas que podem ser utilizadas e a possibilidade de subtração de imagens com resultados positivos.

A partir do *script* implementado (“qsoedla.cl”, vd Apêndice A) para realizar as simulações no presente trabalho, foi possível determinar bandas espectrais (ou intervalos de comprimentos de onda) que podem ser os mais indicados para se detectar diretamente um DLA na linha de visada de um QSO. Igualmente obteve-se uma estimativa das possíveis idades e dos *redshifts* de formação dos DLAs ou protogaláxias. Adotando as suposições relacionadas às características espectrais dos DLAs (vd Capítulo 2), estimou-se também a magnitude absoluta aproximada que estes sistemas absorvedores devem ter.

Este *script* foi testado com imagens feitas por Warren e colaboradores (Warren 2002). Foi encontrado que as razões S/N previstas com o “qsoedla” desviaram-se das razões de Warren em 20%, em média. Estas discrepâncias devem-se, talvez, às suposições feitas para criar os espectros das galáxias, i. é., a taxa de formação estelar, a função de massa inicial, a fração do gás expulso e, portanto, do gás reutilizado para criar novas estrelas, entre outros.

Embora com “qsoedla” seja possível realizar simulações com os tipos espectrais E, Sa e Sc, a maioria dos resultados mostrados e principalmente os da seção “resultados das

simulações reais” (4.2), foram realizados usando só o tipo E. Como este é o tipo que tem menor luminosidade no UV, é o mais difícil de se detectar. Assim o imageamento dos tipos Sa e Sc será mais fácil e os tempos de exposição desses outros casos deverá ser menor.

Nas simulações as magnitudes absolutas dos DLAs variaram entre -20.4 e -24.6 no azul, sendo a média -22.0 , para sistemas Ly- α com $1.92 < z < 3.38$. As bandas espectrais obtidas, i. é, as bandas nas quais a imagem do DLA pode ser detectada, na maioria das simulações correspondem às bandas I, J, H e K, que pertencem ao infravermelho próximo. Os resultados encontrados indicam que será possível a observação com o uso destes filtros e com tempos de exposição maiores do que 5000 s (ver TABELA 4.6) com os novos telescópios Gemini Sul e SOAR.

Por outro lado, fixando a magnitude absoluta dos DLA em $M_B = -21$ (Longair 1998; esta é a magnitude característica M_B^* das galáxias em altos redshifts), encontrou-se que os DLAs passíveis de imageamento devem ter idades de até 4 Ga, sendo a média 1,35 Ga. Os redshifts de formação correspondentes variam de 2.7 até 6.7, compatíveis com os usados por Calura (2002). Neste trabalho, adotou-se um modelo cosmológico tipo Einstein-de-Sitter, i. é., $\Omega_m + \Omega_\Lambda = 1$, com $\Omega_m = 1/3$ e $\Omega_\Lambda = 2/3$.

Seria interessante refazer estas simulações utilizando *templates* para o espectro de repouso dos QSO's, capazes de atingir maiores comprimentos de onda. O espectro padrão usado cobria o intervalo $800 < \lambda < 8500 \text{ \AA}$, enquanto que a SED das galáxias variava de 220 a 96000 \AA . Com *templates* no repouso abrangendo um maior intervalo de λ s, poder-se-á fazer previsões para outras bandas como no infravermelho médio ou distante, e também para *redshifts* maiores. Igualmente, os resultados obtidos podem ser mais refinados, a medida que mais informação seja obtida a respeito dos DLAs, isto é, sua taxa de formação estelar, massa de função inicial e tipo espectral mais preciso.

Do ponto de vista observacional, técnicas avançadas para se obter a PSF do QSO devem ser usadas para se conseguir melhores imagens do DLA. Kulkarni et al. (2000)

conseguiram fazer imageamento de sistemas absorvedores em parâmetros de impacto de 0.25" e 0.7" usando a câmara NIC2 do HST e filtro F160W, os mesmos usados por Warren et al. e por Colbert et al., com uma técnica diferente para a subtração da PSF.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Amaral G. **Conteúdo de metais do universo a altos redshifts**. Dissertação (mestrado no IAG (USP), Cidade Universitária, São Paulo, Brasil. 2000.
- Bahcall J. et al. The Hubble Space Telescope quasar absorption line key project. I - First observational results, including Lyman-alpha and Lyman-limit systems. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 87, no. 1, p. 1-43, 1993. (ISSN 0067-0049)
- Bahcall J. et. al. Hubble Space Telescope Images of a Sample of Twenty Nearby Luminous Quasars. **Astrophys Journal**, v. 479, p. 642-658. 1997.
- Bergeron Jacqueline. Book-Review - High Redshift and Primeval Galaxies. **Science** v.242, n.4877 Oct., 21, p. 452, 1988.
- Bertelli, G., Bressan A., Chiosi C., Fagoto F. e Nasi E.. Theoretical isochrones from models with new radiative opacities. **Astronomy e Astrophysics Supl.** v. 106 n. 2, p. 275-302, Aug 1994
- Bertola F. et al. Ultraviolet energy distribution in elliptical galaxies. In: Eur. IUE Conference. 3., Madrid., May 10, 1982. **Proceedings**. Madrid: ESA-SP-176, p.515. 1982.
- Binney James e Tremaine Scott. Stellar Evolution in Galaxies. In : _____. **Galactic Dynamics**. Cap. 9, 1998.
- Bless R. C. e Code A. D. Ultraviolet Astronomy. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 10, p.197-1972.
- Bloeker T. Stellar Evolution of low- and Intermediate-Mass Stars. II. Post-AGB evolution. **Astronomy e Astrophysics**, v.299, p.755-1995.
- Boksenberg Alec. Metal systems of the Lyman forest. Structure and Evolution of the Intergalactic Medium from QSO Absorption Line System. In: IAP Astrophysics Colloquium, 13., 1-5 July 1997, Paris. **Proceeding**. Paris: Institut d'Astrophysique, 1997., p.85. ISBN: 286332229X
- Boyle, B. The 2dF Quasar Redshift Survey – I. The Optical QSO Luminosity Function. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 317, n. 4, p. 1014-1022. 2000.
- Bressan A. et al. Evolutionary Sequences of Stellar Models with new Radiative Opacities. II - $Z = 0.02$. **Astronomy e Astrophysics Supplement Series**, v. 100, n. 3, p. 647-664. 1993. (ISSN 0365-0138)

Calura F. et al. Chemical Evolution and Nature of Damped Lyman- α Systems. **Monthly Notice of the Royal Astronomical Society**, v. 340, n 1, p. 59-72. 2003.

Charlot S., e Fall S. Attenuation of Lyman- α Emission by Dust in Damped Lyman- α Systems. **Astrophysical Journal**, Part 1, v. 378, Sept. 10, 1991, p. 471-475. 1991. (ISSN 0004-637X).

Clayton G. ; Eastwood K. The Newsletter of CSWA. In: Women at Work: A Meeting on the Status of Women in Astronomy. September 8-9, 1992, Baltimore **Proceedings**. Baltimore:, Maryland:, Space Telescope Science Institute (STScI), 1993, p.159.

Colbert J. e Malkan M.. NICMOS Snapshot Survey of Damped Lyman Alpha Quasars. **The Astrophysical Journal**, v 566, n 1, p. 51-67. 2002.

Elvis Martin. A Structure for Quasars. **The Astrophysical Journal**, v. 545, n. 1, p.. 63-76. 2000.

Fioc A. ; Rocca-Volmerange, 1997. PEGASE: a UV to NIR spectral evolution model of galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 468, p.469. 1997.

Fisher et al. Galaxy clustering around nearby luminous quasars. **Astronomy and Astrophysics**, v.326, p.950-962. 1996.

Greggio L ; Renzini, A . The UV emission of elliptical galaxies. **Mem. Soc. Astron. Ital.**, v. 70, p. 691-708. 1999.

Groenewegen M. et al. Synthetic AGB evolution. I - a new model. **Astronomy and Astrophysics**, v. 267, n. 2, p. 410-432. 1993. (ISSN 0004-6361).

Haehnelt M G.; Rees, M. J. The formation of nuclei in newly formed galaxies and the evolution of the quasar population. **Royal Astronomical Society, Monthly Notices**, v. 263, n. 1, p. 168-178. 1993. (ISSN 0035-8711)

Hogg D. W. Distance Measures in Cosmology. **Astroph.**, **9905116**. 1999.

Jimenez, R; Bowen, D. V.; Matteucci, F. On the Origin of Damped LYalpha Systems: A Case for Low Surface Brightness Galaxies?. **The Astrophysical Journal**, v. 514, n. 2, p. L83-L86. 1999.

Jones T. et al.. Physics of Compact Nonthermal Sources. H. Determination of Physical Parameters . **Astrophysical Journal**, v. 192, p. 261-278 1974. ADS. 1974.

Kulkarni V. et al. Abundance Patterns of Heavy Elements in Damped Lyman-Alpha Galaxies. **Astrophysical Journal Letters**, v.484, p.L7. 1997.

Kulkarni Kulkarni V. et al. NICMOS Imaging of the Damped Ly α ; Absorber at $Z=1.89$ toward LBQS 1210+1731: Constraints on Size and Star Formation Rate. **The Astrophysical Journal**, v 536, n 1, p. 36-61. 2000.

Kurucz R. **SINTHE Spectrum synthesis programs and line data**. Kurucz CD-ROM, Cambridge, MA: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993.

Le Brun V. et al. The Nature of Intermediate-Redshift Damped Ly α Absorbers. **Astronomy and Astrophysics**, v.321, p.733-748. 1997.

Longair M. **Galaxy Formation**. Berlin: Springer Verlag, Cap 17, p 410. 1998.

Lowenthal J. et al. Discovery of a Ly-alpha Galaxy Near a Damped Ly-alpha Absorber at $Z = 2.3$. **Astrophysical Journal**, Part 2 - Letters, v. 377, Aug. 20, p. L73-L77. 1991. (ISSN 0004-637X)

Lowenthal J. et al. Imaging and Spectroscopy of Damped LY alpha Quasi-Stellar Object Absorption-Line Clouds. **Astrophysical Journal** v.451, p.484. 1995.

Lu L. et al. Abundances at High Redshifts: The Chemical Enrichment History of Damped Ly alpha Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement** v.107, p.475. 1996.

Nestor, D. et al. Strong Absorption-Line Systems at Low Redshift: MGII and Damped Ly- α . In: The IGM/Galaxy Connection: the distribution of baryons at $z=0$, ASSL Conference, Dordrecht, 2003. **Proceedings**. Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, v. 281, p.27. 2003.

Peterson, B. M. An Introduction to Active Galactic Nuclei. **The Observatory**, v. 117, n. 1140, p. 314, 1997.

Pettini et al. Element Abundances at High Redshifts: The N/O Ratio in a Primeval Galaxy. **Astrophysical Journal** v.451, p.100. 1995.

Pettini M. et al. The Chemical Evolution of Galaxies at High Redshift. From Stars to Galaxies: The Impact of Stellar Physics on Galaxy Evolution. In: ASP Conference. Id at Porto Elounda Mare, Crete (Greece) 9-13 October 1995. **Proceedings**. Porto Elounda Mare, Crete (Greece): APS, v. 98, p. 559,1996.

Pettini M. et al. The Metallicity of High Redshift Galaxies: The Abundance of Zinc in 34 Damped Lyman Alpha Systems from $z = 0.7$ to 3.4. **Astrophysical Journal**, v.486, p.665. 1997.

Poggianti. K Evolutionary corrections from UV to IR. **Astronomy and Astrophysics**. Supplement series, v. 122, p 399-407. 197.

- Prochaska, J. Galactic chemical abundances at $z > 3$. I. first results from the echellette spectrograph and imager. **The Astrophysical Journal**, v 552, n 1, p. 99-105. 2001.
- Rao S. ; Turnhek D. Damped Lyman-Alpha Galaxies. **Astro-ph/0009096**. Disponível em . http://arxiv.org/PS_cache/astro-ph/pdf/0009/0009096.pdf Acesso em: 16/02/04. 2000.
- Rocca-Volmerange, B. Evolution models from UV to IR for high-redshift galaxies. observational cosmology. In: Astronomical Society of the Pacific Conference. Milano, Italy; 21-25 September 1992. **Proceedings**. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific (ASP), v. 51, p. 314, 1993.
- Salpeter, E. Accretion of interstellar matter by massive objects. **Astrophysical Journal**, v. 140, p.796-800. 1964.
- Sandage, A. The existence of a major new constituent of the universe: the quasistellar galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 141, p.1560. ADS. 1965.
- Sargent W. A Survey of lyman-limit absorption in the spectra of 59 high-redshift QSOs. **Astrophysical Journal Supplement.**, v. 69, Apr 1989, p. 703-761. 1989. Series (ISSN 0067-0049).
- Scalo J. The Stellar initial mass function. **Fundamentals of cosmic physics**, v. 11, May , p. 1-278. 1986. (ISSN 0094-5846).
- Schmidt, M. Optical observations of the radio source 3C 273. **Astronomical Journal**, v. 68, p. 289. ADS. 1963.
- Schoenberner D. Late stages of stellar evolution. II - mass loss and the transition of asymptotic giant branch stars into hot remnants. **Astrophysical Journal**, Part 1, v. 272, Sept. 15, p. 708-714. 1983. (ISSN 0004-637X).
- Searle L. The history of star formation and the colors of late-type galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 179, p. 427-438. 1973.
- Silva L. Modelling the effects of dust on galactic SEDs from the UV to he millimeter band. **Astrophysical Journal**, v 509, n. 1, p. 103-117. 2001.
- Smith L.J. The chemical evolution of galaxies at high redshift. **Astro-ph/9601153**. 1996. Disponível em: http://arxiv.org/PS_cache/astro-ph/pdf/9601/9601153.pdf Acesso em: 16/02/04. 1996.
- Steidel C. e Hamilton D. Deep imaging of high redshift QSO fields below the Lyman limit. I - The Field of Q0000-263 and Galaxies at $Z = 3.4$. **Astronomical Journal**, v. 104, n. 3, p. 941-949. Sept 1992. (ISSN 0004-6256).

Steidel C. et al. The $Z = 0.8596$ damped Ly-alpha absorbing galaxy toward PKS 0454+039. **Astrophysical Journal**, Part 2 -, v. 440, n. 2, p. L45-L48. 1995. (ISSN 0004-637X)

Storrie-Lombardi, L. J.; McMahon, R. G.; Irwin, M. J. Evolution of neutral gas at high redshift: implications for the epoch of galaxy formation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v 283, n 3, p. L79-L83. 1996.

Tanvir, N R.; Aragon-Salamanca, A; Wall, J. V. The Hubble space telescope and the high redshift universe. Herstmonceux conference, 37., Cambridge, UK, 1-5 July 1996. **Proceedings**. Singapore: World Scientific Publishing Company, 1997,

Terlevich R. ; Boyle B. Young ellipticals at high redshift. **Royal Astronomical Society, Monthly Notices**, v. 262, n. 2, p. 491-498. 1993. (ISSN 0035-8711).

Tinsley B. Stellar Evolution in Elliptical Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 178, p. 319-336. 1972.

Vanden Berk, D. E. et al. Composite quasar spectra from the sloan digital sky survey. **The Astronomical Journal**, v 122, n 2, p. 549-564. 2001.

Warren et al. NICMOS imaging search for high redshift damped Ly α galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 326, n 2, p. 759-773. 2002.

Weedman W. D. **Quasar Astronomy**. Cambridge: University Press, Apr 1998. 232 p.

Weedman D.W. Introduction in active galactic nuclei. In: Hazard C.; Mitton .S. ed. **Active Galactic Nuclei**. Cambridge: Univ.Press, 1979

Wolfe A. New evidence from the Lyman-alpha forest concerning the formation of Galaxies.) **Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A**. London, England, Oct. 23, 24, v. 320, n. 1556, Dec. 17, 1986, p. 503-515. 1986. (ISSN 0080-4614).

Wolfe A. The HST quasar absorption line key project VII. absorption systems at $z_{\text{abs}} \leq 1.3$. **Astrophysical Journal**, v.457, p.19. 1996.

Wolfe A. ; Prochaska J. On the evolution of Damped Ly Apha Systems to Galactic Disks. **Astrophysical Journal Letters**, v.494, p.L15 1998.

Zel'dovich Y. Probability of quasar production. **Soviet Astronomy**, v. 9, p.221. 1965.

APENDICE A

SCRIPTS

A.1. Script “qsoedla.cl”.

O código PEGASE gera um arquivo com a SED de cada tipo espectral, para diferentes idades. Este arquivo apresenta primeiro os comprimentos de onda, depois os fluxos do contínuo e finalmente os fluxos das linhas, todos estes dados formatados em cinco colunas. Devido a esta formatação, foi necessário criar e rodar outro programa em FORTRAN, chamado “ler” (ver mais adiante) que muda o formato do arquivo gerado pelo PEGASE. Este procedimento gera dois arquivos: um de comprimentos de onda e outro de fluxos, cada um de uma coluna. Em seguida, eram criados os arquivos “e_semlinhas.txt”, “sa_semlinhas.txt” e “sc_semlinhas.txt”, com os fluxos para as idades, 0, 100, 500, 1000, 3000, 5000, 7000, 9000, 11000, 13000 e 19000 Ma, necessários para rodar “qsoedla.cl”, explicado no capítulo 4.

O *script* “qsoedla.cl” deve ser carregado logo depois de ter iniciado o IRAF, assim:

```
task qsoedla = qsoedla.cl
```

Para usá-lo, simplesmente é dada a instrução:

```
qsoedla
```

Na pasta onde é rodado, devem estar os arquivos “e.txt”, “sa.txt” e “sc.txt”, os quais contêm a informação da distribuição espectral das respetivas galáxia, assim: os valores dos λ s (1 coluna) e dos fluxos para as idades em Megaanos de 0, 100, 500, 1000, 3000, 5000, 7000, 9000, 11000, 13000 e 19000 (nas colunas 2 até 11).

Igualmente “qsoedla.cl” usa o programa “tlb.f” que calcula o “lookback-time”, i.e., o tempo a radiação emitida por um objeto em um *redshift* dado leva até o local de observação. Desta maneira, com os *redshifts* de formação e de observação para o caso da galáxia, acha-se a sua idade. Esta idade não pode ser maior que 19 Ga nem o *redshift* (qualquer), menor de zero! (se fossem, qsoedla.cl dá erro).

Também é preciso que estejam na mesma pasta os arquivos executáveis correspondentes a “dcm.f” e “tlb.f”, os quais aparecem mais para frente. Tanto estes programas como *qsoedla*, geram arquivos temporários que ficam na pasta. Chamam-se eles “cosmoz.txt”, “resultdcm.txt” e “resultlb.txt”. “qsoedla” gera imagens que ficam na pasta. Elas podem ser observadas depois de ter acabado de rodar *qsoedla* com o comando “*splot*”, entre outros. As principais destas imagens são “galaxiazcal.fits” (galáxia deslocada), “qsozcal.fits” (QSO deslocado), “soma.fits” (soma dos espectros da galáxia e do qso) e “contraste.fits” (valor da variável contraste para cada lambda). Os arquivos com dados em forma de texto são: “galaxiazcal.txt” (fluxo para cada lambda de “galaxiazcal.fits”), “qsozcal.txt” (fluxo para cada λ de “qsozcal.fits”) e “soma.txt” (fluxo para cada λ de “soma.fits”). O *script* também dá ao usuário a possibilidade de ir armazenando os resultados de simulações consecutivas em um arquivo “contrastetotal.txt”. Para se mostrar este arquivo, criam-se os arquivos temporários “contraste.tab” (tabela criada a partir de “contraste.txt”), “contrasteparcial.tab” (cópia de “contrastetotal.tab”), “contrastecriterio.tab” (λ s e variável “contraste” que satisfazem o critério) e “contrastetotal.tab” (igual que anterior só que das simulações consecutivas).

Nas simulações realizadas, foi tomado o valor da densidade da matéria $\Omega_m = 1/3$ e a densidade do vácuo $\Omega_\Lambda = 2/3$. O valor da constante de Hubble foi $H_0 = 100 h \text{ km.Mpc}^{-1}.\text{s}^{-1}$ com o valor de $h = 0.75$.

O usuário deve entrar com o valor da magnitude do *template*, quando for pedido. Este valor aparece logo antes na informação dada por *sbands* no *script*. É o valor correspondente à magnitude do filtro azul. Exemplo:

```

# SBANDS: NOAO/IRAF V2.11.3EXPORT mauricio@beta Wed 16:57:32 26-Dec-2001
# bands = bands.dat, norm = no, mag = yes, magzero = -20.42
# band filter wavelength width
# blue none 4400. 1000.
# vis none 5500. 800.
#
# spectrum band mag
galaxia.fits(1) blue -99.7703
galaxia.fits(1) vis -99.2844

```

Neste caso o usuário entra “-99.7703”. “Qsoedla” se encarregará de calibrar o espectro da galáxia para que ela tenha uma magnitude no azul de -19 ou -18 , a qual está definida na variável “maggal”. A soma está limitada a ser calculada no intervalo de comprimentos de onda comuns ao espectro do QSO e da galáxia. Quando sim_QSOmaisDLA não pode realizar a soma, ele gera como resultado o valor “1” na imagem “S_N.fits” (ver figuras do capítulo 4). O *script* pode ser melhorado, com novos espectros sintéticos de cada tipo espectral.

```

# Começo script
#COM PSF tintegrate
procedure qsoedla (t, fc, age, zg, zq, maggal, magqso, p, T, l1, l2)

real fc {prompt="quantas filas e colunas de pixels deseja usar (1, 2,
3...)?"}
string t {prompt="tipo de galaxia? (E, Sa ou Sc)"}
real age {prompt="idade da galaxia em Ma?"}
real zg {prompt="redshift da galaxia? (x.x)"}
real l1 {prompt="Lambda inicial para calcular S/N"}
real l2 {prompt="Lambda final para calcular S/N"}
real zq {prompt="redshift do QSO? (x.x)"}
real m0gal {prompt="magnitudo da galaxia antes do dimming? (no template)"}
real maggal {prompt="magnitudo absoluta da galaxia?"}
real magqso {prompt="magnitudo absoluta do qso?"}
#real m0qso {prompt="magnitudo do QSO antes do dimming? (no template)"}
real p {prompt="Parametro de impacto?"}
real T {prompt="Tempo de exposicao?"}

begin

```

```

file gal, galf, table
file galaxia
file galaxiazcal, galbands
file galaxiazcaltxt

file qso, qsoz, qsocal, qsoxtxt, qsozcal, qsobands, qsozcaltxt

file somatxt, cosmoz, resultdcm, resultlb

file contrastecriteriotab, contrasteparcialtab, contrastetotaltab, contrastetotaltxt

string tipo, lixo, integran, independ
real z_dla, z_qso
real idade1, idade2, idade_dla
real omega_m, omega_l, sigma, p_impacto, tempo
real filcol
real H_zero, m0qso, beta, raio, area, PSFparcial
real correcaoagal, correcaoqso
real h, a, A, f

real x, y, z, i, tl, n
real D, m, Li, Lf, N_DLA, N_QSO, SN

#####

oned
tables

resultlb = "resultlb.txt"
resultdcm = "resultdcm.txt"
cosmoz = "cosmoz.txt"

#gal = "gal.txt"
galf = "galf.txt"

galaxia = "galaxia.fits"
galaxiazcal = "galaxiazcal.fits"
galbands = "galbands.txt"
galaxiazcaltxt = "galaxiazcal.txt"

qso = "qso.fits"
qsoz = "qsoz.fits"
qsocal = "qsocal.fits"
qsoxtxt = "qso.txt"
qsozcal = "qsozcal.fits"
qsozcaltxt = "qsozcal.txt"
qsobands = "qsobands.txt"

#soma = "soma.fits"
somatxt = "soma.txt"

contrastecriteriotab="contrastecriterio.tab"
contrasteparcialtab="contrasteparcial.tab"

```



```
contrastetotaltab="contrastetotal.tab"  
contrastetotaltxt="contrastetotal.txt"
```

```
imdel galaxia.fits  
imdel galaxia1.fits  
imdel galaxia2.fits  
imdel galaxiacal1.fits  
imdel galaxiacal2.fits  
imdel galaxiazcal.fits  
imdel galaxiazcal4.fits  
imdel galaxiazcal5.fits  
#del gal.txt  
del galf.txt  
del galf1.txt  
del galf2.txt  
del galaxiazcal.txt  
del galaxiazcal4.txt  
del galaxiazcal5.txt  
del galaxiazcal6.txt  
del galbands.txt
```

```
imdel qsocal1.fits  
imdel qsocal2.fits  
imdel qsozcal.fits  
imdel qsozcal2.fits  
imdel qsozcal3.fits  
imdel qsozcal4.fits  
del qsozcal.txt  
del qsozcal4.txt  
del qsozcal5.txt  
del qsozcal6.txt  
del qsobands.txt
```

```
del soma.txt  
imdel soma.fits  
imdel Ndl.fits  
imdel Nqso.fits  
imdel numerador.fits  
imdel denominador.fits  
imdel denominador2.fits  
imdel denominador3.fits
```

```
del S_N.txt  
del S_N2.txt  
del resultSN.txt  
imdel S_N.fits  
imdel S_N2.fits
```

```
# parametros do telescópio HST  
A = 3.14*120.**2  
a = 0.075  
sigma = 0.04
```

```
# parametros do telescópio CTIO
```

```

#A = 3.14*(200.)**2
#a = 0.53
#sigma = 0.764

# parametros do telescópio ?
#A = 3.14*(120.)**2
#a = 0.275
#sigma = 0.764

# parametros do telescópio UKIRT
#A = 3.14*190.**2
#a = 0.6
#sigma = 0.2

# parametros do telescópio Gemini (GMOS) (sigma do Cerro Pachon)
#A = 3.14*405.**2
#a = 0.072
#sigma = 0.89

# parametros do telescópio SOAR (sigma do Cerro Pachon)
#A = 3.14*210.**2
#a = 0.05
#sigma = 0.89

f = 0.7
tempo = T
beta = 3.
m = (f*tempo*A) / ( (6.63e-27)*(3.e18) )
#print(m)

tipo = t
z_dla = zg
z_qso = zq
p_impacto = p
h = 0.7
H_zero = 100.*h
omega_m = 1./3.
omega_l = 2./3.
m0qso = -27.9605
filcol = fc
raio = filcol*a/2.
area = raio*a
idade_dla = age
Li = l1
Lf = l2

#####
# begin : calculo da idade da galaxia
#del cosmoz.txt
#del resultlb.txt
#print (omega_l , omega_m , z0_dla, >> cosmoz)
#!tlb.e
#list = resultlb
#while (fscan (list, tl) != EOF)
#x0 = tl

```

```

#print(x0)
#del cosmoz.txt
#del resultlb.txt
#print(omega_1 , omega_m , z_dla, >> cosmoz)
#!tlb.e
#list = resultlb
#while (fscan (list, tl) != EOF)
#x = tl
#print(x)
#idade_dla = (9780./h)*(x0 - x)
#print ("A idade do DLA em Ma, no momento da observacao e:")
#print(idade_dla)
# end: calculo da idade da galaxia
#####
#begin: escolha de espectro da galaxia a deslocar e somar,
#      Criacao da imagem a partir desde espectro.
if (tipo == "E") gal = "e_semlinhas.txt"
else if (tipo == "Sa") gal = "sa_semlinhas.txt"
else if (tipo == "Sc") gal = "sc_semlinhas.txt"

if (100. > idade_dla ee idade_dla > 0.){
    fields (gal,"1,2", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,3", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 0.
    idade2 = 100.
}
else if (500. > idade_dla ee idade_dla > 100.){
    fields (gal,"1,3", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,4", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 100.
    idade2 = 500.
}
else if (1000. > idade_dla ee idade_dla > 500.){
    fields (gal,"1,4", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,5", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 500.
    idade2 = 1000.
}
else if (3000. > idade_dla ee idade_dla > 1000.){
    fields (gal,"1,5", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,6", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 1000.
    idade2 = 3000.
}
else if (5000. > idade_dla ee idade_dla > 3000.){
    fields (gal,"1,6", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,7", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 3000.
    idade2 = 5000.
}
else if (7000. > idade_dla ee idade_dla > 5000.){
    fields (gal,"1,7", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,8", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 5000.
    idade2 = 7000.
}

```

```

    }
else if (9000. > idade_dla ee idade_dla > 7000.){
    fields(gal,"1,8", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields(gal,"1,9", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 7000.
    idade2 = 9000.
}
else if (11000. > idade_dla ee idade_dla > 9000.){
    fields (gal,"1,9", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 9000.
    idade2 = 11000.
}
else if (13000. > idade_dla ee idade_dla > 11000.){
    fields (gal,"1,9", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 11000.
    idade2 = 13000.
}
else if (19000. > idade_dla ee idade_dla > 13000.){
    fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf1.txt")
    fields (gal,"1,11", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > "galf2.txt")
    idade1 = 13000.
    idade2 = 19000.
}

else if (idade_dla < 0.) print("valor nao valido para o redshift de formacao e/ou observacao.")
else if (idade_dla == 0.) fields (gal,"1,2", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (100. == idade_dla) fields (gal,"1,3", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (500. == idade_dla) fields (gal,"1,4", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (1000. == idade_dla) fields (gal,"1,5", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (3000. == idade_dla) fields (gal,"1,7", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (5000. == idade_dla) fields (gal,"1,9", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (7000. == idade_dla) fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (9000. == idade_dla) fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (11000. == idade_dla) fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (13000. == idade_dla) fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (19000. == idade_dla) fields (gal,"1,10", lines="1-", quit_if_miss=no, print_file_n=no, > galf)
else if (idade_dla > 19000.) print("valor nao valido para o redshift de formacao e/ou observacao.")

if (idade_dla != 0. ee idade_dla != 100. ee idade_dla != 500. ee idade_dla !=1000. ee idade_dla !=3000.
ee idade_dla !=5000. ee idade_dla !=7000. ee idade_dla !=9000. ee idade_dla != 11000. ee idade_dla !=
13000. ee idade_dla != 19000.){
    correcaoal = (idade_dla - idade1)/(idade2 - idade1)
    rspectext ("galf1.txt", "galaxia1.fits", title=" ", flux=no, dtype="nonlinear", crval1=1.,
cdelt1=1., fd1="", fd2="")
    rspectext ("galf2.txt", "galaxia2.fits", title=" ", flux=no, dtype="nonlinear", crval1=1.,
cdelt1=1., fd1="", fd2="")
    sarith ("galaxia2.fits", "-", "galaxia1.fits", galaxia, w1=INDEF, w2=INDEF,
apertures="", bands="", beams="", apodulus=0, reverse=no, ignoreaps=no, format="multispec",
renumber=no, offset=0, clobber=yes, merge=no, rebin=yes, errval=0., verbose=no)
    imarith (galaxia, "*", correcaoal, galaxia, title="", divzero=0., hparams="",
pixtype="", calctype="", verbose=no, noact=no)

```

```

                sarith (galaxia, "+", "galaxia1.fits", galaxia, w1=INDEF, w2=INDEF, apertures="",
bands="", beams="", apmodulus=0, reverse=no, ignoreaps=no, format="multispec", renumber=no,
offset=0, clobber=yes, merge=no, rebin=yes, errval=0., verbose=no)
                wspectext (galaxia, galf, header=no, wformat="")
            }
else{
                rspectext (galf, galaxia, title=" ", flux=no, dtype="nonlinear", crval1=1., cdelt1=1.,
fd1="", fd2="")
            }

#splot (galaxia)
#end:          escolha de espectro da galaxia a deslocar e somar ,
#             Criacao da imagem a partir desde espectro.
#####
# begin calibracao, dimming distancia, dopcor, dimming cosmologico e preparacao do arquivo para
calcular numero de fotons do DLA
del cosmoz.txt
del resultdcm.txt
print (omega_l , omega_m , z_dla, >> cosmoz)
!dcm.e
# Se z0_dla = 0, D = 0 e a segunda correcao gal dar erro.
list = resultdcm
while (fscan (list, D) != EOF)
print (D)
print (" A galaxia esta a uma distancia de ", D*3000./h, "Mpc")
#cat (cosmoz)
sbands (galaxia, galbands, "B.dat", normalize=no, mag+, magzero=-20.36,verbose-)
type (galbands, map_cc=yes, device="terminal")
list = galbands
while (fscanf (list, "%20s %20s %10f", x, y, z) != EOF)
m0gal = z
correcaoGal = 10.**(-0.4*(maggal-m0gal))
imarith (galaxia, "*", correcaoGal, "galaxiacal1.fits", title="", divzero=0., hparams="", pixtype="",
calctype="", verbose=no, noact=no)
#sarith (galaxia, "*", correcaoGal, "galaxiacal1.fits", w1=INDEF, w2=INDEF, apertures="", bands="",
beams="", apmodulus=0, reverse=no, ignoreaps=no, format="onedspec", renumber=no, offset=0,
clobber=yes, merge=no, rebin=yes, errval=0., verbose=no)
#splot ("galaxiacal1.fits")
sbands ("galaxiacal1.fits", galbands, "B.dat", normalize=no, mag+, magzero=-20.36,verbose-)
#type (galbands, map_cc=yes, device="terminal")
correcaoGal = ((h*3.e-9)**2) / D**2
#print(correcaoGal)
imarith ("galaxiacal1.fits", "*", correcaoGal, "galaxiacal2.fits", title="", divzero=0., hparams="",
pixtype="", calctype="", verbose=no, noact=no)
z_dla = (1./(1.+z_dla)-1.)
dopcor ("galaxiacal2.fits", galaxiazcal, z_dla, isvelocity=no, add=no, dispersion=yes, flux=yes, factor=3.,
apertures="", verbose=no)
#splot(galaxiazcal)
sbands (galaxiazcal, galbands, "B.dat", normalize=no, mag+, magzero=-20.36,verbose-)
type (galbands, map_cc=yes, device="terminal")
wspectext (galaxiazcal, galaxiazcaltxt, header=no, wformat="")
tcreate ("galaxiazcal.tab", "nomes_colunas_fluxo.txt", galaxiazcaltxt, uparfile="", nskip=0, nlines=0,
nrows=0, hist=no, extrapar=0, tbltype="default", extracol=0)
tcalc ("galaxiazcal.tab", "produto", "lambdas*fluxo", datatype="real", colunits="", colfmt=" ")
tproject ("galaxiazcal.tab", "galaxiazcal2.tab", "lambdas.produto", uniq=no)

```

```

trebin ("galaxiazcal2.tab", "galaxiazcal3.tab", "lambdas", 0., 100000., 25., xtable="", function="linear",
extrapolate=no, value=0., padvalue=INDEF, verbose=yes, Version="4May2000")
tselect ("galaxiazcal3.tab", "galaxiazcal4.tab", "produto > 0.")
tdum      ("galaxiazcal4.tab",      cdfile="STDOUT", pfile="STDOUT", datafile="galaxiazcal4.txt",
columns="", rows="-", pwidth=-1)
rspectext ("galaxiazcal4.txt", "galaxiazcal4.fits", title=" ", flux=no, dtype="interp", crval1=1., cdelt1=1.,
fd1="", fd2="")
sarith ("galaxiazcal4.fits", "*", m*(1.- exp((-raio**2)/(2.*sigma**2))), "galaxiazcal5.fits", w1=INDEF,
w2=INDEF, apertures="", bands="", beams="", apmodulus=0, reverse=no, ignoreaps=no,
format="multispec", renumber=no, offset=0, clobber=yes, merge=no, rebin=yes, errval=0., verbose=no)
wspectext ("galaxiazcal5.fits", "galaxiazcal5.txt", header=no, wformat="")
!Ndla.e
rspectext ("galaxiazcal6.txt", "Ndla.fits", title=" ", flux=no, dtype="interp", crval1=1., cdelt1=1., fd1="",
fd2="")
# end: calibracao, dimming distancia, dopcor, dimming cosmologico e preparacao do arquivo para calcular
numero de fotons do DLA
#####
# begin: calibracao, dimming distancia, dopcor, dimming cosmologico e criacao de arquivo .txt para o
QSO
# parametros para criar qso.fits: rspectext(qsotxt, qso, title="", flux=no, dtype="interp",
crval1=1., cdelt1=1., fd1="", fd2="")
del cosmoz.txt
del resultdcm.txt
print (omega_l, omega_m, z_qso, >>> cosmoz)
!dcm.e
list = resultdcm
while (fscan (list, D) != EOF)
print (D)
print (" O QSO esta a uma distancia de ", D*3000./h, "Mpc")
#cat(cosmoz)
sbands (qso, qsobands, "B.dat", normalize=no, mag+, magzero=-20.36, verbose-)
type (qsobands, map_cc=yes, device="terminal")
correcaoqso = 10.**(-0.4*(magqso-m0qso))
imarith (qso, "*", correcaoqso, "qsocal1.fits", title="", divzero=0., hparams="", pixtype="", calctype="",
verbose=no, noact=no)
#splot("qsocal1.fits")
sbands ("qsocal1.fits", qsobands, "B.dat", normalize=no, mag+, magzero=-20.36, verbose-)
#type (qsobands, map_cc=yes, device="terminal")
correcaoqso = ((h*3.e-9)**2) / D**2
imarith("qsocal1.fits", "*", correcaoqso, "qsocal2.fits", title="", divzero=0.,
hparams="", pixtype="", calctype="", verbose=no, noact=no)
z_qso = (1./(1.+z_qso)-1.)
dopcor ("qsocal2.fits", qsozcal, z_qso, isvelocity=no, add=no, dispersion=yes, flux=yes,
factor=3., apertures="", verbose=no)
#splot(qsozcal)
sbands (qsozcal, qsobands, "B.dat", normalize=no, mag+, magzero=-20.36, verbose-)
type(qsobands, map_cc=yes, device="terminal")
wspectext (qsozcal, qsozcaltxt, header=no, wformat="")
tcreate ("qsozcal.tab", "nomes_colunas_fluxo.txt", qsozcaltxt, uparfile="", nskip=0, nlines=0, nrows=0,
hist=no, extrapar=0, tbltype="default", extracol=0)
tealc ("qsozcal.tab", "produto", "lambdas*fluxo", datatype="real", colunits="", colfmt=" ")
tproject ("qsozcal.tab", "qsozcal2.tab", "lambdas, produto", uniq=no)
trebin ("qsozcal2.tab", "qsozcal3.tab", "lambdas", 0., 100000., 25., xtable="", function="linear",
extrapolate=no, value=0., padvalue=INDEF, verbose=yes, Version="4May2000")
tselect ("qsozcal3.tab", "qsozcal4.tab", "produto > 0.")

```

```

tdum("qsozcal4.tab",cdfile="STDOUT",pfile="STDOUT",datafile="qsozcal4.txt",columns="",rows="-
",pwidth=-1)
rspectext("qsozcal4.txt", "qsozcal4.fits", title=" ",flux=no,dtype="interp",crval1=1.,cdelt1=1., fd1="",
fd2="")
PSFparcial = 0.
i = p_impacto - raio
while (i <= p_impacto + raio){
    PSFparcial = PSFparcial + exp(-i**2/(2.*sigma**2))/(2.*3.14*sigma**2)
    i = i + a/2.
}
print (PSFparcial)
sarith ("qsozcal4.fits", "*", area*m*PSFparcial, "qsozcal5.fits", w1=INDEF, w2=INDEF, apertures="",
bands="", beams="", apodulus=0, reverse=no, ignoreaps=no, format="multispec", renumber=no,
offset=0, clobber=yes, merge=no, rebin=yes, errval=0., verbose=no)
wspectext ("qsozcal5.fits", "qsozcal5.txt", header=no, wformat="")
!Nqso.e
rspectext("qsozcal6.txt", "Nqso.fits", title=" ",flux=no,dtype="interp",crval1=1.,cdelt1=1., fd1="",
fd2="")
# end: calibracao, dimming distancia, dopcor, dimming cosmologico e criacaodearquivo .txt para o QSO
#####
#begin: soma e criacao de arquivo .txt
sarith (qsozcal, "+", galaxiazcal, "soma.fits", w1=INDEF,w2=INDEF,apertures="", bands="", beams="",
apodulus=0, reverse=no,ignoreaps=no,format="multispec", renumber=no, offset=0, clobber=yes,
merge=no,rebin=yes,errval=0., verbose=no)
#splot("soma.fits")
#specplot("qsozcal.galaxiazcal,soma.fits",apertures="", bands="1",autolayout=no,autoscale=no,
fraction=1., units="", scale="1.", offset="0.",step=0., ptype="1", labels="user", ulabels="", xlpos=1.02,
ylpos=0.,sysid=yes, yscale=no, title="", xlabel="", ylabel="", xmin=INDEF,xmax=INDEF,ymin=INDEF,
ymax=INDEF, logfile="", graphics="stdgraph", cursor="")
wspectext("soma.fits", somatxt, header=no, wformat="")
#end: soma e criacao de arquivo .txt
#####
# Begin: Calculo do S/N para varios pixeis.
sarith ("Ndla.fits","*", 1.e20/beta,"numerador.fits",w1=INDEF,w2=INDEF,apertures="",bands="",
beams="", apodulus=0,reverse=no,ignoreaps=no,format="multispec",renumber=no,offset=0,
clobber+,merge=no,rebin+,errval= 0., verbose=no)
#splot ("Ndla.fits")
#splot ("numerador.fits")
# A ordem dos somandos altera a imagem resultante denominador2.fits
sarith ("Nqso.fits","+","Ndla.fits","denominador2.fits",w1=INDEF,w2=INDEF,apertures="",bands="",
beams="", apodulus=0,reverse=no,ignoreaps=no,format="multispec",renumber=no,offset=0,
clobber+,merge=no,rebin+,errval= 0., verbose=no)
sarith ("denominador2.fits","sqrt","", "denominador3.fits",w1=INDEF,w2=INDEF,apertures="",bands="",
beams="", apodulus=0,reverse=no,ignoreaps=no,format="multispec",renumber=no,offset=0,
clobber+,merge=no,rebin+,errval= 0., verbose=no)
imarith ("denominador3.fits", "*",1.e20,"denominador.fits",title="",divzero=0., hparams="",
pixtype="",calctype="",verbose=no, noact=no)
#splot ("denominador.fits")
sarith ("numerador.fits","/","denominador.fits","S_N2.fits",w1=INDEF,w2=INDEF,apertures="",
bands="", beams="",apodulus=0, reverse=no,ignoreaps=no,format="multispec", renumber=no,offset=0,
clobber+, merge=no,rebin+,errval= 1., verbose=no)
wspectext ("S_N2.fits", "S_N2.txt",header=no, wformat="")
tcreate ("S_N2.tab","nomes_colunas_contraste.txt", "S_N2.txt", uparfile="",nskip=0, nlines=0, nrows=0,
hist=no, extrapar=0,tbltype="default",extracol=0)
tselect ("S_N2.tab","S_N3.tab", "contraste != 1.")

```

```

tdum("S_N3.tab",cdfile="STDOUT",pfile="STDOUT",datafile="S_N.txt",columns="",rows="-
",pwidth=-1)
rspectext("S_N.txt", "S_N.fits", title=" ",flux=no,dtype="interp",crval1=1.,cdelt1=1., fd1="", fd2="")
#splot ("S_N.fits")
# End: Calculo do S/N para varios pixeis.
#####
# Begin: Calculo do S/N para uma banda dada.
tcreate ("N_DLA2.tab","nomes_colunas_fluxo.txt", "galaxiazcal5.txt", uparfile="", nskip=0, nlines=0,
nrows=0, hist=no, extrapar=0, tbltype="default", extracol=0)
lixo = str(Li) // " <= lambdas"
tquery (intab="N_DLA2.tab",outtab="N_DLA3.tab", expr=lixo, col="", sort="", uniq=no, ascend=yes,
casesens=yes)
lixo = str(Lf) // " >= lambdas"
tquery (intab="N_DLA3.tab",outtab="N_DLA.tab", expr=lixo, col="", sort="", uniq=no, ascend=yes,
casesens=yes)
table = "N_DLA.tab"
integran = "fluxo"
independ = "lambdas"
tintegrate(table,integran,independ)
N_DLA = tintegrate.integral
print ("N_DLA = ", N_DLA)

tcreate ("N_QSO2.tab","nomes_colunas_fluxo.txt", "qsozcal5.txt", uparfile="", nskip=0, nlines=0,
nrows=0, hist=no, extrapar=0, tbltype="default", extracol=0)
lixo = str(Li) // " <= lambdas"
tquery (intab="N_QSO2.tab",outtab="N_QSO3.tab", expr=lixo, col="", sort="", uniq=no, ascend=yes,
casesens=yes)
lixo = str(Lf) // " >= lambdas"
tquery (intab="N_QSO3.tab",outtab="N_QSO.tab", expr=lixo, col="", sort="", uniq=no, ascend=yes,
casesens=yes)
table = "N_QSO.tab"
integran = "fluxo"
independ = "lambdas"
tintegrate(table,integran,independ)
N_QSO = tintegrate.integral
print ("N_QSO = ", N_QSO)

SN = N_DLA / (N_DLA + N_QSO)**0.5
print (SN)
print (SN, >> "resultSN.txt")
# End: Calculo do S/N para uma banda dada.
#####

gal=""
galf=""
galaxia = ""
galaxiazcal=""
#galaxiaz = ""

galaxiazcal = ""
#galcalbands = ""
galaxiazcaltxt = ""

qso = ""
qsoz = ""

```



```

qsozcal = ""
#qsocalbands = ""
qsozcaltxt = ""

somatxt = ""

contrastecriteriotab=""
contrasteparcialtab=""
contrastetotaltab=""
contrastetotaltxt=""

end
# Fim script

```

O anterior (incluída a linha após do end) é o *script* qsoedla.cl. As linhas que começam com “#” são comentários.

A.2. Programa Distância Comóvel.

O seguinte programa chamasse dcm.f. Deve ser compilado com Fortran 77. Com Fortran 90 também deve funcionar. O executável deve ser nomeado dcm.e, pois é com este nome que ele é chamado dentro de qsoedla.cl:

```
f77 dcm.f -o dcm.e
```

Ele lê o arquivo temporário “cosmoz.txt” e cria o arquivo “resultdcm.txt”, que vai ser lido por “sim_QSOmaisDLA”. “dcm.e” usa o $\Omega_m = 1/3$, $\Omega_\Lambda = 2/3$ e $H_0 = 75 \text{ km.s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$.

```

real z, z_p
real omega_l, omega_m
real func, a, b, c
real z_min, z_max, valor

real factor_dist, factor_temp, h
real Dh, Th
, Dc1
c Dc1 e igual a D no script calzdim.cl

```

```

common /parametros/omega_l, omega_m

data factor_dist/3.e+3/          ! em Mparsecs
data factor_temp/9.78e+3/       ! em Manos
data h/0.75/                     ! Ho/100

open(2, file='cosmoz.txt')

open(3, file='resultdcm.txt')

read(2,*) omega_l, omega_m, z

z_p = z + 1.

Dh = factor_dist/h ! em Mparsecs
Th = factor_temp/h      ! em Manos

100      format(' h = ',f4.2/'OM_L = ',f4.2/'OM_M = ',F4.2,4x,
e 'D_comovel(Mpc) D_com/D_Hubble')

C Distancia Comovel (l.o.s)

a=func(0.)
b=func(1.)
c= func(z)

z_min = 0.
z_max = z

CALL QROMB(func,z_min,z_max,DC1)

C valor = DC1*Dh*h

valor = DC1
write(3,*) valor

200      format(3x,'z = ',f5.2,6x,f8.2,7x,f6.3)

stop
end

CCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCC
CCCCCCCCCCCC

real function func(Z)

real z, z_p
real omega_l, omega_m
real func

```

```

common /parametros/omega_1, omega_m

z_p = z + 1.
func = 1./sqrt((1. + z*omega_m)*z_p*z_p - z*(z_p + 1)*omega_1)
return
end

```

```

CCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCC
CCCCCCCC

```

```

c include '/opt/nrecipes2/for/polint.for'
c include '/opt/nrecipes2/for/trapzd.for'
c include '/opt/nrecipes2/for/qromb.for'

```

```

SUBROUTINE qromb(func,a,b,ss)

```

```

INTEGER JMAX,JMAXP,K,KM
REAL a,b,func,ss,EPS
EXTERNAL func
PARAMETER (EPS=1.e-6, JMAX=20, JMAXP=JMAX+1, K=5, KM=K-1)
INTEGER j
REAL dss,h(JMAXP),s(JMAXP)

```

```

CU USES polint,trapzd

```

```

h(1)=1.
do 11 j=1,JMAX
call trapzd(func,a,b,s(j),j)
c write(*,*) 'qromb: s(',j,') = ',s(j)
if (j.ge.K) then
call polint(h(j-KM),s(j-KM),K,0.,ss,dss)
if (abs(dss).le.EPS*abs(ss)) return
endif
s(j+1)=s(j)
h(j+1)=0.25*h(j)
11 continue
pause 'too many steps in qromb'
END

```

```

C (C) Copr. 1986-92 Numerical Recipes Software 41$$!)L.

```

```

CCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCC
CCCCCCCC

```

```

SUBROUTINE trapzd(func,a,b,sd,n)

```

```

INTEGER n
REAL a,b,sd,func
EXTERNAL func
INTEGER it,j
REAL del,sum,tnm,x

if (n.eq.1) then
sd=0.5*(b-a)*(func(a)+func(b))
else
it=2**(n-2)

```

```

tnm=it
del=(b-a)/tnm
x=a+0.5*del
sum=0.
do 11 j=1,it
  sum=sum+func(x)
  x=x+del
11  continue
  sd=0.5*(sd+(b-a)*sum/tnm)
endif
return
END

```

C (C) Copr. 1986-92 Numerical Recipes Software 41\$\$!)L.

CC

SUBROUTINE polint(xa,ya,n,x,y,dy)

```

INTEGER n,NMAX
REAL dy,x,y,xa(n),ya(n)
PARAMETER (NMAX=10)
INTEGER i,m,ns
REAL den,dif,dift,ho,hp,w,c(NMAX),d(NMAX)

```

```

ns=1
dif=abs(x-xa(1))
do 11 i=1,n
  dift=abs(x-xa(i))
  if (dift.lt.dif) then
    ns=i
    dif=dift
  endif
  c(i)=ya(i)
  d(i)=ya(i)
11  continue
y=ya(ns)
ns=ns-1
do 13 m=1,n-1
  do 12 i=1,n-m
    ho=xa(i)-x
    hp=xa(i+m)-x
    w=c(i+1)-d(i)
    den=ho-hp
    if(den.eq.0.)pause 'failure in polint'
    den=w/den
    d(i)=hp*den
    c(i)=ho*den
12  continue
  if (2*ns.lt.n-m)then
    dy=c(ns+1)
  else
    dy=d(ns)
    ns=ns-1
  endif
13  continue

```

```

      y=y+dy
13  continue
      return
      END
C (C) Copr. 1986-92 Numerical Recipes Software 41$$!)L.

```

A.3 Programa “Lookback Time”.

O seguinte programa chama-se tlb.f. Deve ser compilado com Fortran 77. Com Fortran 90 também deve funcionar. O executável deve ser nomeado dcm.e, pois é com este nome que ele é chamado em sim_QSOmaisDLA.cl:

f77 tlb.f -o tlb.e

Ele lê o arquivo temporário “cosmoz.txt” e cria o arquivo “resultlb.txt” o qual vai ser lido por “sim_QSOmaisDLA”. “dcm.e” usa o $\Omega_m = 1/3$, $\Omega_\Lambda = 2/3$ e $H_0 = 75 \text{ km.s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$.

```

      real z, z_p
      real omega_l, omega_m
      real func, a, b, c
      real z_min, z_max, valor

      real factor_dist, factor_temp, h
      real Dh, Th
, Tlb
c Tlb e igual a D no script calzdim.cl

      common /parametros/omega_l, omega_m

      data factor_dist/3.e+3/           ! em Mparsecs
      data factor_temp/9.78e+3/       ! em Manos
      data h/0.75/                     ! Ho/100

      open(2, file='cosmoz.txt')

      open(3, file='resultlb.txt')

      read(2, *) omega_l, omega_m, z

```

```

        z_p = z + 1.

        Dh = factor_dist/h           ! em Mparsecs
        Th = factor_temp/h          ! em Manos

100      format(' h = ',f4.2/'OM_L = ',f4.2/'OM_M = ',F4.2,4x,
        e 'D_comovel(Mpc) D_com/D_Hubble')

C Distancia Comovel (l.o.s)

        a=func(0.)
        b=func(1.)
        c= func(z)

        z_min = 0.
        z_max = z

        CALL QROMB(func,z_min,z_max,Tlb)

C   valor = Tlb*Dh

        valor = Tlb
c Tlb contem so o valor da integral
        write(3,*) valor

200      format(3x,'z = ',f5.2,6x,f8.2,7x,f6.3)

        stop
        end

CCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCC
CCCCCCCCCCCC

        real function func(Z)

        real z, z_p
        real omega_l, omega_m
        real func

        common /parametros/omega_l, omega_m

        z_p = z + 1.
        func = 1./((sqrt((1. + z*omega_m)*z_p*z_p - z*(z_p + 1)*omega_l) * z_p)
        return
        end

CCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCC
CCCCCCCCCCCC
c   include '/opt/nrecipes2/for/polint.for'
c   include '/opt/nrecipes2/for/trapzd.for'

```

```
c include '/opt/nrecipes2/for/qromb.for'
```

```
      SUBROUTINE qromb(func,a,b,ss)
```

```
      INTEGER JMAX,JMAXP,K,KM
      REAL a,b,func,ss,EPS
      EXTERNAL func
      PARAMETER (EPS=1.e-6, JMAX=20, JMAXP=JMAX+1, K=5, KM=K-1)
      INTEGER j
      REAL dss,h(JMAXP),s(JMAXP)
```

```
CU  USES polint,trapzd
```

```
      h(1)=1.
      do 11 j=1,JMAX
      call trapzd(func,a,b,s(j),j)
      c      write(*,*) 'qromb: s(',j,') = ',s(j)
      if (j.ge.K) then
      call polint(h(j-KM),s(j-KM),K,0.,ss,dss)
      if (abs(dss).le.EPS*abs(ss)) return
      endif
      s(j+1)=s(j)
      h(j+1)=0.25*h(j)
```

```
11  continue
      pause 'too many steps in qromb'
      END
```

```
C (C) Copr. 1986-92 Numerical Recipes Software 41$$!)L.
```

```
CCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCCC
CCCCCCCCCCC
```

```
      SUBROUTINE trapzd(func,a,b,sd,n)
```

```
      INTEGER n
      REAL a,b,sd,func
      EXTERNAL func
      INTEGER it,j
      REAL del,sum,tnm,x
```

```
      if (n.eq.1) then
      sd=0.5*(b-a)*(func(a)+func(b))
      else
      it=2**(n-2)
      tnm=it
      del=(b-a)/tnm
      x=a+0.5*del
      sum=0.
      do 11 j=1,it
      sum=sum+func(x)
      x=x+del
11  continue
      sd=0.5*(sd+(b-a)*sum/tnm)
      endif
      return
      END
```

C (C) Copr. 1986-92 Numerical Recipes Software 41\$\$!)L.

CC
CCCCC

```
SUBROUTINE polint(xa,ya,n,x,y,dy)

INTEGER n,NMAX
REAL dy,x,y,xa(n),ya(n)
PARAMETER (NMAX=10)
INTEGER i,m,ns
REAL den,dif,dift,ho,hp,w,c(NMAX),d(NMAX)

ns=1
dif=abs(x-xa(1))
do 11 i=1,n
  dift=abs(x-xa(i))
  if (dift.lt.dif) then
    ns=i
    dif=dift
  endif
  c(i)=ya(i)
  d(i)=ya(i)
11 continue
y=ya(ns)
ns=ns-1
do 13 m=1,n-1
  do 12 i=1,n-m
    ho=xa(i)-x
    hp=xa(i+m)-x
    w=c(i+1)-d(i)
    den=ho-hp
    if(den.eq.0.)pause 'failure in polint'
    den=w/den
    d(i)=hp*den
    c(i)=ho*den
12 continue
  if (2*ns.lt.n-m)then
    dy=c(ns+1)
  else
    dy=d(ns)
  endif
  ns=ns-1
  y=y+dy
13 continue
return
END
```

C (C) Copr. 1986-92 Numerical Recipes Software 41\$\$!)L.

IV. Programa “1er”

***** Read data from convolsursaut.res

***** Pega o arquivo criado por FRV_convolsursaut (FRV_convolver) ou seja
 ***** convolsursaut.res o qual deve ser renomeado para Sa, Sc ou E.res
 ***** dependendo do tipo da galaxia
 ***** Em seguida cria um arquivo com os lambdas e outro com os fluxos, cada um
 ***** com uma coluna so.

```

program read_convolver

parameter(nbraiesmax=100)
parameter(nbmaxlambda=2800)
parameter(nbmaxtps=20001)
parameter(nbmaxtpsimplr=100)
parameter(nbmaxspec=86)

integer nblambda, nbtps, nbraies, tps(1700), i, j
real*4 lambda(nbmaxlambda), lambdaraie(nbraiesmax), sigma(nbmaxtps)
real*4 zmet(nbmaxtps), TFE(nbmaxtps), fluxbol, nbSNII(100),
1          sigmacomp(nbmaxtps)
real*4 flux(nbmaxlambda), fluxraie(nbraiesmax)
real*8 NLym(100)

***** o primeiro open deve ser mudado dependendo do nome do arquivo
***** contendo a info do tipo da galaxia que se quer ler.

open(10,status='old',file="Scnu0.1.res")
*****

open(20,status='old',file="lambdas.txt")
open(30,status='old',file="fluxes.txt")
do i=1,7
          read(10,'(a)') caracteristiques ! Evolutionary scenario
enddo
read(10,*) nbtps, nblambda, nbraies

do i=1,nblambda/5
          read(10,*) lambda(1), lambda(2), lambda(3), lambda(4),
1          lambda(5)
          write(20,*) lambda(1)
          write(20,*) lambda(2)
          write(20,*) lambda(3)
          write(20,*) lambda(4)
          write(20,*) lambda(5)
enddo

if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 1 ) then
  read(10,*) lambda(1)
  write(20,*) lambda(1)

else if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 2 ) then
  read(10,*) lambda(1), lambda(2)
  write(20,*) lambda(1)
  write(20,*) lambda(2)

else if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 3 ) then
  read(10,*) lambda(1), lambda(2), lambda(3)

```

```

write(20,*) lambda(1)
write(20,*) lambda(2)
write(20,*) lambda(3)

else if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 4 ) then
  read(10,*) lambda(1), lambda(2), lambda(3), lambda(4)
  write(20,*) lambda(1)
  write(20,*) lambda(2)
  write(20,*) lambda(3)
  write(20,*) lambda(4)
endif
c
if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 5 ) then
c
  read(10,*) lambda(1), lambda(2), lambda(3), lambda(4),
c
  1 lambda(5)
c
  write(20,*) lambda(1)
c
  write(20,*) lambda(2)
c
  write(20,*) lambda(3)
c
  write(20,*) lambda(4)
c
  write(20,*) lambda(5)
c
endif

do i=1,nbraies/5
1
  read(10,*) lambdaraie(1), lambdaraie(2), lambdaraie(3),
  lambdaraie(4), lambdaraie(5)
  write(20,*) lambdaraie(1)
  write(20,*) lambdaraie(2)
  write(20,*) lambdaraie(3)
  write(20,*) lambdaraie(4)
  write(20,*) lambdaraie(5)

enddo

if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 1 ) then
  read(10,*) lambdaraie(1)
  write(20,*) lambdaraie(1)

else if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 2 ) then
  read(10,*) lambdaraie(1), lambdaraie(2)
  write(20,*) lambdaraie(1)
  write(20,*) lambdaraie(2)

else if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 3 ) then
  read(10,*) lambdaraie(1), lambdaraie(2), lambdaraie(3)
  write(20,*) lambdaraie(1)
  write(20,*) lambdaraie(2)
  write(20,*) lambdaraie(3)

else if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 4 ) then
1
  read(10,*) lambdaraie(1), lambdaraie(2), lambdaraie(3),
  lambdaraie(4)
  write(20,*) lambdaraie(1)
  write(20,*) lambdaraie(2)
  write(20,*) lambdaraie(3)
  write(20,*) lambdaraie(4)

endif
c
if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 5 ) then

```

```

c          read(10,*) lambdaraie(1), lambdaraie(2), lambdaraie(3),
c          1          lambdaraie(4), lambdaraie(5)
c          write(20,*) lambdaraie(1)
c          write(20,*) lambdaraie(2)
c          write(20,*) lambdaraie(3)
c          write(20,*) lambdaraie(4)
c          write(20,*) lambdaraie(5)
c          endif

          do j=1,nbtps

          read(10,*) tps(j), sigma(j), zmet(j), TFE(j),
1          NLym(j),          fluxbol,
nbSNII(j), sigmacomp(j)

          write(30,*) tps(j)
          do i=1,nblambda/5

          read(10,*) flux(1), flux(2), flux(3), flux(4),
1          flux(5)

          write(30,*) flux(1)
          write(30,*) flux(2)
          write(30,*) flux(3)
          write(30,*) flux(4)
          write(30,*) flux(5)

          enddo

          if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 1 ) then
          read(10,*) flux(1)
          write(30,*) flux(1)

          else if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 2 ) then
          read(10,*) flux(1), flux(2)
          write(30,*) flux(1)
          write(30,*) flux(2)

          else if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 3 ) then
          read(10,*) flux(1), flux(2), flux(3)
          write(30,*) flux(1)
          write(30,*) flux(2)
          write(30,*) flux(3)

          else if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 4 ) then
          read(10,*) flux(1), flux(2), flux(3), flux(4)
          write(30,*) flux(1)
          write(30,*) flux(2)
          write(30,*) flux(3)
          write(30,*) flux(4)

          endif

          if (nblambda-5*(nblambda/5) .eq. 5 ) then
c          read(10,*) flux(1), flux(2), flux(3), flux(4),
c          1 flux(5)
c          write(30,*) flux(1)
c          write(30,*) flux(2)
c          write(30,*) flux(3)
c          write(30,*) flux(4)
c          write(30,*) flux(5)

```

```

c                                     endif

do i=1,nbraies/5
1                                     read(10,*) fluxraie(1), fluxraie(2), fluxraie(3),
                                     fluxraie(4), fluxraie(5)
                                     write(30,*) fluxraie(1)
                                     write(30,*) fluxraie(2)
                                     write(30,*) fluxraie(3)
                                     write(30,*) fluxraie(4)
                                     write(30,*) fluxraie(5)
enddo

if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 1 ) then
    read(10,*) fluxraie(1)
    write(30,*) fluxraie(1)

else if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 2 ) then
    read(10,*) fluxraie(1), fluxraie(2)
    write(30,*) fluxraie(1)
    write(30,*) fluxraie(2)

else if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 3 ) then
    read(10,*) fluxraie(1), fluxraie(2), fluxraie(3)
    write(30,*) fluxraie(1)
    write(30,*) fluxraie(2)
    write(30,*) fluxraie(3)

else if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 4 ) then
1    read(10,*) fluxraie(1), fluxraie(2), fluxraie(3),
    fluxraie(4)
    write(30,*) fluxraie(1)
    write(30,*) fluxraie(2)
    write(30,*) fluxraie(3)
    write(30,*) fluxraie(4)

endif

c                                     if (nbraies-5*(nbraies/5) .eq. 5 ) then
c                                     read(10,*) fluxraie(1), fluxraie(2), fluxraie(3),
c                                     1 fluxraie(4), fluxraie(5)
c                                     write(30,*) fluxraie(1)
c                                     write(30,*) fluxraie(2)
c                                     write(30,*) fluxraie(3)
c                                     write(30,*) fluxraie(4)
c                                     write(30,*) fluxraie(5)
c
c                                     endif
c                                     enddo
c                                     close(10)
c                                     close(20)
c                                     close(30)
c                                     end

```

APENDICE B

PEGASE VS GRASIL

Outro código que foi testado durante o anterior trabalho foi o GRASIL (Silva et al, 2001). As siglas provêm das palavras “Granites e Silicates” e também das letras iniciais dos sobrenomes dos autores Granato e Silva, pesquisadores do Instituto SISSA em Trieste na Itália. Este código se concentra mais no cálculo da influência da poeira. Dependendo da quantidade, composição e distribuição, ela pode afetar a evolução galáctica e, portanto, as distribuições espectrais de energia (SEDs). O espectro é calculado até o final do ramo assintótico gigante (AGB). São distinguidos três tipos de poeira, segundo a sua localização. Eles são a poeira estelar (jogada pelas SNII), a poeira na ISM e a poeira nas nuvens moleculares ao redor dos Objetos Estelares Jovens (YSOs). Em qualquer destes casos, ela absorve e espalha os fótons com $\lambda \leq 1 \mu\text{m}$ para em seguida emití-los com comprimentos de onda maiores, geralmente no infravermelho. A emissão total da galáxia está regida pela combinação de:

- Emissões das nuvens moleculares que contêm poeira em fase avançada, junto com a emissão das regiões HII e das estrelas jovens.
- Emissão das estrelas que escapam destas nuvens.
- Nuvens de poeira e gás que emitem e absorvem (cirrus).

Usaram-se as bibliotecas de Padova (Bertelli et al, 1994) para criar os espectros das populações estelares simples (SSPs). Adotou-se a lei de Schmidt para a SFR, ou seja $SFT(t) = v M_g(t)^k$ com $1 < k < 2$. Para galáxias “*starburst*”, adicionaram-se outros termos. Também adotou-se a lei de Salpeter para a IMF, é dizer, $IMF(t) \propto M^{-x}$ com $x = 2.35$. Para obter mais informação deste código acessar <http://asterix.pd.astro.it/homepage/gian>.

O código PEGASE (Projet d'Etudes de Galaxies par Synthèse Evolutive, em francês) criado por Michel Fioc e Brigitte Rocca-Volmerange (Fioc e Volmerange, 1997), usa as bibliotecas de Geneva e Padova, e permite ao usuário adotar diferentes leis para a SFR e para a IMF, entre outras, apesar de usar várias simplificações para a poeira.

No caso do presente trabalho, escolheu-se o código PEGASE para simular o espectro dos DLAs (Sistemas Ly α amortecidos), devido ao fato de que está-se supondo que estes sistemas ou protogaláxias não chegaram a gerar suficiente poeira. De fato, observou-se até agora que apresentam baixa metalicidade e uma grande densidade de coluna de N(HI) (Wolfe e Prochaska, 2001).

APÊNDICE C

ATENUAÇÃO COSMOLÓGICA

Seja L_λ a luminosidade monocromática da fonte em termos do comprimento de onda, situada em um *redshift* z . Podemos defini-la como:

$$L_{\lambda_e} = \frac{hc}{\lambda_e} \left(\frac{d^2 N}{dt_e d\lambda_e} \right), \quad \text{C.1}$$

onde o índice "e" indica a emissão. O termo entre parênteses fornece o número de fótons emitidos por unidade de tempo (da fonte), e por comprimento de onda no emissor. O termo hc/λ_e é a energia de um fóton. Podemos escrever a mesma equação para o caso dos fótons observados e em função do fluxo:

$$f_{\lambda_o} = \frac{hc}{\lambda_o} \left(\frac{d^2 N}{dt_o d\lambda_o} \right) \frac{1}{A} \quad \text{C.2}$$

onde A é a área ocupada pela frente de onda, i.e., $A = 4\pi d_p^2$, onde d_p é a distância comóvel da fonte (Hogg, 1999).

O efeito Doppler devido à expansão Universal implica que o observador situado em $z_o = 0$:

$$\begin{aligned} dt_o &= (1+z)dt_e \\ d\lambda_o &= (1+z)d\lambda_e \end{aligned} \quad \text{C.3}$$

Portanto o fluxo monocromático observado em termos de λ_e , será dado por:

$$f_{\lambda_o} = \frac{1}{A} \left[\frac{hc}{\lambda_e} \left(\frac{d^2 N}{dt_e d\lambda_e} \right) \right] \frac{1}{(1+z)^3} \quad \text{C.4}$$

Em termos da luminosidade é:

$$f_{\lambda_o} = \left[\frac{L_{\lambda_e}}{(1+z)^3} \right] \frac{1}{A} \quad \text{C.5}$$

Como por outro lado,

$$L_{\lambda_e} = f_{\lambda_e} 4\pi(10pc)^2 \quad \text{C.6}$$

Obtemos que:

$$f_{\lambda_o} = \frac{F_{\lambda_e}}{(1+z)^3} \left(\frac{10pc^2}{d} \right) \quad \text{C.7}$$