

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA – UFSC
CENTRO DE CIÊNCIAS FÍSICAS E MATEMÁTICAS – CFM

As Populações de Estrelas Wolf-Rayet em Galáxias Starburst de Alta Metalicidade *

João Rodrigo Souza Leão

Tese realizada sob a orientação do Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr. e apresentada ao Departamento de Física da UFSC em preenchimento parcial dos requisitos para obtenção do título de Doutor em Física.

Florianópolis - SC
2006

* Financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq), pela Associação de Universidades Americanas para Pesquisa em Astronomia (AURA) e pelo Space Telescope Science Institute (STScI).

Este Trabalho é dedicado à minha avó Alba Lima de Souza (*in memoriam*) e aos meus pais Nalba Lima de Souza e Altino Souza Leão. Com eles aprendi o valor do conhecimento, da educação e o prazer em aprender. Com eles aprendi que só o conhecimento transforma a humanidade e torna possível os sonhos.

Dedico também este trabalho à minha esposa Lorena Leão cuja ajuda foi indispensável a este trabalho. Obrigado por ter digitado tabelas, procurado galáxias no NED e por ter corrigido inúmeras vezes esta tese. Obrigado por ter se dedicado tanto em nome dos meus sonhos. Jamais esquecerei disto.

Agradeço especialmente aos meus orientadores Claus Leitherer e Roberto Cid
Fernandes por todo apoio, amizade e ensinamentos.

Resumo

Neste trabalho empregamos diferentes métodos de síntese de populações estelares para investigar as populações estelares de galáxias com formação estelar. Também estudamos como a morfologia e abundância do gás ditam os possíveis cenários de formação estelar – contínuo ou instantâneo. Estamos particularmente interessados em estudar estrelas de alta massa e técnicas para detectá-las. Este trabalho é dividido em três partes. **Na parte I** discutimos o código Starburst99 e a nova biblioteca de estrelas de baixa metalicidade que adicionamos ao código. Esta nova biblioteca de baixa metalicidade ($Z = 1/4Z_{\odot}$) estendeu o código Starburst99 ao regime de baixa metalicidade e verificamos que os ajustes sintéticos são melhorados pelo uso da nova biblioteca. **Na parte II** empregamos um código de síntese que desenvolvemos ao estudo de uma grande amostra de galáxias Starburst Nuclear e HII. Descobrimos que muitas das propriedades destas galáxias podem ser resumidas e melhor estudadas através do uso do vetor de populações \vec{x} , cujas componentes representam a contribuição de diferentes elementos da base com idades e metalicidades conhecidas. Combinando componentes com idades semelhantes podemos simplificar ainda mais esta representação, escrevendo: $\vec{x} = (x_Y, x_I, x_O)$; onde x_Y , x_I e x_O são as componentes representando respectivamente as populações jovens, intermediárias e velhas. Propriamente combinando os diferentes componentes de idade podemos definir a idade média ponderada pela luz $\langle \log t \rangle_L$. Verificamos que esta representação é uma maneira poderosa de descrever as propriedades desta amostra, pois as idades das galáxias descritas por $\langle \log t \rangle_L$ relacionam-se a várias outras propriedades. Em particular, relacionamos $\langle \log t \rangle_L$ à largura equivalente de $H\beta$, $W_{H\beta}^{obs}$. Encontramos que $\langle \log t \rangle_L$ atua como um “relógio natural” que corretamente descreve o comportamento da diluição da $W_{H\beta}^{obs}$ com o tempo. **Na parte III** deste trabalho investigamos uma amostra de 32 galáxias Starburst no ótico e no infra-vermelho para estudar a formação de estrelas massivas no regime de alta-metalicidade. Em particular, tentamos entender se a formação de estrelas Wolf-Rayet é favorecida de alguma forma em sistemas de alta metalicidade. Estudos anteriores encontram galáxias Wolf-Rayet em ambientes de baixa metalicidade e a questão é entender se estamos diante de um efeito de seleção ou diante de uma diferença natural entre os regimes de baixa e alta metalicidade. Estudamos as populações estelares da amostra utilizando tanto o código Starburst99 como o STARLIGHT. Também investigamos as propriedades da saliência Wolf-Rayet (uma clara indicação de estrelas com $M > 25M_{\odot}$) centrada em 4640 Å e calculamos o número de estrelas WR de Nitrogênio e Carbono. Encontramos que grandes concentrações de estrelas WR são preferencialmente encontradas em galáxias muito jovens, indicando que a idade destes sistemas é um fator determinante na detecção destas estrelas.

Abstract

In this work we apply several stellar population synthesis techniques to investigate the stellar populations of star-forming galaxies. We will also address how the morphology and gas abundance dictates the possible scenarios or star forming regimes – continuous or instantaneous. We are mainly interested in massive star formation and in techniques to detect them. This work is divided in three parts. **In part I** we discuss the Starburst99 code and the new low-metallicity library of stars that we added to the code. This new library ($Z = 1/4 Z_{\odot}$) extended the Starburst99 code to the low-metallicity regime. We note that the synthetic fits are improved by employing the new low-metallicity library. **In part II** we apply a synthesis code to a large sample of HII and nuclear Starburst galaxies. We find that many of the properties of these galaxies can be summarized and understood by using the population vector \vec{x} , whose components represent the contribution of base elements with known ages and metallicities. We can combine age components with similar ages: $\vec{x} = (x_Y, x_I, x_O)$; where x_Y , x_I , x_O are components respectively representing the young, intermediate and old populations. By properly combining different age components we define the average age of the galaxy weighted by the light as $\langle \log t \rangle_L$. We find that this representation is a powerful way to describe the star-forming properties of this sample of HII and nuclear Starburst galaxies. The ages of the galaxies described using $\langle \log t \rangle_L$ relate to several other properties. In particular, we relate $\langle \log t \rangle_L$ to the equivalent width of $H\beta$, $W_{H\beta}^{obs}$ and we find that $\langle \log t \rangle_L$ is a “natural clock” which correctly describes the way $W_{H\beta}^{obs}$ decreases with time. **In part III** we observed a sample of 32 Starburst galaxies in the optical and infrared to study massive star-formation in the high metallicity regime. In particular we try to understand if the formation of Wolf-Rayet stars is favored in any way at high metallicity. Previous Wolf-Rayet galaxies were found in low-metallicity environments and we would like to understand if this is a selection effect or a true difference between low and high metallicity galaxies. We studied the stellar populations of our sample by using both the Starburst99 and the STARLIGHT codes. We also investigate the properties of the Wolf-Rayet bump (a clear indication of stars with $M > 25M_{\odot}$) centered at 4640 Å and we derive the numbers of Nitrogen and Carbon Wolf-Rayet stars. We find that large populations of Wolf-Rayet stars are preferably found in very young galaxies, indicating that the age of these systems is an important factor in the detection of such stars.

LISTA DE FIGURAS

1.1	Diagrama de Hubble	14
1.2	Espectro integrado da Galáxia Wolf-Rayet Mrk 309.	26
2.1	Comparação entre os espectros de baixa e alta metalicidade para os grupos espectrais O4 V e O9 V.	37
2.2	Similar à figura anterior, mas para os grupos espectrais O4 I e O9 I.	38
2.3	Evolução temporal de um modelo ($Z = 1/4 Z_{\odot}$) com formação instantânea entre 0 e 10^6 anos.	40
2.4	Similar à Figura 2.3, mas para modelos de formação contínua.	41
2.5	Comparação entre o espectro médio de 8 aglomerados com formação estelar em NGC 5253 com dois modelos sintéticos.	43
2.6	Ajustes para a galáxia MS 1512-cB58 com dois modelos sintéticos.	44
3.1	Resultados da Síntese de Populações para a amostra de 63 galáxias.	49
3.2	Evolução dos modelos GISSEL96 no diagrama evolutivo.	52
3.3	Comparação dos parâmetros da síntese com a idade dos modelos para o regime de formação instantânea.	53
3.4	Figura idêntica à anterior, mas para o regime de formação estelar contínua.	54
3.5	Comparação da evolução predita e observada da $W_{H\beta}^{obs}$	56
4.1	Posição da fenda para a galáxia NGC 1614.	65
4.2	Posição da fenda para a galáxia NGC 3690.	66
4.3	Posição da Fenda para a galáxia NGC 4666.	68
4.4	Posição da fenda para a galáxia III Zw 035.	69
4.5	Posição da Fenda para a galáxia NGC 2798.	70
4.6	Posição da fenda para a galáxia NGC 6090.	71
5.1	Perfil espacial da galáxia NGC 2798.	78
5.2	Perfil espacial da galáxia ESO 485-G003.	79
5.3	Perfil espacial para a galáxia III ZW 035.	80
5.4	Perfil espacial da galáxia IRAS 03359+1523.	81
5.5	Perfil espacial para a galáxia MrK 309.	82
5.6	Perfil espacial para a galáxia NGC 7541.	83
5.7	Variação da relação sinal/ruído para a galáxia NGC 1614.	86
5.8	Variação do sinal/ruído para a galáxia NGC 7541.	87
6.1	Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	89
6.2	Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	90

6.3	Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	91
6.4	Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	92
6.5	Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	93
6.6	Espectros óticos (lados azul e vermelhos) para as galáxias indicadas.	94
6.7	Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	95
6.8	Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	96
6.9	Espectros óticos (lado azul e vermelho) para as galáxias indicadas.	97
6.10	Espectro azul, mostrando em mais detalhes a galáxia Mrk 309.	98
6.11	Espectro azul, mostrando em mais detalhes a galáxia ESO 485-G003.	99
6.12	Espectro azul mais detalhado para a galáxia NGC 1614.	100
6.13	Espectro azul da galáxia UGC 903	101
6.14	Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K.	102
6.15	Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K.	103
6.16	Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K.	104
6.17	Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K.	105
6.18	Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K.	106
6.19	Espectro IV detalhado para a galáxia NGC 1614.	107
7.1	Tentativa de reproduzir cada elemento da base original de 49 idades com a interpolação de seus primeiros vizinhos.	113
7.2	Todos os componentes da base com as 19 idades e 3 metalicidades.	114
7.3	Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 1614 (1), lado azul.	116
7.4	Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 1614 (1), lado vermelho.	117
7.5	Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 2798 (1), lado azul.	118
7.6	Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 4527 (1), lado azul.	119
7.7	Ajuste da população estelar para a galáxia III ZW 035 (1), lado azul.	120
7.8	Ajuste da população estelar para a galáxia Mrk 0309 (1), lado azul.	121
7.9	Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 0520 (1), lado azul.	122
7.10	Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 3690 (1), lado azul.	123
7.11	Relação entre a idade média ponderada pelo fluxo e a luminosidade no infra-vermelho.	127
7.12	O diagrama x_Y contra x_I para as galáxias da amostra ótica	128
7.13	Correção do fluxo acima de 4900 Å para a galáxia Mrk 0309 (1).	130
7.14	Correção do fluxo acima de 4900 Å para a galáxia NGC 1614 (1).	131
7.15	Correção do fluxo acima de 4900 Å para a galáxia NGC 3690 (1).	132
7.16	Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas.	133
7.17	Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas.	134
7.18	Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas.	135
7.19	Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas.	136
7.20	Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas.	137
7.21	Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas.	138
7.22	Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas.	139
7.23	Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas.	140
7.24	Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas.	141
7.25	Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas.	142

7.26	Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas.	143
7.27	Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas.	144
8.1	Diagrama de diagnóstico 1.	151
8.2	Diagrama de diagnóstico 2.	152
8.3	Diagrama de diagnóstico 3.	153
8.4	Comparação entre a extinção nebulosa e a extinção estelar.	161
8.5	Ajuste da população estelar na região do NaD.	163
8.6	Relação entre ΔW_{NaD} e A_V^{nebulosa}	164
8.7	Relação entre $\langle \log t \rangle_L$ e a metalicidade $12+\log(\text{O}/\text{H})$ de acordo com DTT02.	169
8.8	Relação entre magnitude absoluta na banda B e a metalicidade segundo a calibração AN2 de DTT02.	170
8.9	Variação da largura equivalente de $H\beta$ com a idade média das galáxias.	172
8.10	Relação entre a luminosidade de $H\beta$ corrigida pela extinção e a luminosidade no infra-vermelho.	173
9.1	Exemplo do ajuste do contínuo para a galáxia NGC 1614.	184
9.2	Espectro normalizado da galáxia NG 1614.	186
9.3	Variação do índice de CO com o tempo.	187
9.4	Diagrama de diagnóstico no infra-vermelho.	190
9.5	Variação da largura equivalente de H_2 em função da idade das galáxias.	191
9.6	Diagrama fluxo-fluxo entre Br- γ e H_2	193
9.7	Relação entre a largura equivalente de Br- γ e a idade média.	194
9.8	Relação entre a luminosidade no infra-vermelho e a luminosidade da Linha Br- γ	195
9.9	Evolução temporal do número de fótons ionizantes com a idade média das galáxias.	197
9.10	Variação da intensidade da linha do FeII com a taxa de super-novas.	200
9.11	Correlação entre a linha do FeII e a linha de Br- γ	201
9.12	Relação entre a linha de FeII com o índice de CO.	203
10.1	Variação da largura equivalente da saliência WR em função da largura da extração.	206
10.2	As seis galáxias onde detectamos a saliência WR no lado azul.	208
10.3	A saliência WR do lado vermelho.	209
10.4	Variação da largura equivalente da saliência WR no lado azul em função da idade média ponderada pelo fluxo.	216
10.5	Variação de EW(azul) em função da largura equivalente de $H\beta$	217
10.6	Razão WR/O em função da metalicidade.	218

LISTA DE TABELAS

1.1	Classificação de estrelas Wolf-Rayet.	21
1.2	Sequência evolutiva de estrelas de alta massa.	22
2.1	Estrelas da amostra ultra-Violeta.	33
2.2	Estrelas da amostra ultra-Violeta (continuação).	34
4.1	Propriedades gerais das galáxias da amostra.	63
4.2	Diário das observações no ótico.	73
4.3	Diário das observações no infra-vermelho.	74
7.1	Resultados da síntese para as galáxias da amostra (ótico).	125
8.1	Tabela das linhas medidas nos espectros óticos no lado azul.	146
8.2	Tabela das linhas medidas nos espectros óticos no lado vermelho.	147
8.3	Tabela das extinções adotadas.	156
8.4	Tabela das linhas medidas nos espectros óticos, lado azul.	158
8.5	Tabela das linhas medidas nos espectros óticos, lado vermelho.	159
8.6	Tabela com as luminosidades corrigidas de $H\alpha$ e $H\beta$	160
8.7	Tabela das metalicidades nebulares.	167
9.1	Faixas do infra-vermelho possíveis de se observar do solo.	175
9.2	Tabela das linhas medidas nos espectros infra-vermelhos.	178
9.3	Tabela das larguras equivalentes medidas nos espectros infra-vermelhos.	179
9.4	Tabela das extinções adotadas para cada galáxia.	181
9.5	Tabela das linhas medidas nos espectros infra-vermelhos corrigidas pela extinção.	182
9.6	Tabela com o índice de CO para cada galáxia.	185
9.7	Taxas de formação estelar e taxas de SN para as galáxias da amostra no IV.	199
10.1	Fluxos nas saliências Wolf-Rayet dos lados azul e vermelho e seus respectivos erros.	210
10.2	Luminosidades observadas nas saliências WR dos lados azul e vermelho.	212
10.3	Números de estrelas Wolf-Rayet e seus respectivos erros.	214

SUMÁRIO

1. <i>Introdução: Galáxias com Formação Estelar Intensa</i>	13
1.1 As Populações Estelares ao Longo da Sequência de Hubble	14
1.2 O Fenômeno Starburst	15
1.2.1 Definição	15
1.2.2 Características	16
1.2.3 Evolução	17
1.3 Estrelas Wolf-Rayet	18
1.3.1 Definição	19
1.3.2 Características	19
1.3.3 Classes de Estrelas Wolf-Rayet	20
1.3.4 Evolução de Estrelas de Alta Massa	21
1.4 Classes de Galáxias Starburst	23
1.4.1 Galáxias Starburst Nuclear	23
1.4.2 Galáxias HII	24
1.4.3 Galáxias Wolf-Rayet	25
1.5 Este Trabalho: Métodos de Síntese de Populações Estelares e Galáxias Starburst de Alta Metalicidade	25
2. <i>Uma Biblioteca Estelar Jovem de Baixa Metalicidade</i>	30
2.1 Introdução	30
2.1.1 O Código Starburst99	30
2.1.2 A Biblioteca de Estrelas Jovens de Baixa Metalicidade	31
2.2 Amostra, Observações e Redução de Dados	32
2.2.1 Amostra	32
2.2.2 Observação e Redução de Dados	32
2.3 Construção da Biblioteca	35
2.4 Espectros Sintéticos	36
2.5 Modelagem de Galáxias de Baixa Metalicidade	39
2.6 Conclusões	42
3. <i>Estudo das Populações Estelares de Galáxias Starburst Nuclear e Galáxias HII</i>	45
3.1 Introdução e Objetivos	45
3.2 A amostra e o Método de Síntese	46
3.2.1 A Amostra	46
3.2.2 O Método de Síntese	47
3.3 O Diagrama Evolutivo	48

3.4	Calibração dos Resultados e Cenários de Formação Estelar	50
3.5	A Idade Estelar Média	51
3.6	Evolução da Largura Equivalente de $H\beta$	55
3.7	Conclusões	57
4.	<i>Estrelas Wolf-Rayet em Galáxias Starburst de Alta Metalicidade</i>	58
4.1	Introdução	58
4.2	Seleção da Amostra	60
4.3	Instrumentação e Técnica Observacional	62
4.3.1	Instrumentação no Ótico	62
4.3.2	Instrumentação no Infra-Vermelho	64
4.3.3	Técnica Observacional	64
4.4	Histórico das Observações	67
5.	<i>Redução dos dados no Ótico e Infra-Vermelho</i>	75
5.1	Redução dos dados no Ótico	75
5.1.1	Subtração do <i>Bias</i>	75
5.1.2	Divisão por Flat-Field	76
5.1.3	Combinando Múltiplas Exposições	77
5.1.4	Extração dos Espectros	77
5.1.5	Calibração em Comprimento de Onda e Fluxo	79
5.1.6	Resolução Espectral, Dispersão e Sinal/Ruído	80
5.1.7	Dificuldades Encontradas	81
5.1.8	Extinção Galáctica e Correção Doppler	84
5.2	Redução dos dados no Infra-Vermelho	84
6.	<i>Atlas dos Espectros Observados</i>	88
6.1	Os Espéctros Óticos	88
6.2	Os Espéctros Infra-Vermelhos	88
7.	<i>Análise das Populações Estelares no Ótico</i>	108
7.1	O Código de Síntese STARLIGHT	108
7.1.1	Formalismo e Descrição do Algoritmo	109
7.2	A Base de Populações estelares	110
7.2.1	Construindo uma Base de Populações Estelares	110
7.3	Síntese das Galáxias da Amostra	115
7.3.1	Pré-Processamento dos Dados	115
7.3.2	Resultados	115
7.3.3	Quantificando os Resultados da Síntese	124
7.4	Correção do Fluxo para $\lambda > 5000\text{\AA}$ no Lado Azul	126
7.5	Atlas dos Espectros Óticos Residuais	129
8.	<i>Análise das Linhas de Emissão no Ótico</i>	145
8.1	Medidas das Linhas de Emissão	145
8.2	Diagramas de Diagnóstico: Fontes de Ionização do Gás	148
8.3	Cálculo da Extinção Nebular no Ótico	154
8.3.1	Comparação entre Extinção Nebular e Extinção Estelar	157

8.4	O Dubleto do Sódio	162
8.5	Cálculo da Metalicidade Nebular	164
8.5.1	Introdução	165
8.5.2	Métodos	166
8.6	Resultados	168
8.7	Resumo do Capítulo	171
9.	<i>Análise das Populações estelares no Infra-Vermelho</i>	174
9.1	Introdução ao Infra-Vermelho	175
9.2	Medida das Linhas no Infra-Vermelho	177
9.3	O Avermelhamento Nebular no Infra-Vermelho	177
9.4	Super-Gigantes Vermelhas	180
9.4.1	Cálculo do Índice de CO	183
9.5	Análise do Hidrogênio Molecular	188
9.6	A Linha de Recombinação de Br- γ	192
9.6.1	A Evolução Temporal da Largura Equivalente de Br- γ	192
9.6.2	O Potencial Ionizante	196
9.7	Taxas de Formação Estelar e Taxas de Super-Novas	196
9.7.1	A Linha do FeII como Indicadora da Taxa de Super-Novas	198
9.8	Resumo do Capítulo	202
10.	<i>Análise das Populações de Estrelas Wolf-Rayet</i>	204
10.1	Introdução	204
10.2	A Largura Equivalente da Saliência Wolf-Rayet em Função da Área Amostrada	205
10.3	Medida das Assinaturas Espectrais de Estrelas Wolf-Rayet	205
10.4	Cálculo do Número de Estrelas de Alta Massa	207
10.4.1	Número de Estrelas Wolf-Rayet	207
10.4.2	Número de Estrelas do Tipo O	213
10.5	Comparação com os Modelos e Resultados	213
10.6	Conclusões	219
11.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	221
11.1	Considerações Gerais	221
11.2	Conclusões	222
11.2.1	Parte I: Uma Biblioteca de Estrelas de Baixa Metalicidade para Código Starburst99	222
11.2.2	Parte II: Estudo das Populações Estelares de Galáxias Starburst Nuclear e HII	222
11.2.3	Parte III: Estudo das Populações estelares de Galáxias Starburst de Alta Metalicidade	223
11.3	Perspectivas	224

Capítulo 1

Introdução: Galáxias com Formação Estelar Intensa e suas Populações Estelares

A galáxia espiral M83 está localizada a uma distância de 12 milhões de anos luz (4.1 Mpc) da Terra. Ao seu lado, existe uma galáxia-anã chamada NGC 5253, que apesar de pequena em comparação com sua companheira, apresenta um enorme brilho superficial. Este altíssimo brilho superficial está diretamente relacionado com a alta taxa de formação estelar que NGC 5253 apresenta—muito mais elevada que a de sua companheira M83. Isto significa que NGC 5253 está transformando enormes quantidades de gás e poeira em estrelas, numa velocidade maior do que a maioria das galáxias (Turner, Beck & Ho 2000). Os episódios de formação estelar no núcleo de NGC 5253 possuem idades da ordem de 10 milhões de anos (Calzetti *et al.* 1997).

Apesar do fenômeno de formação estelar ter sido comum em todo o universo ao longo de sua história, apenas algumas galáxias exibem este fenômeno de maneira tão intensa em períodos de tempo tão curtos, como em NGC5253. Apesar de conter aproximadamente 100 bilhões de estrelas, a nossa própria galáxia - a Via-Láctea, não possui elevadas taxas de formação estelar, pois em média a cada ano, apenas $1 M_{\odot}$ de gás é transformada em estrelas. Por outro lado, em galáxias com formação estelar intensa, esta taxa pode chegar a $dM/dt \sim 100 M_{\odot}/ano$, ou seja, 100 vezes mais intensa do que na Via-Láctea. Estas galáxias que possuem altas taxas de formação estelar são chamadas de **galáxias Starburst**.¹

Ao longo deste capítulo introduziremos uma série de conceitos que nos permitirão abordar o problema e os objetivos deste trabalho. Na seção 1.1, vamos mostrar como variam as populações estelares em galáxias com diferentes morfologias. Na seção 1.2 veremos em mais detalhes o que define o fenômeno de formação estelar intensa ou Starburst. Veremos também as características especiais que existem em galáxias Starburst que as permitem formar estrelas em taxas tão elevadas. Na seção 1.3 discutimos as estrelas Wolf-Rayet, que constituem um tipo raro e especial de estrelas que populam algumas galáxias com formação estelar intensa. Na seção 1.4 faremos uma breve revisão das diversas classificações de galáxias Starburst. Por fim,

¹ A palavra Starburst vem da língua Inglesa e significa literalmente *formação intensa de estrelas*. Por ser de uso corrente na literatura, empregaremos o termo em inglês neste trabalho.

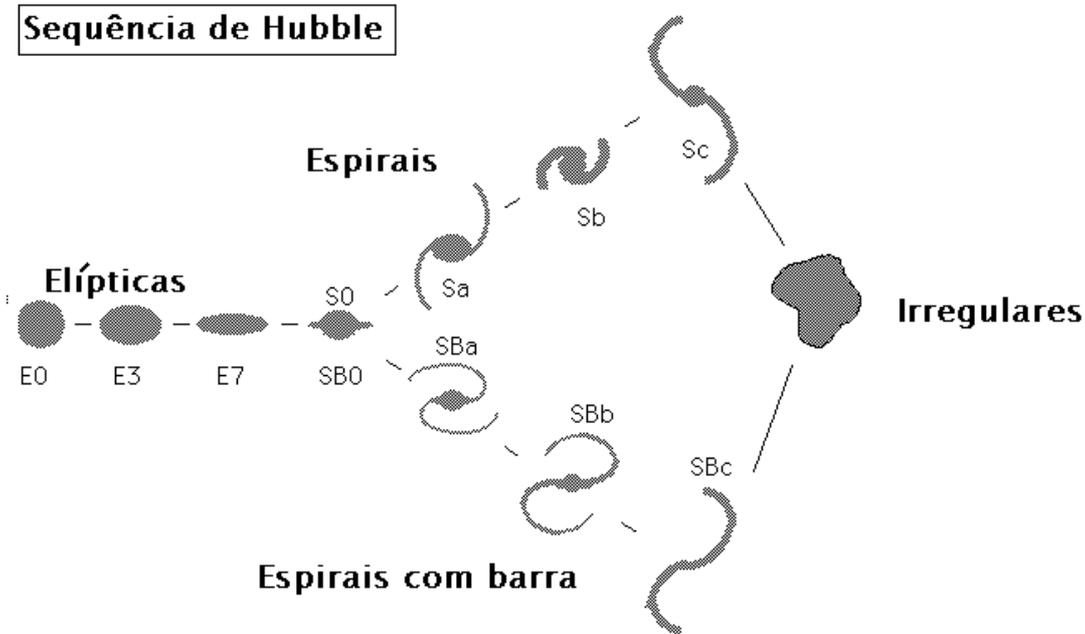


Fig. 1.1: Diagrama de Hubble (1921). Nesta representação esquemática, as galáxias estão organizadas de acordo com sua morfologia, desde Elípticas até Irregulares. Na mesma ordem, aumentam a abundância de gás e a importância das populações jovens.

na seção 1.5, apresentaremos os objetivos deste trabalho.

1.1 As Populações Estelares ao Longo da Sequência de Hubble

As galáxias do universo são formadas por uma mistura de populações estelares com idades e metalicidades distintas. Isto significa que diferentes galáxias possuem histórias de formação estelar diferentes. No início do século 20, as primeiras galáxias além da Via-Láctea passaram a ser observadas em maior detalhe e passaram a ser organizadas de acordo com o diagrama de Hubble², que define uma sequência morfológica desde elípticas até irregulares: E-S0-Sa-Sb-Sc-Irr, conforme podemos ver na Figura 1.1.

O diagrama foi organizado de acordo com a morfologia das galáxias. Neste diagrama, a importância das populações jovens e a abundância de gás varia, sendo elípticas mais pobres em gás e dominadas por populações mais velhas, com $t > 10^9$ anos. Já as galáxias espirais são caracterizadas pelas suas enormes reservas gasosas e pela presença de populações estelares jovens com $t \sim 10^6$ anos. Galáxias espirais também podem hospedar populações mais antigas.

² O diagrama recebe este nome devido ao astrônomo americano Edwin Hubble, que no início do século 20 foi pioneiro na observação e classificação morfológica das primeiras galáxias além da Via-Láctea e das Nuvens de Magalhães.

De um modo geral as galáxias elípticas estão num estado quiescente (sem formar estrelas), enquanto que espirais e irregulares – com suas reservas de gás e regiões HII – estão ainda transformando grandes quantidades de gás em estrelas.

Galáxias podem ser representadas por uma **soma de diferentes estrelas com idades e composições químicas distintas**. Conhecer as populações estelares individuais de uma determinada galáxia equivale a conhecer sua evolução e história de formação estelar. Infelizmente isto não é tarefa fácil, pois a observação das populações estelares individuais só é possível para as galáxias mais próximas e com os telescópios mais potentes. Geralmente, só é possível resolver populações estelares individuais dentro de um raio de até 10 Mpc. A Grande Nuvem de Magalhães, por ser a maior e a mais próxima região HII, tem sido intensamente estudada, em particular pelo Telescópio Espacial Hubble. Ver por exemplo: Walborn, Apellániz & Barbá (2002).

Existe uma correlação bastante forte entre a morfologia e as populações estelares em galáxias. Infelizmente esta correlação não é unívoca e portanto não pode ser utilizada como a única forma de se inferir as populações estelares na maioria das galáxias. Além disso, o diagrama de Hubble não pode ser interpretado como uma sequência evolutiva no sentido de que as galáxias evoluem de um tipo morfológico para outro. Na verdade este tipo de evolução pode ocorrer, mas para isso é preciso haver colisões entre galáxias (Barnes & Hernquist 1996). Na seção 3.1 discutiremos as técnicas utilizadas para se inferir a idade das populações estelares em galáxias.

Na próxima seção veremos em detalhes as características do fenômeno Starburst.

1.2 O Fenômeno Starburst

O termo Starburst foi utilizado pela primeira vez na literatura por Weedman *et al.* (1981) para caracterizar objetos com altas taxas de formação estelar. Na literatura atual o termo é utilizado para descrever tanto o fenômeno de formação estelar quanto as galáxias que abrigam grandes regiões onde ocorrem formação estelar intensa. A utilização do mesmo termo para descrever o fenômeno e as galáxias que abrigam o fenômeno pode, infelizmente, dar origem a ambiguidades.

1.2.1 Definição

Um Starburst é definido pela presença de formação estelar recente em regiões compactas, com algumas centenas de Parsecs, onde são altas a concentração e a densidade de gás (Leitherer 2000). Nestas regiões, são produzidas milhares de estrelas quentes dos tipos O e B, responsáveis pela ionização do gás. A luminosidade bolométrica dos Starbursts varia entre 10^7 e $10^{12} L_{\odot}$, sendo que o limite superior equivale ao de um quasar típico e o limite inferior se compara à uma região HII de alta luminosidade. Devido à presença de estrelas jovens, grande parte da luminosidade das galáxias Starburst está na região do ultra-violeta (Searle *et al.* 1973). Observações no ótico revelam ainda espectros de linhas de emissão característicos, onde são evidentes as linhas de emissão de Balmer e outras linhas produzidas pelo gás (Sargent & Searle 1970).

Frequentemente as estrelas O e B recém nascidas permanecem ocultas pelas nuvens moleculares que as originaram. Um exemplo bastante conhecido é a nebulosa de Órion. Neste objeto pode-se observar, em detalhes, dezenas de estrelas O e B recém nascidas, responsáveis pela ionização do gás, mas que permanecem ocultas por espessas colunas de gás e poeira. A principal consequência disso é que grande parte dos fótons emitidos por estas estrelas na faixa do ótico acaba absorvido pelo gás e a poeira das nuvens moleculares. O gás, excitado pela radiação ionizante das estrelas jovens, produz linhas de emissão através de processos de recombinação, decaimento radiativo e colisões. Parte desta radiação, bem como da luz proveniente das estrelas dos Starbursts, é absorvida por grãos de poeira, e acaba sendo re-emitida em fótons no infra-vermelho (IV). Desta forma, observações nesta faixa do espectro podem revelar regiões de formação estelar intensa, conforme veremos nos capítulos 4 e 9.

Vários trabalhos na literatura (Balzano 1983, Coziol *et al.* 1994 e Coziol 1996) sugerem modelos para explicar a origem dos eventos de formação estelar. O objetivo é tentar responder à pergunta: “Quando uma nuvem de gás esfria o suficiente para iniciar a formação estelar?”. Infelizmente, nenhum modelo atual responde de maneira completa a este essencial problema e nenhum modelo é também capaz de explicar todas as variedades de Starbursts encontradas na natureza.

Ao longo dos últimos 30 anos pode-se estudar a natureza do fenômeno Starburst em detalhes. Por um lado, o estudo das galáxias Starburst em diversas bandas (Ultra-Violeta, ótico e infra-vermelho) prova que o universo local está repleto de galáxias com formação estelar intensa. Por outro lado, mais recentemente, o Telescópio Espacial Hubble foi utilizado para se fazer imagens de campo profundo (*Hubble Ultra Deep Field 2005*), captando imagens das primeiras galáxias formadas no universo. A conclusão é que muitas destas galáxias primordiais estavam a formar estrelas em taxas já bastante elevadas. Estas evidências observacionais comprovam que o fenômeno Starburst não é exclusivo das galáxias próximas, nem tão pouco é exclusivo da história recente do universo. O fenômeno vem acontecendo ao longo da história do universo e continua acontecendo nas galáxias com suficientes reservas de gás.

1.2.2 Características

Tipicamente os Starbursts têm curta duração, com $t \sim 10^8$ anos (Meurer 2000). Esta escala de tempo tão curta está associada ao curto tempo de vida das estrelas O e B de alta massa, que são as maiores responsáveis pela ionização do gás em galáxias Starburst e também as que respondem pela maior parte da luminosidade bolométrica observada. Estrelas O e B podem ser detectadas de maneira direta no ultra-violeta através das fortes linhas do Si IV $\lambda 1400$ e C IV $\lambda 1550$ Å (ver capítulo 2), e indiretamente no ótico (capítulo 8) e infra-vermelho próximo (capítulo 9) através das linhas de emissão do gás que é constantemente ionizado por estas estrelas. As super-gigantes vermelhas, que são estágios mais avançados das estrelas O e B, podem ser observadas também no infra-vermelho (ver seção 1.3.4 e capítulo 9). Um outro tipo de estrela massiva são as estrelas Wolf-Rayet. Na seção 1.3.4 vamos fazer um breve sumário de como ocorre a evolução de estrelas de alta massa e em que condições algumas delas experimentam a fase Wolf-Rayet.

Apesar de não conhecermos os detalhes da física da formação de estrelas, podemos imaginar dois regimes limite para eventos de formação estelar: formação **instantânea ou contínua**. No primeiro, a formação de estrelas se dá num único evento no qual toda a massa de gás disponível é transformada em estrelas. Subsequentemente, não há mais formação estelar pois as reservas de gás e poeira são esgotadas. Em contraste, no regime de formação contínua, geralmente característico de galáxias com maiores reservas gasosas, a formação de estrelas se dá ao longo de dezenas a centenas de milhões de anos, $10^7 < t < 10^9$ anos. Tais episódios contribuem enormemente para a luminosidade, massa e aparência da galáxia hospedeira.

As estrelas O e B, de alta massa ($M > 25 M_{\odot}$), resultantes dos episódios de formação estelar emitem intensa radiação na faixa do ultra-violeta. Esta radiação é responsável pela ionização das nuvens gasosas, formando regiões HII com temperaturas eletrônicas da ordem de $T_e \sim 10^4$ K. Tais estrelas ejetam, através de ventos estelares, grande quantidade de material no meio intergaláctico, com taxas da ordem de $10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$. Além disso, muitas delas acabam, eventualmente, explodindo em Super-Novas (SN) e injetando grandes quantidades de energia mecânica e térmica no meio intergaláctico. Desta forma, as SN liberam material processado nuclearmente, enriquecendo o meio intergaláctico com materiais mais pesados que o Hidrogênio. Futuras gerações de estrelas, formadas a partir deste material já processado, vão naturalmente possuir metalicidades mais elevadas.

Os processos físicos que dão origem à formação de estrelas são ainda pouco conhecidos e portanto não existe ainda uma teoria ou modelo que explique completamente o fenômeno Starburst. Entretanto, sabemos que a transformação de imensas quantidades de material interestelar em estrelas requer a concentração deste material em pequenos volumes, com $V \sim 0.1$ a $10 pc^3$ (Lis e Goldsmith 1991, Onishi 1996). Isto geralmente só é possível mediante processos gravitacionais violentos que agrupam as nuvens moleculares em regiões de altíssima densidade, possibilitando a formação de milhares de estrelas num único evento de formação. Estes processos gravitacionais são particularmente interessantes em ULIRGs³, que são galáxias Ultra-Luminosas no infra-vermelho que muitas vezes encontram-se em processos de interação gravitacional intensa. Voltaremos a falar desta classe especial de galáxias Starburst no capítulo 4.

1.2.3 Evolução

Para se explicar alguns Starbursts observados é necessário considerar o efeito das interações gravitacionais entre duas galáxias que se aproximam e interagem gravitacionalmente (Barnes & Hernquist 1996). De fato, as forças de maré resultantes da interação entre galáxias são capazes de originar zonas de maior densidade nas nuvens moleculares e no material das galáxias que colidem, provocando também o aquecimento do gás. Estes efeitos são naturalmente capazes de desencadear a formação de estrelas. É por isso que galáxias em colisão têm sido utilizadas (Coziol 1996) para explicar a origem do fenômeno Starburst. Entretanto, nem todas as galáxias que estão a formar estrelas interagem ou interagiram no passado com outros objetos, sendo desta forma impossível explicar todas as variedades de galáxias Starburst

³ Do inglês *Ultra Luminous Infra-Red Galaxies*.

utilizando apenas o modelo de colisões.

Eventualmente, o fenômeno Starburst cessa devido à exaustão do gás que alimenta a formação acelerada de estrelas. Após este período em que a galáxia forma estrelas em taxas elevadas, segue-se um período em que o objeto não mais consegue manter a mesma taxa de formação, eventualmente cessando a formação de estrelas. Diz-se então que a galáxia está quiescente. Eventualmente, novos processos de colisão com galáxias vizinhas ou movimentos internos do gás podem criar novas condições favoráveis para a formação de estrelas. Muitas vezes, uma nova geração de estrelas é formada após dezenas de milhões de anos após as primeiras gerações de estrelas.

As galáxias Starburst são portanto uma fonte bastante farta de informações sobre os processos e taxas de formação estelar, enriquecimento químico e evolução de galáxias. Seu estudo constitui uma forma eficaz de entender o futuro das galáxias e o presente estado dos objetos onde este fenômeno ocorre ou ocorreu no passado.

Apesar de conhecermos muitas variedades de Starbursts e as consequências de tal evento para o meio inter e extragaláctico, não somos ainda capazes de explicar a real origem do fenômeno. De qualquer forma, é certo que as zonas de instabilidade e de maior densidade, favorecem o processo de formação e são geralmente resultado de processos gravitacionais intensos, turbulência e movimentos internos do gás. Sabe-se ainda que os processos de colisão entre galáxias promovem a formação estelar, como foi originalmente observado por Toomre (1972).

1.3 Estrelas Wolf-Rayet

As galáxias que observamos possuem variadas classes de estrelas. Elas possuem diferentes metalicidades, tipos espectrais, cores, temperaturas, massas e outras características que as diferenciam. O estudo das populações estelares requer justamente o conhecimento das propriedades e características das estrelas que compõem as galáxias em estudo.

Entre os objetivos deste trabalho, encontra-se o estudo das populações de estrelas de alta massa em galáxias Starburst (ver capítulo 4). Em particular, nos interessa entender o que determina o número de **estrelas Wolf-Rayet (WR)** em galáxias Starburst. Além disso, a quantidade e as propriedades destas estrelas podem nos ajudar a determinar a idade e a metalicidade das galáxias que as hospedam.

As estrelas Wolf-Rayet são assim chamadas em homenagem a seus descobridores, os franceses Charles Wolf e George Rayet (1867)⁴. As principais características das estrelas Wolf-Rayet são suas elevadas massas, fortes ventos e a presença de elementos mais pesados que o Hidrogênio e o Hélio em seus espectros. Veremos a seguir o mecanismo que transporta estes elementos até as atmosferas destas estrelas onde eles são observados.

⁴ Interessantemente as observações que levaram à descoberta desta classe de estrelas foram conduzidas em Paris (A Cidade Luz), naturalmente numa época de pouca poluição luminosa.

1.3.1 Definição

Estrelas Wolf-Rayet são um estágio avançado de estrelas de alta massa que apresentam ventos estelares muito intensos e velocidades super-sônicas, $v \sim 3000 \text{ km/s}$. Originalmente pensava-se que estas estrelas só existissem em sistemas binários: inicialmente a estrela mais massiva do sistema preencheria o lóbulo de Roche e conseqüentemente perderia massa e seu envelope exterior rico em Hidrogênio. Eventualmente expondo as camadas mais internas ricas em elementos mais pesados – produtos de reações termo-nucleares.

Entretanto, Conti (1976), propôs que estrelas WR poderiam ser também um estágio natural na evolução de estrelas de alta massa. Este estágio evolutivo seria alcançado devido aos ventos estelares que seriam os responsáveis pela excessiva perda de massa que estas estrelas experimentam. Esta hipótese, depois confirmada, ficou conhecida como o **Cenário de Conti** para a evolução de estrelas de alta massa, conforme veremos na seção 1.3.4.

A longo prazo, o efeito dos ventos é expelir o envelope de Hidrogênio, expondo na fotosfera destas estrelas traços de elementos mais pesados, como Carbono, Nitrogênio e Oxigênio. Em estrelas ordinárias estes elementos processados nuclearmente nunca são expostos em suas fotosferas e conseqüentemente não aparecem em seus espectros. Outra consequência dos ventos estelares é a alta perda de massa e a conseqüente ejeção de enormes quantidades de material processado nuclearmente para o meio exterior. Este processo acaba por enriquecer quimicamente o meio inter-estelar (Maeder & Meynet 1995).

Para que uma estrela chegue ao estágio WR duas condições tem de ocorrer (maiores detalhes na seção 1.3.4):

1. A estrela deve possuir uma massa inicial $M_{inicial} \gtrsim 25 M_{\odot}$
2. Possuir uma faixa de idades compreendida entre $2 \times 10^6 < t < 10 \times 10^6$ anos, pois é neste período que elas passam a exibir traços dos elementos mais metálicos em seus espectros.

As condições (1) e (2) fazem com que a observação de estrelas WR seja extremamente difícil, pois além de estrelas de alta massa serem raras, elas tem que ser observadas dentro de uma faixa de idades bastante limitada para que elas se encontrem no estágio WR.

As estrelas WR descendem diretamente de estrelas de alta massa dos tipos O e B, sendo mais evoluídas quimicamente do que suas progenitoras (Lamers *et al.* 1991). Como a evolução estelar de objetos de alta massa é mais acelerada, o estágio WR dura apenas 10% do tempo de vida de uma estrela do tipo O, fazendo com que o intervalo em idade para sua observação seja de apenas uns poucos milhões de anos, na melhor das hipóteses.

1.3.2 Características

As estrelas WR possuem altíssimas temperaturas (com até $T = 50 \times 10^3 \text{ K}$) e altas luminosidades entre 10^5 e $10^6 L_{\odot}$. Em seus espectros encontramos fortes

linhas de emissão de elementos processados nuclearmente, em lugar das linhas de absorção características de outras estrelas de alta massa com ventos mais fracos ou inexistentes.

Por serem estrelas de alta luminosidade as WR exibem ventos estelares, cuja expansão radial é sustentada pela pressão de radiação. É devido à presença destes ventos que vemos as linhas de emissão características de seus espectros (Beals 1929, Chandrasekhar 1934 e Wilson 1934). Os ventos estelares acabam por varrer as atmosferas destas estrelas com velocidades de mais de 1000 km/s, implicando em altas taxas de perda de massa: $\dot{M} \sim 10^{-5} M_{\odot}/\text{ano}$ (Willis 1991; ver também a seção 1.3.4).

Desta forma, as estrelas WR podem ser esquematicamente visualizadas como um caroço nuclear, queimando hélio, e uma expressa atmosfera que se expande com velocidades super-sônicas com traços de elementos processados nuclearmente, que produzem as linhas de emissão observadas. O Hidrogênio é muitas vezes varrido das atmosferas e pode não ser observado.

Muito progresso tem sido feito no estudo destas estrelas e hoje já se pode classificar as estrelas WR e colocá-las no diagrama HR com bastante precisão (Hamann, Koesterke & Wessolowski 1993). Algumas estrelas WR possuem características bastante similares àquelas das estrelas do tipo O, mas diferem em sua massa. Enquanto as estrelas O mais luminosas possuem massas da ordem de $80 M_{\odot}$ (Kudritzky 1991), uma estrela WR num sistema binário possui em média uma massa de $20 M_{\odot}$ (Cherepaschuk 1991). Desta forma, conforme os modelos evolutivos de estrelas, devido à alta perda de massa as estrelas WR são, de fato, descendentes das estrelas O de alta massa (Willis 1991).

1.3.3 Classes de Estrelas Wolf-Rayet

Os espectros das estrelas Wolf-Rayet podem ser classificados em três tipos: WN, WC e as raras WO, conforme podemos ver na tabela 1.1. Exemplos de espectros de estrelas WR podem ser vistos em vários trabalhos, como por exemplo: Figer, McLean & Najarro (1997) e van der Hucht (2001).

As classes WN, WC e WO são ainda subdivididas em WN2 – WN9, WC4 – WC9, WO1 – WO4, sendo que cada uma destas sub-classificações leva em conta as intensidades das linhas de Nitrogênio, Carbono e Oxigênio, respectivamente. Muitas vezes refere-se a esta sequência como uma evolução do tipo tardio para o tipo recente (por exemplo: do tipo WN9 para o tipo WN2) – denotados pelas letras L e E (do Inglês *late* e *early*, respectivamente). Maiores detalhes em van der Hucht (2001).

Desta forma, ao longo de suas vidas, as estrelas WR evoluem de acordo com a seguinte sequência evolutiva: WNL - WNE - WCL - WCE - WO. No diagrama de Hertzsprung-Russel (HR) elas percorrem um caminho para baixo, tornando-se menos luminosas; e para esquerda, ficando cada vez mais quentes (Mofatt *et al.* 1989).

As classificações presentes na tabela 1.1 representam também estágios da evolução destes objetos: os mais evoluídos exibem camadas cada vez mais interiores e ricas em elementos mais pesados. De modo geral pode-se associar o grau de evolução de uma estrela WR com o tempo em que ela se encontra nesta fase. Quanto maior este tempo, maior o período durante o qual os ventos expõem camadas cada vez mais

Classes de Estrelas Wolf-Rayet e Características

Classe	Principais Características
WN	Dominadas por Nitrogênio, com traços de Carbono e Hidrogênio
WC	Dominadas por Carbono, ausência de Nitrogênio e traços de Hidrogênio
WO	Oxigênio dominante, ausência de Hidrogênio e traços de Carbono.

Tab. 1.1: Classes de Estrelas Wolf-Rayet. Nas WO, a proporção é $C/O < 1$. O Hidrogênio só está presente, ainda que em pequenas quantidades, nas estrelas WC e WN.

interiores e ricas em elementos mais metálicos.

1.3.4 Evolução de Estrelas de Alta Massa

Nesta seção vamos mostrar os canais evolutivos de estrelas com alta massa e os possíveis canais para a formação de estrelas WR.

Até 1976 pensava-se que estrelas WR necessariamente eram o produto da binaridade. Nestes sistemas, através de transferência de massa, uma estrela conseguia expelir o envelope exterior, expondo assim as suas camadas mais internas e ricas em elementos mais pesados. Entretanto, Conti (1976) sugeriu que uma estrela O, mesmo que não pertença a um sistema binário, poderia, através do mecanismo de perda de massa, tornar-se uma estrela WR. Neste modelo simples, a estrela passaria pelos seguintes estágios: Estrela O – Estrela Of – Estrela WNL (WR do tipo N, tardio), que pode, eventualmente, evoluir para uma WNE (WR do tipo N, recente) e finalmente em uma estrela WR de Carbono ou WC. Este esquema evolutivo ficou conhecido como o **Cenário de Conti**.

Vários problemas existiam neste modelo e várias outras contribuições levaram a uma revisão da idéia originalmente proposta⁵. De acordo com este novo esquema, pode-se distinguir 3 diferentes canais que levam à formação de estrelas WR mostrados esquematicamente na tabela 1.2⁶. No primeiro canal, as estrelas com massa inicial inferior a $25 M_{\odot}$ seguem o caminho: estrela O – Super-Gigante Azul (BSG) – Super-Gigante Vermelha (RSG) e finalmente não originam estrelas WR de nenhum tipo. No segundo canal, estrelas com massas iniciais entre 25 e $60 M_{\odot}$ seguem o caminho: estrela O – BSG – Super Gigante Amarela (YSG) – RSG – estrela WR (do tipo WNE) - estrela WR (do tipo WC). Este é o chamado **canal da Super-Gigante Vermelha** para a formação de estrelas WR. Por fim, estrelas com massas superiores a $60 M_{\odot}$ seguem uma sequência idêntica àquela proposta por Conti (1976): O – Of – WNL – WNE – WC – WO. Este cenário evolutivo revisado, que evoluiu a partir da proposta de Conti (1976), é conhecido como **Cenário de Maeder**.

⁵ Para entender a evolução da idéia de Conti que levou ao modelo atual, recomenda-se a leitura do artigo de revisão de Maeder & Conti (1994).

⁶ As abreviações utilizadas para os vários tipos de estrelas encontradas no texto que segue estão explicadas na legenda desta tabela.

Evolução de Estrelas de Alta Massa

Intervalo de Massas	Sequência Evolutiva
Para $M < 25 M_{\odot}$	O – BSG – RSG – YSG – Cefeida – RSG – SN
Para $25 M_{\odot} < M < 60 M_{\odot}$	O – BSG – YSG – RSG – WN – WC – SN
Para $M > 60 M_{\odot}$	O – Of – BSG – LBV – WN – WC – WO – SN

Tab. 1.2: Sequência Evolutiva para estrelas de alta massa na qual três intervalos de massa são considerados. Legenda: O – Estrela do tipo O; Of – Estrela do tipo O apresentando as linhas de He II em $\lambda 4686 \text{ \AA}$ e N III em $\lambda \lambda 4634, 4640 \text{ \AA}$; BSG – Super Gigante Azul (do Inglês *Blue Super Giant*); LBV – Variável Azul Luminosa (do Inglês *Luminous Blue Variable*); WN – Estrela Wolf-Rayet do tipo N (Nitrogenada); WC – Wolf-Rayet do tipo C (Carbonada); WO – Wolf-Rayet do tipo O (Oxigenada); SN – Super Nova; YSG – Super Gigante Amarela (do Inglês *Yellow Super Giant*); RSG – Super Gigante Vermelha (do Inglês *Red Super Giant*).

Estrelas dos tipos O, OB (gigantes e super-gigantes), M (gigantes e super-gigantes) e estrelas WR perdem massa em taxas super elevadas, podendo chegar a $\dot{M} \sim 10^{-3} M_{\odot}/\text{ano}$, para as estrelas WR (Lamers 1985). De modo geral, a taxa de perda de massa é função da luminosidade, massa, raio e da metalicidade (Z) da estrela. Os ventos observados também devem estar relacionados com Z , uma vez que a eficiência com que a pressão de radiação é convertida em momento depende da opacidade da atmosfera, que por sua vez depende de Z . Em particular, através de modelos de estrelas O, pode-se escrever a dependência da taxa de perda de massa (\dot{M}) em relação à metalicidade (Z) como (Kudritzky, Pauldrach & Puls 1987; Leitherer *et al.* 1992b):

$$\dot{M} \propto Z^{\alpha} \quad ; \quad \text{onde } 0.5 < \alpha < 1 \quad (1.1)$$

Desta forma, estrelas O na vizinhança solar apresentam maiores taxas de perda de massa do que estrelas O nas Nuvens de Magalhães. De fato, estrelas O observadas nas Nuvens de Magalhães (em particular na Pequena Nuvem de Magalhães) apresentam linhas de vento menos intensas em seus espectros ultra-violeta, sugerindo uma menor opacidade nestas linhas (Walborn 1995). Veremos como isso funciona na prática no capítulo 2.

Se estrelas mais metálicas experimentam maiores taxas de perda de massa, podemos supor que a formação de estrelas Wolf-Rayet deve ser facilitada em galáxias Starburst de alta metalicidade. Em outras palavras devemos esperar uma maior incidência destas estrelas neste tipo de galáxias. Voltaremos a esta questão na seção 1.5, onde discutiremos como as estrelas WR podem nos ajudar a estudar as populações estelares de galáxias Starburst de alta metalicidade.

1.4 Classes de Galáxias Starburst

Nesta seção vamos descrever as classes de galáxias com formação estelar intensa e suas principais características.

Uma maneira empírica bastante utilizada para se classificar galáxias Starburst é o chamado critério de Terlevich (1997). Segundo este critério, uma galáxia pode ser classificada como Starburst utilizando-se apenas o critério da luminosidade. A seguinte condição é satisfeita:

$$L(SB) \sim L(g) \quad (1.2)$$

onde $L(SB)$ é a luminosidade da região Starburst e $L(g)$ é a luminosidade da galáxia em estudo. Se esta relação for satisfeita, diz-se que a galáxia é um Starburst. Se ao contrário $L(SB) \ll L(g)$ então a galáxia apenas hospeda uma região de formação estelar.

Nem sempre o fenômeno ocorre homogeneamente em toda a galáxia, sendo muitas vezes caracterizado por eventos isolados em algumas regiões, os chamados pontos quentes⁷, onde a luminosidade superficial contrasta com o resto da galáxia. Esta diferença, aliada à enorme variedade de tipos morfológicos existentes, dá origem aos diversos objetos que apresentam formação estelar intensa: **galáxias Starburst Nuclear**, **galáxias HII** e **galáxias Wolf-Rayet**, cujas características veremos a seguir.

1.4.1 Galáxias Starburst Nuclear

As galáxias Starburst Nuclear (Weedman *et al.* 1981, Balzano 1983 e Coziol *et al.* 1994) caracterizam-se por apresentarem o fenômeno Starburst concentrado em seus núcleos, sendo a galáxia NGC 7714 (Weedman *et al.* 1981), considerada o exemplo típico desta classe de objetos. Morfológicamente, são geralmente galáxias espirais, ricas em gás e que abrigam múltiplas regiões HII. Sucessivas gerações de estrelas já se formaram no passado, fazendo com que estas galáxias sejam muito evoluídas quimicamente. Em galáxias espirais são encontradas misturas de populações velhas e novas. Ver por exemplo, Leão & Cid Fernandes (2001).

Nestes objetos a luminosidade da região central é maior que a luminosidade do restante da galáxia e seguindo o critério de Terlevich (1997), podem ser classificadas como galáxias Starburst. Outras regiões destes objetos podem também apresentar o fenômeno Starburst, como por exemplo os braços, que são ricos em gás e frequentemente apresentam os chamados pontos quentes, onde notamos a presença de milhares de estrelas O e B quentes e massivas. As galáxias Starburst Nuclear constituem os sistemas mais quimicamente evoluídos onde o fenômeno de formação de estrelas ocorre. Diferentes gerações de estrelas coexistem, indicando que múltiplos episódios de formação estelar ocorreram em diferentes épocas da evolução destes objetos. Veremos isto em maiores detalhes no capítulo 3.

Os espectros óticos destes objetos são ricos em linhas de absorção devido às estrelas presentes. Notam-se ainda as linhas de emissão que denotam o grau de

⁷ Também conhecidos na literatura pelo termo em inglês *hot spots*.

ionização do gás que evolue as regiões de formação estelar e indiretamente a presença de estrelas ionizantes recentemente formadas. As linhas de emissão no ótico mais importantes são: $H\alpha$ $\lambda 6563$ Å, $H\beta$ $\lambda 4861$ Å, $H\gamma$ $\lambda 4340$ Å, que fazem parte da série de Balmer; as linhas do Oxigênio [OIII] em $\lambda\lambda 4959, 5007$ Å; [OII] $\lambda 3727$, as do Nitrogênio [NII] em $\lambda 6548$ e $\lambda 6584$ Å e as do Enxofre [SII] em $\lambda\lambda 6717, 6731$ Å. As razões entre estas linhas podem ser utilizadas para se estudar o grau de ionização do gás e também como uma maneira empírica/observacional de se estimar a idade do Starburst. Além disso, pode-se ainda estudar a extinção pela poeira e pelo gás. Aplicaremos estes métodos a uma amostra de galáxias Starburst no capítulo 8.

1.4.2 Galáxias HII

As galáxias HII são “versões” em menor escala das Galáxias Starburst Nuclear da seção anterior. Elas são ricas em gás (Melnick 1992) e pouco extensas. Geralmente possuem morfologia compacta como irregulares ou anãs e são pouco evoluídas quimicamente. Ainda assim estão formando milhares de estrelas de alta massa com taxas de formação elevadas (Searle *et al.* 1973). Extensas regiões HII dominam a paisagem nestes objetos que foram primeiramente descobertos por Sargeant & Searle (1970). Estas regiões HII gigantes, ricas em gás ionizado, podem ser múltiplas ao longo da galáxia hospedeira (Telles, Melnick & Terlevich 1997).

Assim como as galáxias Starburst Nuclear, a principal característica observacional das galáxias HII é a presença de linhas de emissão no ótico. A fonte da radiação ionizante que produz estas linhas de emissão são as jovens, quentes e massivas estrelas O e B (Kunth & Sargent 1983), sendo forte também a contribuição destas estrelas na faixa do ultra-violeta.

Durante muito tempo pensou-se que as galáxias HII, por serem extremamente ricas em gás, estariam formando sua primeira geração de estrelas. A radiação no ultra-violeta e as linhas de emissão que dominam o espectro integrado destes objetos só poderiam ser produzidos por uma população estelar extremamente jovem, com $t \sim 10^6$ anos. Para reforçar ainda mais esta idéia, a análise das linhas espectrais revela metalicidades extremamente baixas, $Z \sim 1/10 Z_{\odot}$, confirmando que estes objetos são pouco evoluídos quimicamente (Kunth & Östlin 2000). Entretanto, estudos recentes apontam a existência de uma população mais velha, chegando a $t \sim 10^{10}$ anos, em conjunto com a população jovem dominante. A população velha pode ser observada no infra-vermelho próximo (Telles & Terlevich 1997) ou detectada no ótico através de técnicas de síntese de populações estelares, Raimann *et al.* (2000a, b) e Cid Fernandes *et al.* (2003). Veremos isso em mais detalhes no capítulo 3. Tanto as observações como as técnicas de síntese apontam a existência de uma população estelar mais antiga, indicando que os mecanismos de formação estelar nestes objetos ainda são pouco conhecidos e merecem maior esforço observacional e teórico. Na verdade, as características físicas do fenômeno Starburst propriamente dito ainda são controversas, conforme vimos na seção 1.2.

O estudo de variadas amostras de galáxias HII através de observações e técnicas de síntese de populações estelares podem nos ajudar a conhecer melhor estes objetos onde o fenômeno Starburst determina suas características físicas e espectrais. De qualquer forma, as galáxias HII constituem os objetos mais jovens e pouco evoluídos

que podemos encontrar.

1.4.3 Galáxias Wolf-Rayet

Galáxias Wolf-Rayet são uma sub-classe de galáxias Starburst onde também ocorre intensa formação estelar. Estas galáxias recebem este nome por conterem razoável número de estrelas WR, descendentes diretas de estrelas do tipo O, com massa superior a $25 M_{\odot}$ (ver seção 1.3).

Estas galáxias possuem as mesmas características espectrais das galáxias Starburst Nuclear, como a presença de linhas de emissão em seus espectros. Entretanto, a característica que as define é a presença de um conjunto de linhas bastante proeminente centrado em $\lambda 4640 \text{ \AA}$ (Schumutz & Vacca 1999): NV $\lambda 4605$, $\lambda 4620$, $\lambda 4640 \text{ \AA}$, C IV $\lambda 4658$ e He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$. Cada uma destas linhas só pode ser individualmente resolvida e isolada quando a resolução espectral e a relação S/N são altas, da ordem de 5 e 50 \AA respectivamente. Do contrário, origina-se a chamada “saliência WR”, a partir da sobreposição das linhas acima mencionadas.

Todas estas linhas têm origem estelar, mais precisamente em estrelas WR de variadas classes. Muitas vezes existe também uma contaminação nebular. O mais interessante é que a maioria destas linhas não coincide com as principais linhas de emissão do gás, fazendo com que elas estejam entre as poucas linhas de origem estelar capazes de serem observadas no espectro integrado de galáxias com formação estelar.

A Figura 1.2 mostra o espectro da galáxia Mrk 309 (Schaerer *et al.* 2000), uma galáxia Starburst/Wolf-Rayet. Na figura são visíveis as linhas da saliência WR devido à excelente qualidade do espectro. Várias linhas de emissão estão presentes, sobrepostas ao contínuo bastante azul, dominado por estrelas jovens e quentes.

A contribuição de estrelas WR para o espectro da galáxia hospedeira pode ser vista também na região do UV, sendo as linhas largas de emissão suas principais características, como por exemplo a do He II $\lambda 1640 \text{ \AA}$ em emissão. Também se devem a elas (e às estrelas O e B) as linhas de emissão do gás interestelar excitado. Acredita-se que o fenômeno WR seja parte da evolução natural de Starbursts jovens. Entretanto, como a fase WR das estrelas é relativamente curta, estas galáxias são raras e só podem ser observadas entre $3\text{--}6 \times 10^6$ anos. Após este tempo, as estrelas WR continuam sua evolução, muitas delas explodindo em super-novas.

O número de estrelas WR numa galáxia Wolf-Rayet pode ser estimado pela comparação da largura equivalente da saliência WR de uma galáxia em estudo com a linha correspondente de uma estrela WR. É também possível estimar o valor da relação $N(O)/N(WR)$ nas galáxias e nota-se a diminuição desta razão para as galáxias mais metálicas, indicando que galáxias mais metálicas favorecem a formação de estrelas WR. Infelizmente ainda não dispomos de estudos completos a este respeito, como veremos no capítulo 4.

1.5 Este Trabalho: Métodos de Síntese de Populações Estelares e Galáxias Starburst de Alta Metalicidade

Nas seções anteriores deste capítulo discutimos brevemente os tópicos de interesse desta tese. Nesta seção vamos apresentar de forma mais detalhada os objetivos deste

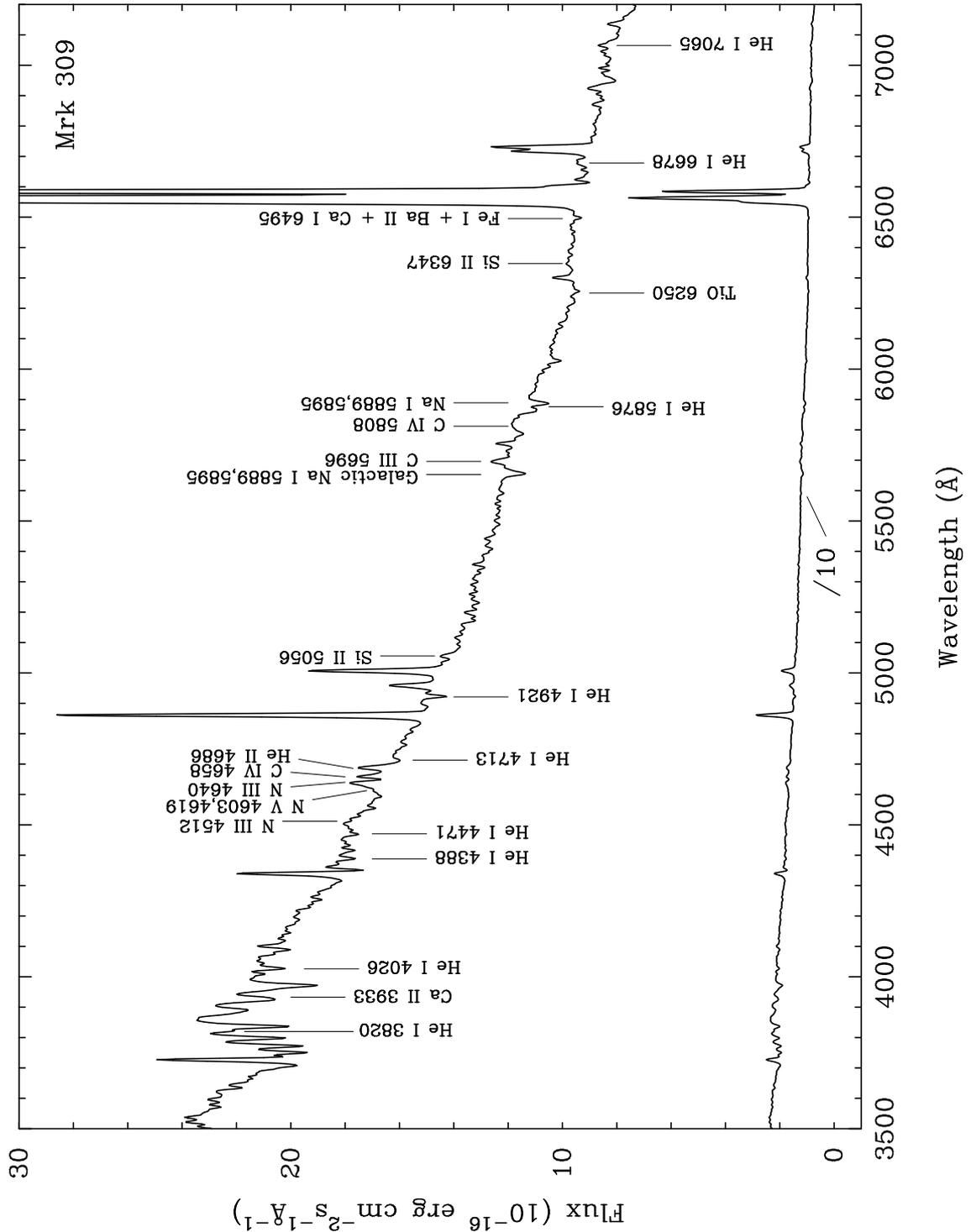


Fig. 1.2: Espectro integrado da galáxia Wolf-Rayet Mrk 309. No eixo horizontal temos o comprimento de onda (Å) e no eixo vertical o fluxo calibrado. São visíveis as principais linhas de emissão que dominam o espectro, em especial a chamada saliência WR centrada em 4640 Å. A reprodução desta figura foi gentilmente permitida pelo Dr. Daniel Schaerer. Ela foi originalmente publicada em Schaerer *et al.* (2000).

trabalho. Esta tese consiste de três partes independentes que tem o objetivo comum de estudar, com diferentes técnicas, as populações estelares de galáxias com formação estelar intensa, regiões HII e Starbursts de alta metalicidade.

Nas duas primeiras partes desta tese dedicamos um esforço particular às chamadas técnicas de síntese de populações. Nosso maior interesse com estas técnicas de síntese é a possibilidade de se recuperar a história de formação estelar e estudar a evolução das galáxias, relacionando suas histórias de formação estelar com a metalicidade, morfologia e outros parâmetros de interesse.

Para se estudar as populações estelares utilizamos técnicas de síntese de populações que nós mesmos desenvolvemos (Cid Fernandes *et al.* 2001; Leitherer *et al.* 1999), mas também fizemos uso de outros códigos (GISSEL96, Bruzual & Charlot 2003), como ferramentas adicionais e complementares para estudos mais detalhados das populações estelares das galáxias Starburst. Estas aplicações visam buscar pistas para entender como os processos de formação estelar e enriquecimento químico são influenciados pelo meio interestelar, pela presença e propriedades do gás, metalicidade e outros parâmetros de interesse.

Na terceira (e mais extensa) parte deste trabalho, objetivamos o estudo das galáxias com formação estelar em ambientes de alta metalicidade. A meta é entender como a frequência de estrelas Wolf-Rayet está relacionada com a metalicidade dos Starbursts, suas morfologias e populações estelares.

De maneira mais detalhada, nosso trabalho está dividido da seguinte maneira:

- **Parte I** – Uma Biblioteca Estelar Jovem de Baixa Metalicidade para o Código Starburst99.
- **Parte II** – Estudo das Populações Estelares de Galáxias Starburst Nuclear e HII.
- **Parte III** – Estudo das Populações Estelares de Galáxias Starburst de Alta Metalicidade.

A primeira parte tem como objetivo a implementação de uma biblioteca de estrelas jovens de baixa metalicidade ao código Starburst99, visando permitir uma melhor precisão do código para o estudo de galáxias de baixa metalicidade. Até 2001 o referido código carecia de uma biblioteca de estrelas com metalicidade inferior à metalicidade solar, impedindo que galáxias de baixa metalicidade fossem propriamente estudadas com o código Starburst99. Para a construção de uma biblioteca de estrelas de baixa metalicidade foram observadas estrelas dos tipos O e B nas Pequena e Grande Nuvens de Magalhães com o Telescópio Espacial Hubble. No capítulo 2 vamos descrever as observações e a metodologia que empregamos para construir esta biblioteca de estrelas de baixa metalicidade, bem como sua incorporação ao Starburst99.

A segunda parte do projeto é basicamente uma continuidade do meu projeto de mestrado, cujo objetivo foi criar, testar e aplicar um método de síntese de populações estelares. A grande inovação que introduzimos naquele trabalho (Leão 2001) foi a possibilidade de se considerar matematicamente o efeito dos erros observacionais e a introdução de uma análise probabilística dos resultados. Estes resultados foram

publicados ainda em Cid Fernandes *et al.* (2001) e Leão & Cid Fernandes (2001). Para dar continuidade a estes trabalhos, aplicamos o método que desenvolvemos a uma grande amostra de galáxias Starburst Nuclear e galáxias HII. No capítulo 3 apresentamos os detalhes e os resultados que obtivemos nesta parte do trabalho.

Por fim, a terceira parte tem como objetivo estudar galáxias Starburst de alta metalicidade e investigar a presença de estrelas de alta massa independentemente das propriedades do gás. Em especial, buscamos estudar a frequência de estrelas Wolf-Rayet nestas galáxias. Isto foi feito com o auxílio de observações tanto no ótico quanto no infra-vermelho. O objetivo central é entender porque a maioria das galáxias Wolf-Rayet catalogadas até hoje são de baixa metalicidade. Da teoria de evolução estelar (ver seção 1.3.4) esperamos que altas metalicidades devem favorecer o aparecimento de estrelas WR. Será que as observações feitas até hoje deram preferência à observação de galáxias de baixa metalicidade? Uma alternativa seria a presença de um outro efeito mais sutil que nos impede de observar galáxias WR em ambientes de alta metalicidade. Esta terceira parte da tese foi aquela que consumiu a maior parte do tempo, pois empregamos diferentes instrumentos e telescópios que nos permitiram observar as galáxias da amostra com a resolução desejada. Além disso, empregamos diversas técnicas de redução de dados e variadas técnicas de análise. O capítulos 4 a 10 tratam desta terceira parte e estão organizados da seguinte forma:

- No capítulo 4 descrevemos o problema, apresentamos a descrição do projeto observacional, os critérios de seleção da amostra e suas características. Descrevemos ainda os telescópios, instrumentos utilizados, a técnica observacional adotada e o diário das observações.
- No capítulo 5 descrevemos em detalhes o processo de redução dos dados tanto no ótico quanto no infra-vermelho.
- No capítulo 6 apresentamos os espectros observados no ótico e no infra-vermelho. Estes dois conjuntos de espectros formam o atlas das galáxias observadas.
- No capítulo 7 apresentamos a análise das populações estelares dos espectros óticos, observadas com o telescópio Keck I⁸.
- No capítulo 8 apresentamos a análise das linhas de emissão e absorção dos espectros óticos.
- No capítulo 9 apresentamos a análise dos espectros obtidos no infra-vermelho com o Telescópio UKIRT⁹ e também a análise das linhas de emissão e absorção encontradas nesta faixa.

⁸ O Observatório Keck é operado pela Universidade da Califórnia, pelo Instituto de Tecnologia da Califórnia (Caltech) e pela Agência Espacial Americana (NASA). O observatório é composto por dois telescópios (Keck I e Keck II) localizados na montanha Mauna Kea (4200 metros) no estado americano do Havaí. Os telescópios Keck possuem espelhos com 10 metros e são os maiores telescópios do mundo na atualidade.

⁹ O Telescópio UKIRT (*United Kingdom Infra-Red Telescope*) de 3.8 metros também está localizado no alto da Montanha Mauna Kea (4200 metros) e é operado pelo Reino Unido. Trata-se do maior telescópio do mundo dedicado exclusivamente ao estudo da astronomia no infra-vermelho.

- No capítulo 10 discutimos as galáxias WR detectadas e analisamos quantitativamente o número e as subclasses destas estrelas.

Por fim, no capítulo 11 apresentamos nossas conclusões, perspectivas de continuidade e aplicações futuras das técnicas e dos resultados obtidos neste trabalho.

Capítulo 2

Uma Biblioteca Estelar Jovem de Baixa Metalicidade para o Starburst99

Este capítulo constitui a parte I deste trabalho. O objetivo é descrever como estendemos o banco de dados do código Starburst99 (Leitherer *et al.* 1999) para incluir estrelas de baixa metalicidade. Esta adição ao banco de dados possibilita a utilização do Starburst99 para o estudo de galáxias Starburst de baixa-metalicidade. Para isso utilizamos observações de estrelas O feitas pelo Telescópio Espacial Hubble na Grande e Pequena Nuvem de Magalhães.

Na seção 2.1 explicamos brevemente o código Starburst99 e a necessidade de uma biblioteca com metalicidade inferior a solar. Na seção 2.2 falaremos da amostra, observações e redução dos dados. Apresentamos a metodologia para a construção da biblioteca na seção 2.3. Na seção 2.4 mostramos os espectros sintéticos gerados com a nova biblioteca e na seção 2.5 mostramos a aplicação da nova biblioteca à galáxias de baixa metalicidade. Por fim, na seção 2.6, apresentamos nossas conclusões.

2.1 Introdução

2.1.1 O Código Starburst99

O Código Starburst99¹ é um dos códigos disponíveis na literatura para o estudo de síntese de populações estelares. Este código utiliza espectros de estrelas e modelos de evolução estelar para tentar reproduzir os espectros observados dos objetos em estudo. Esta técnica é conhecida como **Síntese Evolutiva** e foi introduzida por Tinsley (1972). Os espectros podem ser teóricos (calculados através de modelos) ou observados e tenta-se fazer hipóteses sobre a Função de Massa Inicial (FMI), regime de formação estelar (instantâneo ou contínuo) e outros parâmetros a respeito do objeto em estudo. A partir destas hipóteses iniciais, o código gera um espectro sintético que pode ser comparado com o espectro observado do objeto em estudo. Caso a diferença entre o espectro sintético e o observado sejam relevantes, pode-se ajustar

¹ O Código Starburst99 está disponível para uso público no endereço eletrônico: www.stsci.edu/science/Starburst99.

os parâmetros iniciais. O processo é repetido até que exista uma concordância entre os espectros observados e sintéticos.

Desta forma, as técnicas de Síntese Evolutiva são limitadas por vários fatores: hipóteses sobre os regimes de formação estelar, Função de Massa Inicial, a Teoria da Evolução Estelar e por fim as bibliotecas de espectros utilizadas. Apesar disto é uma técnica bastante eficaz e que pode ser empregada em diversos problemas de evolução de galáxias e no estudo das suas populações estelares.

Nesta parte do trabalho, descrevemos a construção de uma biblioteca de estrelas jovens de baixa metalicidade para o Starburst99.

2.1.2 A Biblioteca de Estrelas Jovens de Baixa Metalicidade

A região do ultra-violeta (UV) é dominada por linhas de absorção de origem estelar e inter-estelar. Linhas similares, existentes nas regiões do ótico e infravermelho, estão ocultadas por linhas de emissão fortes. Desta forma, a região do UV proporciona a melhor forma de se estudar as linhas de absorção de origem estelar em galáxias Starburst. Os espectros UV das galáxias Starburst é variado e a maior compilação existente de espectros no UV é o atlas de Kinney *et al.* (1993). Interessantemente os espectros UV em pequenas e grandes distâncias é bastante similar, sugerindo um conteúdo estelar semelhante (Steidel *et al.* 1996, Yee *et al.* 1996, Pettini *et al.* 2000).

As populações estelares que produzem a forma e as características específicas dos espectros UV são as estrelas quentes ($T > 25000K$) e massivas ($M > 10 M_{\odot}$). Estas estrelas, embora em pequeno número comparadas com outras estrelas ordinárias, são as maiores responsáveis pela produção de fótons UV em galáxias com formação estelar. Estas estrelas apresentam ventos estelares muito velozes ($v \sim 3000 km/s$), detectados através de fortes linhas de absorção deslocadas para o azul e perfis de linha do tipo P-Cygni nos espectros UV (Walborn, Nichols-Bohlin & Panek 1985). As linhas mais fortes presentes são N V $\lambda 1240$, Si IV $\lambda 1400$ e C IV $\lambda 1550 \text{ \AA}$, que indicam a presença de estrelas de alta massa (Sekiguchi & Anderson 1987a,b; Mas-Hesse & Kunth 1999).

Assim, estudos na faixa do UV podem revelar o conteúdo estelar massivo de galáxias com formação estelar intensa. Para se estudar as populações estelares destas galáxias nesta faixa espectral pode-se utilizar os modelos de espectros UV gerados através do Starburst99 que produz espectros sintéticos que muitas vezes estão de acordo com os espectros UV observados (Tremonti *et al.* 2001). Os modelos eram gerados com uma biblioteca de estrelas quentes cuja metalicidade era solar ou ligeiramente menor que a solar. Entretanto, sabemos que muitas galáxias são pobres em metal. Devido à carência de uma biblioteca de estrelas de baixa metalicidade, o código Starburst99 era inadequado ao estudo de galáxias com formação estelar de baixa metalicidade.

Anteriormente ao Telescópio Espacial Hubble, apenas o Telescópio IUE² podia observar estrelas OB, ainda que próximas e portanto com metalicidade solar ou

² O IUE, *International Ultraviolet Explorer*, foi um satélite projetado e operado pela NASA (Agência Espacial Americana), ESA (Agência Espacial Européia) e pelo Reino Unido. O IUE foi o satélite astronômico mais duradouro até hoje, pois operou por quase 19 anos (1978-1996).

próxima da solar. Estrelas OB com metalicidades inferiores poderiam ser observadas na pequena e grande nuvem de Magalhães (cujas siglas em Inglês são SMC e LMC, respectivamente).

Felizmente, ao longo dos anos, o espectrógrafo UV a bordo do Telescópio Hubble acumulou observações destas estrelas na SMC e LMC, cujas metalicidades são de 3 a 10 vezes menores que suas similares encontradas na Galáxia e na vizinhança solar (Garnett 1999). Desta maneira, dispomos de uma maneira de construir uma biblioteca de estrelas quentes e massivas de baixa metalicidade através destas observações presentes no arquivo do Hubble. Esta possibilidade foi primeiramente apontada por Robert (1999a).

Descrevemos a seguir os dados utilizados (seção 2.2), a construção desta nova biblioteca (seção 2.3) e sua implementação no código Starburst99. Na seção 2.5 mostramos aplicações ao estudo de galáxias Starburst com metalicidades similares àquelas encontradas nas nuvens de Magalhães.

2.2 Amostra, Observações e Redução de Dados

2.2.1 Amostra

Os espectros UV de estrelas O e B foram coletados através de diversos programas observacionais propostos por R. Kudritzki (programas observacionais do Telescópio Espacial Hubble 2233 e 4110), C. Robert (programa 5444) e D. J. Lennon (7437). O propósito original dos projetos 2233 e 4110 era obter espectros UV para estudos atmosféricos destas estrelas. Estes dados, que estavam no arquivo do Hubble, eram ideais para o propósito deste projeto. Por outro lado, o propósito dos programas 5444 e 7437 era justamente criar uma biblioteca de espectros no ultra-violeta de estrelas observadas na SMC e LMC.

O procedimento inicial para a construção da amostra consistiu em visitar o arquivo do Hubble e selecionar as estrelas cujos espectros possuem sinal-ruído satisfatório. Observações com problemas ou com baixo sinal ruído foram descartadas. No total, 59 espectros para as 53 estrelas presentes nas tabelas 2.1 e 2.2 foram selecionados.

As estrelas das tabelas 2.1 e 2.2 estão organizadas em ordem crescente de tipo espectral. A cobertura espectral é completa desde o tipo espectral O3 até B0, considerando-se em conjunto a SMC e a LMC. Entretanto, considerando-se as nuvens individualmente, existem vários tipos espectrais ausentes. Desta forma, a biblioteca resultante tem a metalicidade média de aproximadamente $1/4 Z_{\odot}$. O excesso de cor (coluna 4, das tabelas 2.1 e 2.2) foi calculado assumindo-se uma cor intrínseca de $(B-V) = -0.31$, independente do tipo espectral.

2.2.2 Observação e Redução de Dados

Neste projeto não lidamos diretamente com o processo observacional, pois como dissemos anteriormente, os dados que utilizamos já estavam presentes no arquivo do Hubble. O esforço observacional (preparação, requisitos técnicos, etc.) foi empreendido pelos investigadores que propuseram estas observações. Desta forma não

Propriedades Gerais da Amostra de Estrelas no Ultra-Violeta

Estrela (1)	Galáxia (2)	Tipo Espectral (3)	E(B-V) (4)	Instrumento (5)	Programa (6)
NGC 346 No. 355	SMC	ON3 III	0.08	FOS, STIS	4110, 7437
<i>Sk</i> – 66° 172	LMC	O3 III	0.19	FOS	2233
<i>Sk</i> – 68° 137	LMC	O3 III	0.24	FOS	2233
AV 14	SMC	O3-4 V	0.12	FOS	5444
AV 388	SMC	O4 V	0.10	FOS	4110
NGC 346 No. 324	SMC	O4 V((f))	0.07	FOS, STIS	4110, 7437
<i>Sk</i> – 70° 60	LMC	O4 V	0.12	FOS	5444
NGC 346 No. 1	SMC	O4 III(n)(f)	0.11	FOS	4110
<i>Sk</i> – 67° 166	LMC	O4 If+	0.09	FOS	4110
NGC 346 No. 368	SMC	O4-5 V((f))	0.08	STIS	7437
AV 80	SMC	O4-6n(f)p	0.17	STIS	7437
AV 61	SMC	O5 V	0.07	FOS	5444
<i>Sk</i> – 70° 69	LMC	O5 V	0.06	FOS	2233, 5444
AV 75	SMC	O5 III(f+)	0.15	FOS, STIS	5444, 7437
NGC 346 No. 4	SMC	O5-6 V	0.08	FOS	4110
AV 243	SMC	O6 V	0.09	FOS	4110
AV 377	SMC	O6 V	0.00	FOS	5444
NGC 346 No. 113	SMC	OC6 V	0.09	STIS	7437
<i>Sk</i> – 66° 100	LMC	O6 II(f)	0.10	FOS	2233
HDE 269357	LMC	O6 I	0.10	FOS	5444
AV 220	SMC	O6.5f?p	0.09	STIS	7437
<i>Sk</i> – 70° 91	LMC	O6.5 V	0.08	FOS	5444
AV 15	SMC	O6.5 II(f)	0.09	FOS, STIS	5444, 7437
AV 207	SMC	O7 V	0.09	FOS	5444
BI 155	LMC	O7 V	0.11	FOS	5444
BI 208	LMC	O7 V	0.02	FOS	5444
AV 26	SMC	O7 III	0.13	FOS	5444
AV 95	SMC	O7 III((f))	0.01	STIS	7437
BI 229	LMC	O7 III	0.14	FOS	5444
BI 272	LMC	O7 II	0.16	FOS	5444
AV 83	SMC	O7 Iaf+	0.18	STIS	7437
AV 232	SMC	O7 Iaf+	0.10	FOS	4110
AV 69	SMC	OC7.5 III((f))	0.09	STIS	7437
AV 378	SMC	O8 V	0.07	FOS	5444
<i>Sk</i> – 67° 191	LMC	O8 V	0.10	FOS	5444
AV 47	SMC	O8 III((f))	0.05	FOS, STIS	5444, 7437
BI 9	LMC	O8 III	0.14	FOS	5444

Tab. 2.1: Estrelas da amostra ultra-violeta. Ver Comentários na tabela 2.2.

Propriedades Gerais da Amostra de Estrelas no Ultra-Violeta (Continuação)					
Estrela (1)	Galáxia (2)	Tipo Espectral (3)	E(B-V) (4)	Instrumento (5)	Programa (6)
BI 173	LMC	O8 III	0.17	FOS	5444
AV 469	SMC	O8 II	0.09	FOS	5444
AV 396	SMC	O9 V	0.08	FOS	5444
AV 451	SMC	O9 V	0.08	FOS	5444
AV 223	SMC	O9 III	0.11	FOS	5444
AV 238	SMC	O9 III	0.09	FOS	4110
<i>Sk</i> – 67° 101	LMC	O9 III	0.14	FOS	5444
<i>Sk</i> – 69° 124	LMC	O9 Ib	0.12	FOS	5444
AV 372	SMC	O9 I	0.13	FOS	5444
BI 192	LMC	O9.5 III	0.12	FOS	5444
BI 170	LMC	O9.5 II	0.14	FOS	5444
AV 327	SMC	O9.5 II-Ibw	0.09	STIS	7437
AV 170	SMC	O9.7 III	0.08	STIS	7437
<i>Sk</i> – 65° 21	LMC	O9.7 Iab	0.15	FOS	4110
NGC 346 No. 12	SMC	O9.5-B0 V	0.16	STIS	7437
AV 488	SMC	B0.5 Iaw	0.18	FOS	4110

Tab. 2.2: Estrelas da amostra ultra-violeta (Continuação). A classificação espectral da coluna 3 é baseada na classificação de Walborn *et al.* (2000) e referências lá citadas. Considerando-se as duas galáxias (LMC e SMC), a cobertura espectral é completa desde O3 até B0.

vamos aqui discutir a parte técnica destas observações pois elas não foram o alvo de estudo deste trabalho³.

Os dados foram obtidos pelo telescópio Hubble através dos espectrógrafos STIS (*Space Telescope Imaging Spectrograph*) e FOS (*Faint Object Spectrograph*). Cada um destes instrumentos possui diferentes fendas de aquisição de dados, sensibilidades, escalas de placa, cobertura espectral e resolução próprias. É por essa razão que diferentes passos para a redução dos dados foram empregados. Normalmente, poderíamos empregar diretamente os dados do arquivo do Hubble pois eles já encontram-se calibrados e reduzidos. Entretanto, nem sempre esta redução foi feita com as últimas ferramentas de redução disponíveis. Além disso, por se tratarem de diferentes instrumentos é necessário fazer com que os dados tenham características similares após a redução.

Os dados do STIS tem cobertura espectral entre 1150 e 1700 Å. Para estes dados seguimos as calibrações padrão do pacote IRAF/STSDAS⁴. Para extrair o espectro uni-dimensional das estrelas utilizamos o pacote x1d. Depois destes passos iniciais, combinamos múltiplas exposições para uma mesma estrela, para se aumentar a relação sinal-ruído. A seguir ajustamos um polinômio ao contínuo dos espectros

³ Maiores informações sobre os instrumentos a bordo do Telescópio Espacial Hubble e a descrição técnica dos mesmos podem ser encontradas em: www.stsci.edu.

⁴ O IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) é um pacote de redução de dados mantido e atualizado pelo NOAO (*National Optical and Astronomical Observatories*). A página oficial do projeto IRAF é: <http://iraf.noao.edu/>.

observados para normalizá-los à unidade. Este passo é necessário para remover imperfeições presentes entre 1435 e 1440 Å, que apresentam menor relação sinal-ruído. A seguir corrigimos os espectros pela velocidade da SMC (todos os espectros STIS referem-se a SMC) de -150 km/s. A fim de obter espectros com a mesma resolução do instrumento FOS, re-amostramos os espectros STIS em 0.75 Å/pixel. Por fim, cortamos os espectros STIS para que estes cobrissem a faixa espectral entre 1206 e 1601 Å, o mesmo da biblioteca de metalicidade solar já presente no Starburst99.

Os dados obtidos pelo FOS cobrem a faixa espectral entre 1140 e 2330 Å, com o auxílio de duas grades de dispersão distintas. A redução seguiu passos similares àqueles aplicados aos dados do STIS, mas o resultado obtido é muito próximo daquele que o arquivo já apresentava. Entretanto, encontramos imperfeições eletrônicas do detector. Nestes casos, utilizamos o contínuo adjacente a estas imperfeições para removê-las. Assim como os espectros STIS, adicionamos múltiplas exposições para uma mesma estrela a fim de obter espectros com melhor sinal-ruído. Também normalizamos os espectros à unidade e aplicamos desta vez uma correção para a velocidade de -150 ou -270 km/s para observações de estrelas na SMC e LMC respectivamente. Finalmente, devido ao fato de que a cobertura espectral do STIS termina em 1700 Å, resolvemos não utilizar a cobertura extra proporcionada pelo FOS. O espectro foi re-amostrado em 0.75Å/pixel e cortado para cobrir exatamente a faixa entre 1206 e 1601 Å.

O produto final do processo de busca no arquivo do Hubble e a posterior redução foi o conjunto de 53 estrelas mostradas nas tabelas 2.1 e 2.2. A razão sinal-ruído típica é de 30, determinada principalmente pelo FOS, já que o STIS gera espectros de melhor qualidade.

2.3 Construção da Biblioteca

Por consistência, a metodologia que empregamos foi similar àquela empregada para a implementação da biblioteca de metalicidade solar já disponível no Starburst99 (Robert *et al.* 1993; de Mello *et al.* 2000). Os seguintes passos foram seguidos:

1. Combinamos, fazendo médias, os espectros de estrelas com o mesmo tipo espectral para aumentar a relação S/R e ao mesmo tempo minimizar as incertezas na classificação.
2. A biblioteca é essencialmente uma tabela que compreende 15 temperaturas (O3, O3.5, O4,...,B0) e cinco classes de luminosidade (V, IV, III, II, I), compreendendo 75 grupos espectrais. Esta tabela segue o formato de leitura do Starburst99. As estrelas das tabelas 2.1 e 2.2 foram suficientes para preencher 40% desta tabela.
3. Temperaturas e classes de luminosidade que não possuíam representantes (principalmente classes II e IV), foram obtidas através de interpolação bi-dimensional entre temperaturas e classes de luminosidade vizinhas.

Nas Figuras 2.1 e 2.2 mostramos exemplos de dois grupos espectrais e o comportamento de algumas linhas de interesse como N V $\lambda 1240$, Si IV $\lambda 1400$ e C IV $\lambda 1550$ Å. Para efeito de comparação mostramos a biblioteca de baixa metalicidade (linha sólida) juntamente com a biblioteca de metalicidade solar (linha traçada). Nota-se que frequentemente a biblioteca de baixa metalicidade apresenta linhas mais fracas (Robert 1996,1999a).

As estrelas do tipo O, de baixa metalicidade ou metalicidade solar (ver Figura 2.1, grupo O4 V), mostram os efeitos dos ventos estelares em N V $\lambda 1240$ e C IV $\lambda 1550$ Å, mas não em Si IV $\lambda 1400$ Å. O duplete do Si IV $\lambda 1400$ Å em absorção em qualquer estrela do tipo O da sequência principal é exclusivamente inter-estelar. Notamos também que a linha do N V $\lambda 1240$ Å apresenta pouquíssima dependência com a metalicidade para o grupo O4 V.

Por outro lado, vemos ainda na Figura 2.1, que a linha do C IV $\lambda 1550$ Å é bem menos deslocada para o azul nos modelos de baixa metalicidade em comparação com os de metalicidade solar. Isto reflete a menor densidade dos ventos nas nuvens de Magalhães. Ainda na Figura 2.1 (grupo O9 V) notamos os mesmos efeitos presentes no grupo O4 V, mas os efeitos dos ventos são bastante reduzidos devido às menores luminosidades das estrelas O9 V. Ainda assim notamos a assimetria da linha do C IV $\lambda 1550$ Å, que na metalicidade solar desloca-se para o azul devido ao aumento da opacidade dos ventos estelares.

Tanto na Figura 2.1 quanto na Figura 2.2 vemos que os ventos estelares são menos densos em baixa metalicidade. Nota-se ainda que para um dado tipo espectral, os ventos decrescem de intensidade quando comparamos a classes de luminosidade V (Figura 2.1) com a classe de luminosidade I (Figura 2.2). Isto é uma consequência direta da dependência dos ventos com a luminosidade: $dM/dt \sim L^{1.5}$ (Garmany & Conti 1984).

É interessante notar que para as linhas mais saturadas da classe de luminosidade I (Figura 2.2), os efeitos da metalicidade são menos importantes.

Concluimos que para as estrelas de baixa metalicidade das nuvens de Magalhães, os ventos estelares são menos intensos e atingem velocidades terminais mais baixas do que os ventos das estrelas com metalicidade solar.

2.4 Espectros Sintéticos

Os 75 grupos espectrais de baixa metalicidade que obtivemos foi utilizado para substituir os grupos do tipo O de metalicidade solar previamente existentes no Starburst99. Todos os outros grupos espectrais contam apenas com as bibliotecas originalmente existentes com metalicidade solar.

Isto pode ter consequências quando compararmos espectros sintéticos com espectros observados, pois para idades $t \sim 10^6$ anos, o espectro ultra-violeta será dominado pelas estrelas O da SMC/LMC (cujas representantes menos massivas vivem até 10^6 anos). Após esta idade, o espectro será dominado pelas estrelas B com metalicidade solar. Se considerarmos um regime de formação estelar contínua, um equilíbrio entre estrelas O e estrelas B é rapidamente alcançado após $t = 10^6$ anos. Assim, o espectro ultra-violeta passa a ser uma combinação das contribuições das estrelas B (com metalicidade solar) e das estrelas O com metalicidade sub-solar.

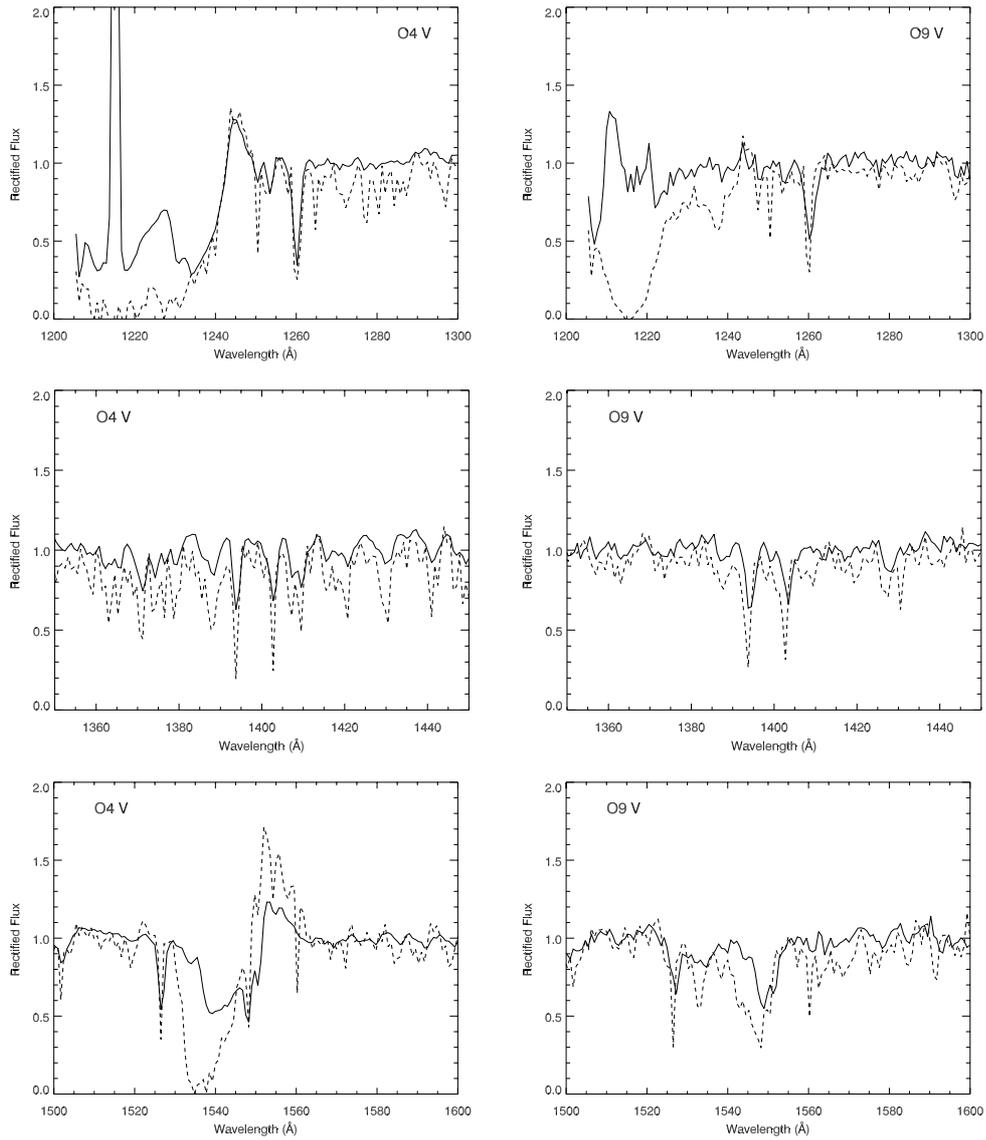


Fig. 2.1: Comparação entre os espectros de baixa (linhas sólidas) e alta (linhas traçadas) metalicidade para os grupos espectrais O4 V e O9 V, salientando três faixas espectrais distintas e suas linhas principais: N V $\lambda 1240$, Si IV $\lambda 1400$ e C IV $\lambda 1550$ Å.

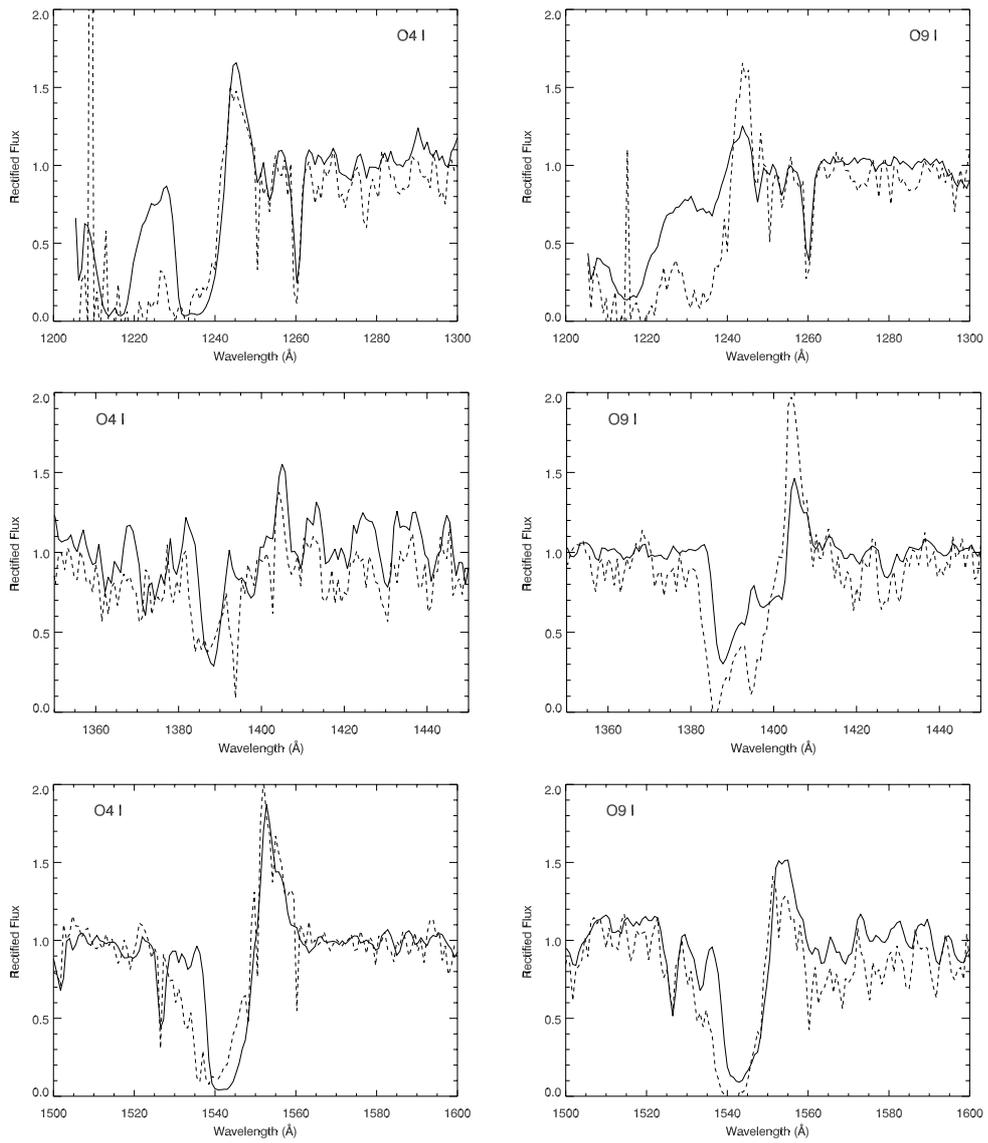


Fig. 2.2: Similar à figura anterior, mas para os grupos espectrais O4 I e O9 I.

As linhas indicadoras dos ventos estelares (N V $\lambda 1240$, Si IV $\lambda 1400$ e C IV $\lambda 1550$ Å) são produzidas pelas estrelas mais massivas (com $M > 40 M_{\odot}$) e desta forma os espectros sintéticos gerados pelo Starburst99 ainda descreveriam corretamente o perfil destas linhas, se o efeito das super-gigantes do tipo B puder ser desprezado. Entretanto, as linhas de Si III $\lambda 1417$ e C III $\lambda 1427$ Å podem ser afetadas, pois suas intensidades dependem fortemente das estrelas B do tipo recente. Em qualquer caso, o nível do contínuo dos espectros sintéticos são calculados de maneira correta, pois os traços evolutivos e as composições químicas apropriadas são utilizadas.

Por fim, mostramos nas Figuras 2.3 e 2.4 a evolução temporal de dois modelos gerados com a nova biblioteca. Empregamos uma Função de Massa Inicial (FMI) de Salpeter com $\alpha = 1.35$ e limites de massa inferior e superior de 1 e $100 M_{\odot}$ respectivamente.

A Figura 2.3 mostra a evolução temporal de um modelo no **regime de formação contínua** e os espectros estão normalizados à unidade. Os perfis de linha se intensificam a medida que passamos de populações dominadas por estrelas na sequência principal ($0 - 10^6$ anos) até populações com super-gigantes do tipo O ($3 - 5 \times 10^6$ anos). Depois, por volta de 10×10^6 anos, as populações de estrelas B do tipo recente passam a dominar e as linhas são novamente atenuadas e existem contribuições apreciáveis das estrelas de metalicidade solar. Existem algumas diferenças com respeito aos modelos com metalicidade solar. Algumas delas estão mais relacionadas ao processo de evolução estelar do que com a metalicidade, pois estrelas de baixa metalicidade são mais quentes e passam mais tempo na sequência principal.

A Figura 2.4 mostra uma série temporal similar à anterior mas para o **regime de formação estelar constante**. Devido à enorme mistura de populações, especialmente após 50×10^6 de anos, a única linha de origem estelar que pode ser visualmente separada de outras linhas de absorção de origem inter-estelar é a linha do C IV $\lambda 1550$ Å. Outras linhas de origem estelar menos visíveis são N V $\lambda 1240$, Si IV $\lambda 1400$ Å e os multipletos de Si II e Si III em torno de 1300 Å.

Espectros sintéticos com formação instantânea e contínua são úteis para modelar respectivamente regiões HII com reservas limitadas de gás e galáxias maiores, geralmente com histórias de formação estelar mais complexas.

2.5 Modelagem de Galáxias de Baixa Metalicidade

Vamos agora comparar espectros sintéticos gerados pelo Starburst99 (obtidos com a nova base), com espectros de galáxias Starburst de baixa metalicidade. Estes testes com galáxias de metalicidades conhecidas servirão como uma primeira aplicação que ilustram a utilidade da nova base.

O resultado para uma destas galáxias (NGC 5253) pode ser visto na Figura 2.5. Esta galáxia, que brevemente citamos no capítulo introdutório deste trabalho, possui aglomerados estelares com $Z \sim 1/6 Z_{\odot}$ (Calzetti *et al.* 1997). Apresentamos o ajuste obtido com as duas bases: a antiga (Z_{\odot}) e a nova base ($Z = 1/4 Z_{\odot}$). Notavelmente o ajuste feito com a base de baixa metalicidade reproduz melhor as linhas de absorção da galáxia. Note como o perfil da linha C IV $\lambda 1550$ Å (do tipo P-Cygni, devido ao vento estelar) é particularmente melhor ajustada com o modelo

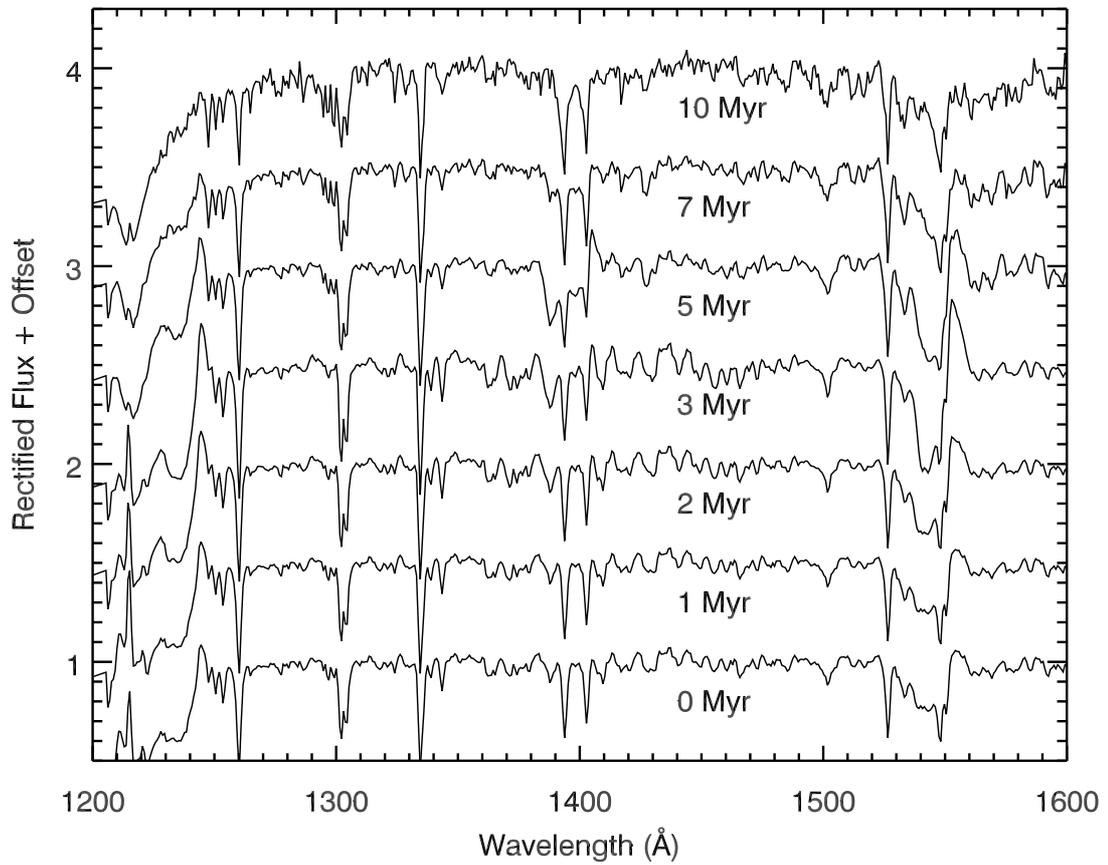


Fig. 2.3: Evolução temporal de um modelo ($Z = 1/4 Z_{\odot}$) com formação instantânea entre 0 e 10^6 anos. Utilizamos uma FMI de Salpeter com $M_{low} = 1$ e $M_{upp} = 100 M_{\odot}$.

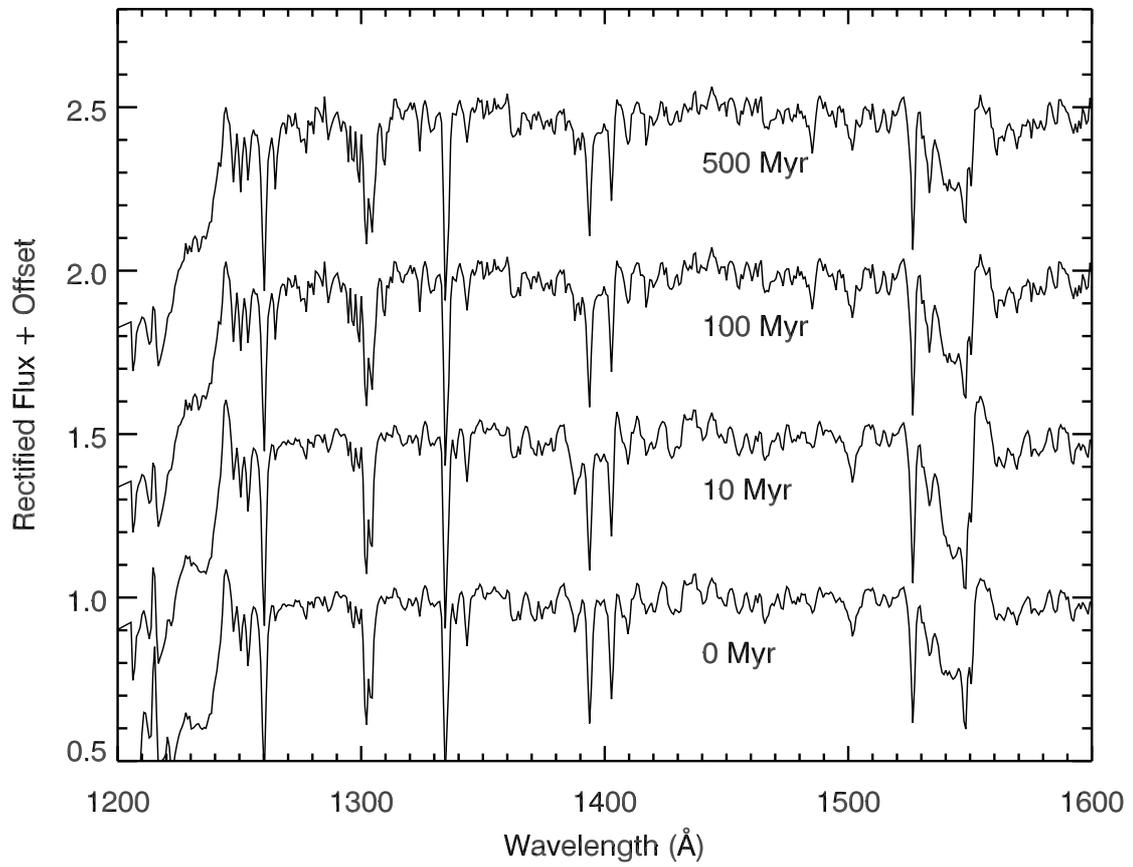


Fig. 2.4: Similar à Figura 2.3 mas para modelos de formação contínua.

de baixa metalicidade. Em especial, as linhas de Si IV $\lambda 1400$ e C IV $\lambda 1550$ Å são bastante discrepantes no modelo com metalicidade solar.

Como uma segunda aplicação, mostramos na Figura 2.6 o ajuste para a galáxia MS 1512-cB58, com $z = 2.72$. Trata-se de uma galáxia com formação estelar, originalmente modelada por de Mello *et al.* (2000) com a antiga biblioteca de metalicidade solar. A composição química desta galáxia é de aproximadamente $1/3 Z_{\odot}$. Os dois ajustes mostrados (Z_{\odot} e $1/4 Z_{\odot}$) são mostrados para o regime de formação contínua e uma FMI de Salpeter com limites de massa entre 1 e $100 M_{\odot}$. Novamente, vemos que o ajuste com a nova biblioteca de baixa metalicidade é superior ao da biblioteca com metalicidade solar. Este melhor ajuste prova que a galáxia MS 1512-cB58 possui uma metalicidade similar à metalicidade das estrelas das nuvens de Magalhães. Assim como para a galáxia NGC 5253, as linhas de ventos estelares tem seus perfis melhor ajustados, em especial o perfil da linha C IV $\lambda 1550$ Å. Como esta absorção diminui para metalicidades menores (com todas as outras propriedades mantidas), isto é uma clara indicação da baixa metalicidade deste objeto.

2.6 Conclusões

Concluimos que esta nova biblioteca permite modelar com maior precisão as galáxias de baixa metalicidade. Estudos anteriores de galáxias de baixa metalicidade com a antiga biblioteca não ficam invalidados, pois qualitativamente a biblioteca anterior já descrevia os perfis do contínuo e das linhas de origem estelar.

A biblioteca é particularmente útil no estudo de galáxias HII, cujas limitadas reservas gasosas não permitem a formação de sucessivas gerações de estrelas. Por esta razão estes sistemas possuem metalicidades mais baixas que galáxias Starburst Nuclear que possuem histórias de formação mais complexas.

Como continuidade deste trabalho, sugerimos:

- Ampliar a biblioteca para incluir estrelas do tipo B tardias, possibilitando a modelagem do efeito de estrelas com $5 M_{\odot}$, particularmente importantes em sistemas na fase pós-Starburst.
- Estender a cobertura em comprimento de onda tanto em baixa como em alta metalicidade, pois algumas linhas de diagnósticos devido às estrelas B são Al III $\lambda 1860$ Å e Si III $\lambda 1892$ Å, localizadas além da atual cobertura espectral disponível.

A primeira aplicação desta nova biblioteca foi feita por Tremonti *et al.* (2001). Outros detalhes e discussões dos resultados que apresentamos nesta parte do trabalho foram publicados por Leitherer *et al.* (2001).

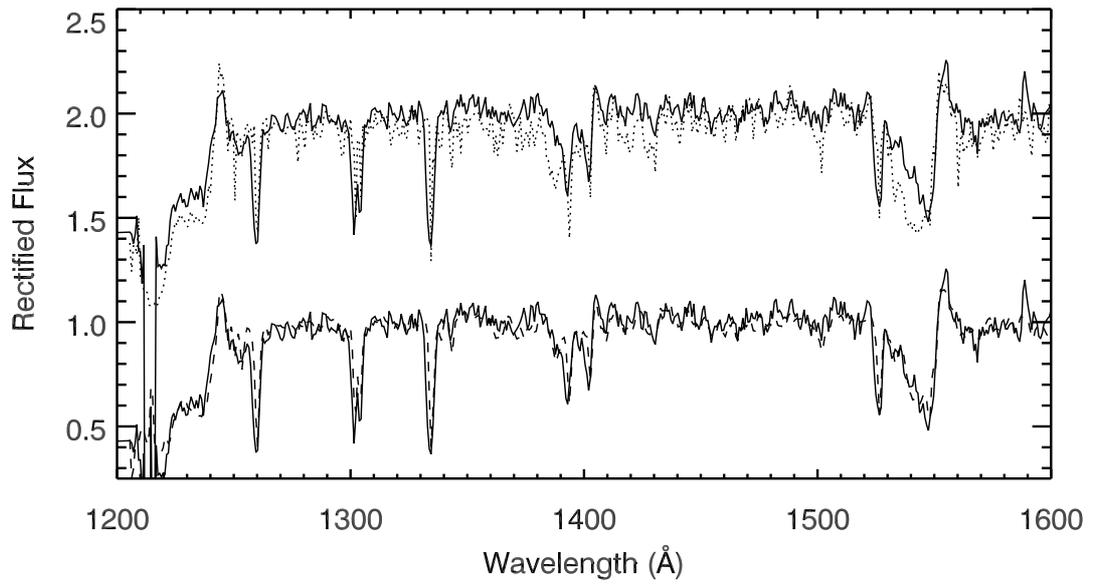


Fig. 2.5: Comparação entre o espectro médio de 8 aglomerados com formação estelar em NGC 5253 (linhas sólidas) com dois modelos sintéticos com $Z = 1/4 Z_{\odot}$ (abaixo, tracejado) e com $Z = Z_{\odot}$ (acima, pontilhado). Os modelos foram computados no regime de formação contínua, idade de 6×10^6 anos e uma FMI de Salpeter entre 1 e $100 M_{\odot}$.

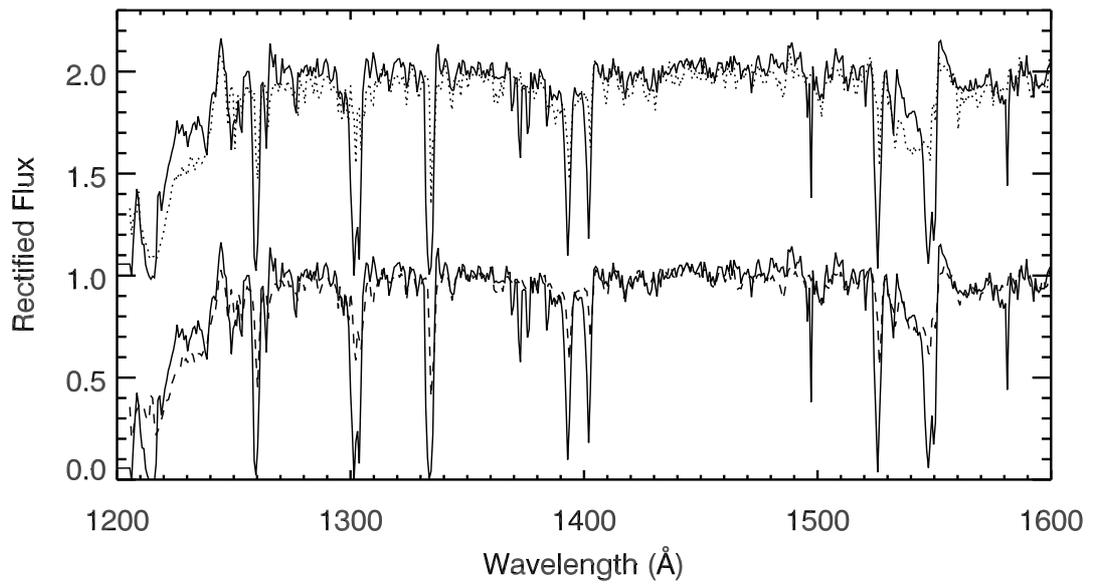


Fig. 2.6: Ajustes para a galáxia MS 1512-cB58 (linhas sólidas) com dois modelos sintéticos com $Z = 1/4 Z_{\odot}$ (abaixo, tracejado) e com $Z = Z_{\odot}$ (acima, pontilhado). Modelos com formação contínua e FMI de Salpeter entre 1 e $100 M_{\odot}$.

Capítulo 3

Estudo das Populações Estelares de Galáxias Starburst Nuclear e Galáxias HII

Neste capítulo vamos descrever a parte II deste trabalho. Nosso objetivo é utilizar técnicas de síntese de populações estelares para estudar os estágios evolutivos de uma amostra formada por galáxias Starburst Nuclear e por galáxias HII. Vamos também relacionar os resultados da síntese com outras propriedades observadas. Na seção 3.1 introduzimos o problema e nossos objetivos. Discutimos a amostra e a técnica de síntese empregadas na seção 3.2. Na seção 3.3 apresentamos um novo diagrama evolutivo que facilita a visualização dos resultados da síntese. Os possíveis cenários de formação estelar são discutidos na seção 3.4. Na seção 3.5 introduzimos o conceito de idade média t_{SB} , que serve como um “relógio empírico” para datar Starbursts e na seção 3.6 comparamos a evolução temporal de t_{SB} com a da largura equivalente de $H\beta$. Nossas conclusões são apresentadas na seção 3.7.

3.1 Introdução e Objetivos

Raramente é possível estudar individualmente as populações estelares de galáxias. Desta forma, os espectros integrados que observamos (F_{obs}) podem ser entendidos como uma somatória das populações estelares presentes:

$$F_{obs} = \sum_{j=1}^{N_{\star}} x_j \times F_j \quad (3.1)$$

onde os x_j medem a importância relativa da população j , os F_j são os fluxos correspondentes à população j e N_{\star} é o número de populações presentes na galáxia. A determinação dos x_j , que chamamos de vetor de populações, é o objetivo das técnicas de síntese. Em outras palavras, deseja-se saber qual a importância relativa das diversas populações estelares presentes nas galáxias em estudo.

As técnicas de síntese foram introduzidas por Faber (1972), Tinsley (1972) e Bica (1988). Atualmente estas técnicas são bastante utilizadas e existem diversos métodos que empregam distintas abordagens para o problema (Schaerer & Vacca

1998, Leitherer *et al.* 1999, Bruzual & Charlot 2003). Em minha dissertação de Mestrado (Leão 2001, Cid Fernandes *et al.* 2001), apresentamos um novo método de síntese de populações estelares que emprega probabilidades relativas e o algoritmo de Metropolis de amostragem por importância (Leão *et al.* 2000) para mapear as soluções mais plausíveis. Entretanto, questões a respeito da metalicidade e da evolução química devem ser vistas com cuidado devido às limitações intrínsecas da base de aglomerados que utilizamos (Bica 1988 e Schmidt *et al.* 1991). Ainda assim, a aplicação do método à galáxias fictícias¹ foi encorajadora devido à boa concordância entre parâmetros de entrada (conhecidos) e de saída (resultados da síntese).

Nesta parte do trabalho utilizamos esta técnica de síntese e nosso principal objetivo é relacionar a idade das populações estelares das galáxias da amostra às propriedades de suas linhas e emissão.

Sabemos que as estrelas de alta massa, formadas em sucessivos eventos de formação estelar, foto-ionizam o gás e produzem os espectros de linhas de emissão característicos de galáxias com formação estelar intensa. A intensidade das linhas de emissão podem ser utilizadas para se estudar a idade, metalicidade e a composição química destas galáxias. Entre os principais indicadores de idade, destaca-se a largura equivalente de $H\beta$, $EW(H\beta)$, que decresce a medida que o Starburst evolui (Dottori 1981).

Nossos principais objetivos são:

- Estudar uma amostra composta por galáxias Starburst Nuclear e regiões HII com a técnica introduzida por Cid Fernandes *et al.* (2001)
- Desenvolver ferramentas de diagnóstico para estudar a evolução temporal destas galáxias
- Calibrar os resultados da síntese aplicando-a a populações estelares teóricas, cujas propriedades são bem conhecidas
- Relacionar os resultados da síntese com as propriedades das linhas de emissão observadas

3.2 A amostra e o Método de Síntese

3.2.1 A Amostra

Neste estudo selecionamos uma amostra composta por duas sub-amostras: (1) Um conjunto de galáxias Starburst Nuclear, regiões HII e galáxias anãs retiradas do atlas de Kinney *et al.* (1993). A amostra é limitada àquelas galáxias cujas metalicidades são conhecidas. Excluimos ainda galáxias ativas. No total 41 galáxias foram selecionadas, das quais 18 são galáxias Starburst Nuclear. (2) A segunda amostra vem do atlas de regiões HII de Terlevich *et al.* (1991), cujos 185 espectros individuais possuem baixa qualidade. Desta forma, utilizamos os 19 grupos espectrais (com

¹ Galáxias fictícias são galáxias empregadas como modelo e cujas populações estelares são conhecidas. Este artifício é utilizado para testar o método de síntese que desenvolvemos.

características similares) definidos por Raimann *et al.* (2000). Cada grupo espectral é tratado como se fosse uma galáxia, sendo que 3 deles são dominados por Seyferts do tipo 2. Vamos utilizar estes grupos para ilustrar suas diferentes características em relação às outras galáxias da amostra.

Todas galáxias foram corrigidas pela extinção galáctica. As seguintes propriedades espectrais serão utilizadas neste estudo: as larguras equivalentes das linhas de absorção CaII K, CN e Banda-G; os fluxos no contínuo em 3660, 4020 e 4510 Å; as linhas de emissão e as larguras equivalentes das linhas [OII] $\lambda 3727$, $H\beta$, [OIII] $\lambda 5007$, $H\alpha$ e [NIII] $\lambda 6584$ Å. Os autores dos atlas acima utilizaram a razão $H\alpha/H\beta$ para corrigir pelo avermelhamento intrínseco os fluxos nas linhas de emissão. Além destes observáveis conhecemos ainda as abundâncias nebulares e as classes de atividade das galáxias.

3.2.2 O Método de Síntese

O método consiste em alimentar o código de síntese desenvolvido por Cid Fernandes *et al.* (2001), com apenas cinco observáveis: as larguras equivalentes do CaII K $\lambda 3933$, CN $\lambda 4200$ e banda-G $\lambda 4301$ Å, além das razões de fluxo do contínuo (cores) F_{3660}/F_{4020} e F_{4510}/F_{4020} . Este método de síntese que emprega observáveis como dados de entrada é chamado de **Síntese de Populações Empírica**, e é uma versão matematicamente mais refinada do método originalmente proposto por Bica (1988).

O código decompõe os observáveis utilizados como entrada numa base de 12 diferentes populações estelares com idades e metalicidades conhecidas (Schmidt 1991). O principal resultado é um vetor de populações $\vec{x} = (x_1, x_2, \dots, x_{12})$, cujas componentes representam a contribuição relativa dos 12 elementos da base para o fluxo observado num dado comprimento de onda de normalização. O vetor de populações (\vec{x}) é a solução média depois de aproximadamente 10^8 passos que o algoritmo de Metropolis realiza através do espaço de parâmetros para mapear as soluções mais prováveis.

Os erros foram fixados entre 0.5 e 1 Å para as larguras equivalentes e 0.05 para as cores. Os erros e as dependências lineares entre elementos da base impedem que os 12 elementos de \vec{x} sejam corretamente estabelecidos (Cid Fernandes *et al.* 2001). Entretanto, podemos agrupar elementos do vetor com idades semelhantes. Este procedimento amplia a confiabilidade dos resultados. Definimos um vetor de populações resumido $\vec{x} = (x_Y, x_I, x_O)$, onde:

- x_Y = população jovem com $t \leq 10^7$ anos;
- x_I = população intermediária com $t = 10^8$ anos;
- x_O = população velha com $t \geq 10^9$ anos.

Desta forma, obtemos uma versão de 3 dimensões do vetor de populações \vec{x} cujas componentes são mais fáceis de interpretar. A condição de normalização implica que $x_Y + x_I + x_O = 1$, e a condição de positividade estabelece que todas as componentes sejam ≥ 0 .

Aplicamos o método descrito acima para a amostra e obtivemos o vetor de populações para cada uma delas. As galáxias da amostra I são caracterizadas por uma maior mistura de populações, sugerindo histórias de formação mais complexas. Já as galáxias da amostra II são essencialmente dominadas por populações mais jovens, embora existam contribuições de populações mais antigas. A seguir concentramos nossa análise nos efeitos evolutivos, especialmente para populações jovens ($t \leq 10^8$ anos).

3.3 O Diagrama Evolutivo

Para testar nossos resultados, utilizamos o vetor de populações para construir **diagramas evolutivos** cujos eixos são as proporções das componentes x_Y (jovem) e x_I (intermediária). Linhas de x_O constante traçadas no diagrama bi-dimensional constituem um terceiro eixo. A posição de um objeto neste diagrama indica seu estágio evolutivo e caracteriza sua mistura de populações. Na Figura 3.1 mostramos os diagramas para a amostra I (esquerda) e II (direita), com 63 galáxias no total. Vemos que as galáxias estão distribuídas numa sequência que vai desde x_Y alto até x_I alto, sem muito espalhamento em x_O , principalmente para a amostra II. Além disso, as galáxias da amostra I são Starburst Nucleares (quadrados) cujas populações estelares são mais velhas. Estas duas características geram o espalhamento que observamos para a amostra I.

O painel (b) compreende a amostra II composta essencialmente por galáxias HII (triângulos). Estas galáxias são bem representadas por um Starburst jovem, embora possam também existir populações velhas subjacentes. Isto explica o menor espalhamento observado para a amostra II, cujas galáxias não ativas estão localizadas entre os limites $0 < x_O < 30\%$. Vemos ainda que o diagrama consegue identificar entre as galáxias HII da amostra II uma população velha subjacente, conforme apontaram os trabalhos de Telles & Terlevich (1997) e Raimann *et al.* (2000a).

Uma vez que a posição de uma dada galáxia no diagrama da Figura 3.1 indica seu estágio evolutivo, podemos interpretar este diagrama como uma sequência evolutiva, com a idade média estelar aumentando no sentido anti-horário. Desta forma, as linhas de absorção metálicas tornam-se mais profundas a medida que passamos x_Y grande para x_I grande. Ainda mais interessante é o diagrama da esquerda (amostra II) onde claramente todas as galáxias com características WR (símbolos cheios) concentram-se na região de x_Y grande. As galáxias com características WR da amostra I apresentam maior mistura de populações devido a efeitos de abertura conforme discutimos acima. Esta propriedade indica que galáxias WR são preferencialmente identificadas em galáxias com eventos de formação estelar bastante recentes, com $t \leq 10^7$ anos. Galáxias concentradas na região de x_I grande são caracterizadas por populações pós-Starburst, com linhas de Balmer muito pronunciadas. Lembramos no entanto que nem as linhas que caracterizam as populações de estrelas WR e nem as linhas de Balmer foram utilizadas como dados de entrada no processo de síntese. Ainda assim o diagrama separa corretamente galáxias com distintas histórias de formação estelar.

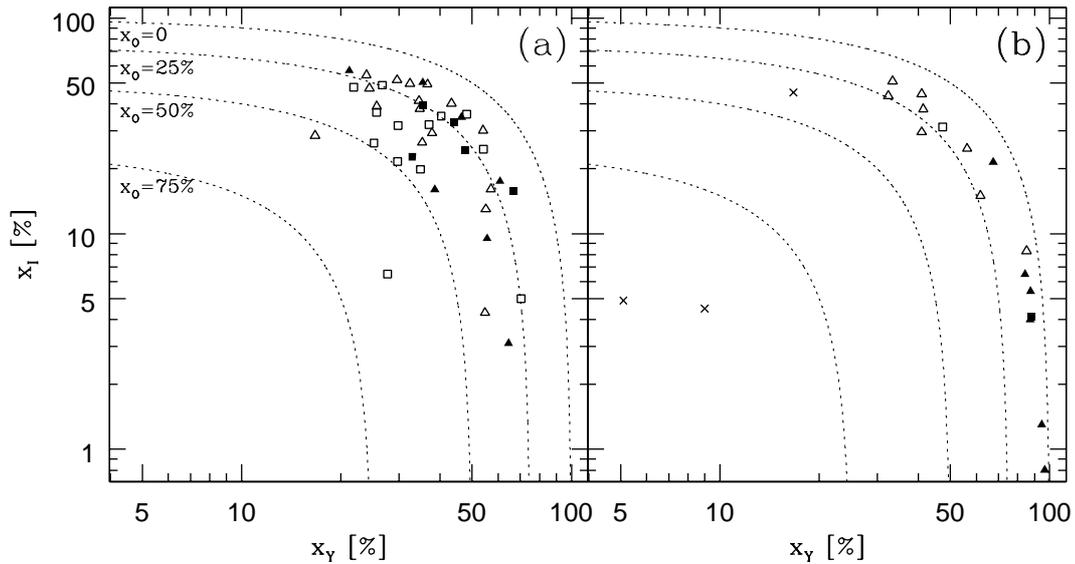


Fig. 3.1: Resultados da Síntese de Populações para um conjunto de 63 galáxias condensados num diagrama evolutivo. A amostra I é mostrada no diagrama (a) e a II no diagrama (b). O eixo horizontal x_Y é a fração da luz em $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$ devido às estrelas na faixa de idades compreendida entre 10^6 e 10^7 anos; enquanto que a fração x_I , representada no eixo vertical, é devido à população com 10^8 anos. As galáxias HII são representadas por triângulos e os Starburst Nucleares por quadrados. Símbolos preenchidos indicam objetos com características WR e os símbolos em cruz representam as galáxias Seyfert.

3.4 Calibração dos resultados e cenários de Formação Estelar

Uma maneira direta de entender o diagrama evolutivo descrito acima é entender que um evento de formação instantâneo e curto evoluiria no diagrama a partir de $(x_Y, x_I, x_O) = (1, 0, 0)$ em $t = 0$ para $(0, 1, 0)$ depois de $t = 10^8$ anos, chegando finalmente a $(0, 0, 1)$ após $t \geq 10^9$ anos.

Uma maneira de testar nossos resultados e confirmar a concordância entre diferentes abordagens para o problema de síntese é comparar os resultados do nosso método com outros modelos de evolução. Escolhemos para este teste o modelo GISSEL96. Utilizamos os espectros de galáxias teóricas do modelo (cujas idades eram conhecidas) e os processamos como galáxias reais. Os observáveis necessários para a análise com o código de síntese são perfeitamente definidos nesta biblioteca.

Utilizando o modelo acima com metalicidade solar e uma FMI de Salpeter com $M_{low} = 0.1$ e $M_{upp} = 125 M_{\odot}$, conseguimos traçar a evolução dos modelos em três distintos regimes: **formação estelar instantânea, instantânea sobreposta a populações antigas e formação estelar contínua.**

Na Figura 3.2(a) mostramos a evolução dos modelos no regime de **formação instantânea** (linha contínua), com as idades indicadas (em milhões de anos). Vemos que a evolução segue o caminho $x_Y - x_I - x_O$, no sentido anti-horário. A evolução anterior a $t \sim 10^9$ anos deveria seguir ao longo da curva $x_O = 0\%$ mas isto não ocorre devido ao número limitado de observáveis e por conta dos erros nestes observáveis. Estes efeitos fazem com que as proporções relativas de cada componente seja “confundida” com as demais (Cid Fernandes *et al.* 2001). Entretanto a figura mostra uma excelente concordância entre os resultados da síntese empírica e evolutiva.

Para melhor ilustrar a evolução descrita acima, mostramos na Figura 3.3(c) a evolução dos cinco componentes de idade x_6 (com $t = 10^6$ anos) – x_{10} (com $t = 10^{10}$ anos) em função da idade dos modelos de GISSEL96. Embora cada componente de fato tenha seu valor máximo em suas idades correspondentes, notamos que a componente x_7 tem seu pico um pouco antes de 10^7 anos. Isto ocorre porque a componente x_7 pode ser representada como uma combinação das componentes x_6 e x_8 . O mesmo ocorrendo com as componentes x_9 e x_{10} . É por esta razão que favorecemos a representação (x_Y, x_I, x_O) , mostrada na Figura 3.3(c), onde mostramos a **componente Starburst**, $x_{SB} = x_6 + x_7 + x_8$, que representa a história recente ($t \leq 10^8$ anos) de formação estelar das galáxias. A idade representada por x_{SB} é muito apropriada para descrever as regiões amostradas pelas amostras I e II (kiloparsec central), caracterizadas por uma mistura de populações com episódios de formação estelar sucessivos sobre-postos a uma população estelar subjacente de idades variadas (Meurer *et al.* 1995).

Ainda na Figura 3.2(a) mostramos a evolução de um evento de **formação instantânea sobreposto a uma população estelar velha subjacente**. As duas linhas traçadas indicam diferentes proporções desta população velha no tempo $t = 0$. Vemos que a evolução destes dois modelos difere daquele descrito pela linha contínua no mesmo diagrama, pois o efeito da população velha subjacente é o de diluir as componentes x_Y e x_I . Desta forma, o caminho em direção a valores mais altos de x_O é mais curto a medida que a população estelar subjacente é mais

significativa.

Por fim, na Figura 3.2(b), mostramos a evolução dos modelos GISSEL96 para o regime de **formação contínua**. Neste regime de formação sempre existem estrelas jovens e eventualmente os sistemas encontram um equilíbrio onde o número de estrelas jovens, intermediárias e velhas é praticamente o mesmo. De fato, após $t = 10^9$ anos, o vetor \vec{x} converge para (0.3,0.4,0.3). A evolução de cada componente individual do vetor \vec{x} é mostrada nas Figuras 3.4(b) e 3.4(c). Como vemos cada componente decai de forma mais suave comparado ao modelo com formação estelar instantânea mostrado na Figura 3.3.

3.5 A Idade Estelar Média

O estágio evolutivo de um dado objeto pode ser caracterizado por sua posição no diagrama (x_Y, x_I, x_O) . Nesta seção vamos introduzir o conceito de idade estelar média, que melhor caracteriza a evolução dos objetos em estudo. Podemos assim escrever as populações representadas pela base:

$$\log t(\lambda_0) = \sum x_i(\lambda_0) \log t_i \quad (3.2)$$

onde explicitamente escrevemos a dependência no comprimento de onda de normalização uma vez que os x_i representam a fração da luz em $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$. Podemos simplificar ainda mais o índice $t(\lambda_0)$ se utilizarmos as cinco idades da base ($10^6, 10^7, 10^8, 10^9, 10^{10}$ anos) e escrevermos:

$$\log t(\lambda_0) = 6x_6 + 7x_7 + 8x_8 + 9x_9 + 10x_{10} \quad (3.3)$$

Lembramos que estamos interessados nas populações jovens e em remover os efeitos de populações antigas subjacentes nas galáxias da amostra. Desta forma, podemos escrever a idade média das populações jovens:

$$\log t_{SB}(\lambda_0) = \frac{6x_6 + 7x_7 + 8x_8}{x_6 + x_7 + x_8} \quad (3.4)$$

Na Figura 3.3(a) as linhas sólidas comparam a evolução dos índices t_{SB} e t que definimos acima com as idades dos modelos GISSEL96 para o regime de formação instantânea. Vemos que os índices que definimos acima estão em excelente acordo com as idades teóricas dos modelos. A Figura 3.4(a) representa a mesma experiência, mas para o regime de formação contínua. Como esperado a evolução é bem mais lenta e suave mas ainda observamos uma excelente correspondência entre estes índices e a idade teórica dos modelos. Uma vez que o índice t_{SB} corretamente descreve a evolução temporal, vamos utilizá-lo para estudar a evolução das populações estelares das galáxias da amostra.

Lembramos que a base que utilizamos possui apenas 5 idades e que portanto t_{SB} não é um “cronômetro”, mas apenas uma ferramenta capaz de classificar galáxias de acordo com a sua população estelar dominante. Esta ferramenta é particularmente útil ao estudo de galáxias com misturas de populações estelares ou Starbursts que ocorrem durante uma faixa de tempo estendida com $t > 10^8$ anos.

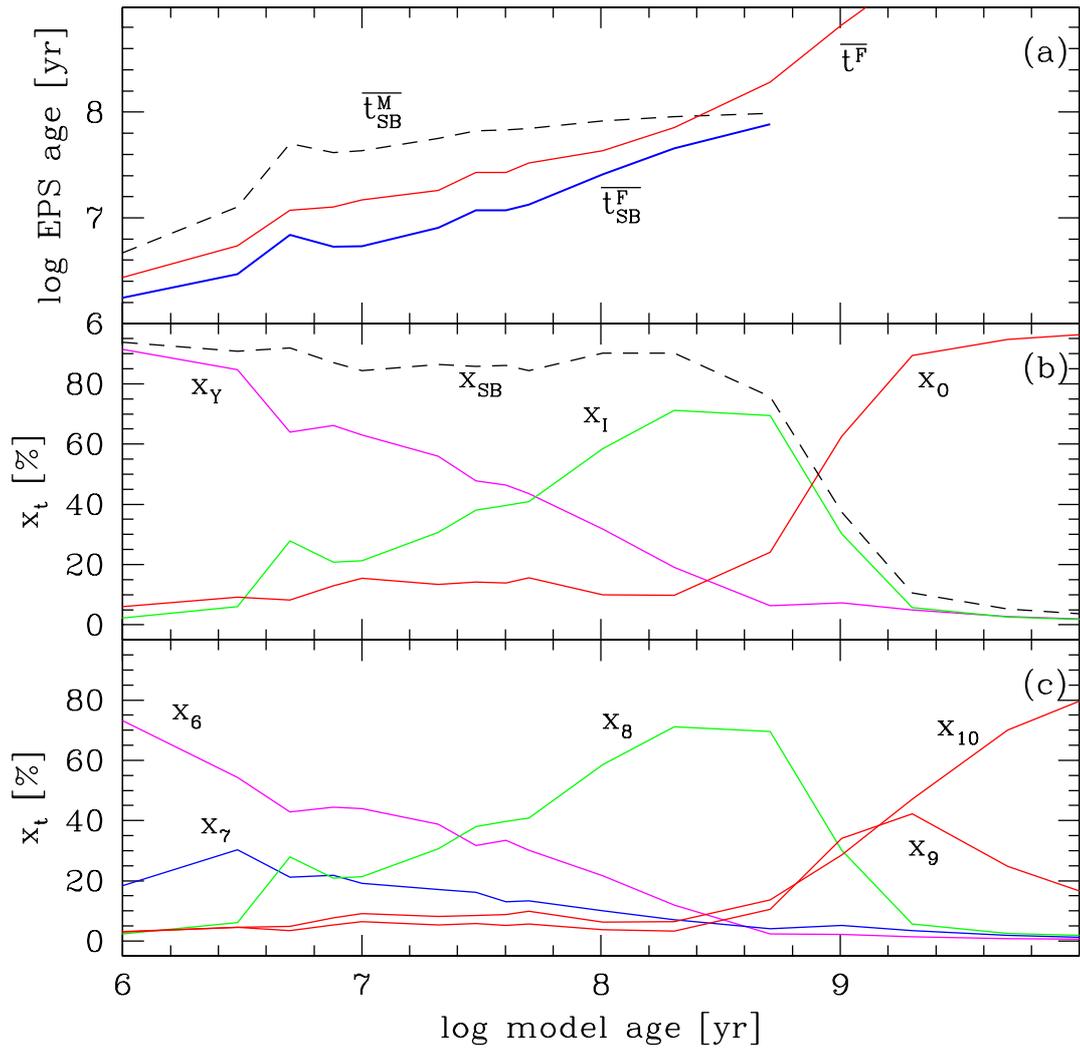


Fig. 3.3: Comparação dos parâmetros da síntese com a idade dos modelos para o regime de formação instantânea. (a) idades médias, (b) o vetor de populações na notação reduzida (x_Y, x_I, x_O), (c) o vetor de populações em sua notação original incluindo as 5 idades da base. Note que a curva t_{SB} perde seu significado para o regime de formação instantânea após alguns milhões de anos.

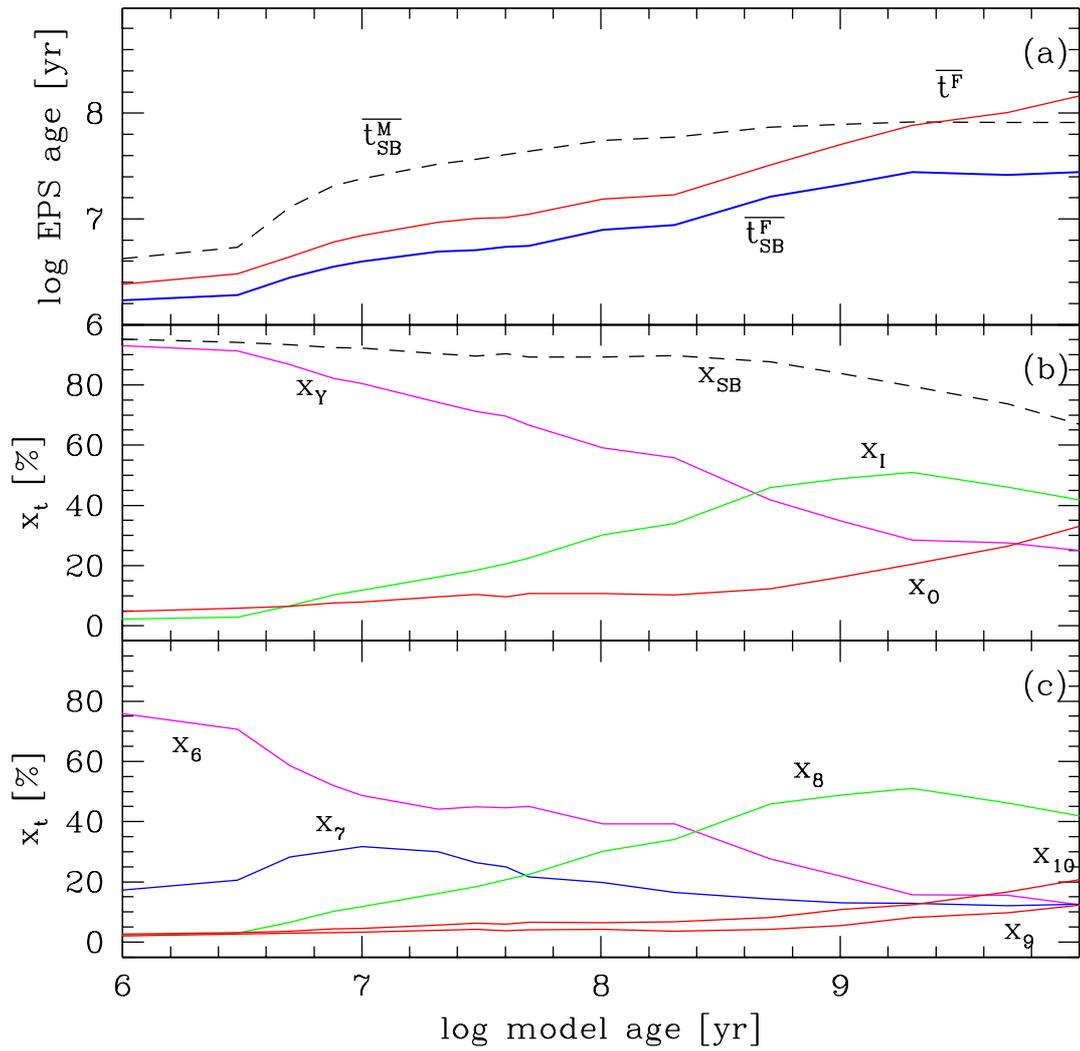


Fig. 3.4: Figura idêntica à anterior, mas para o regime de formação contínua. Note como as curvas são mais suaves para este regime de formação.

3.6 Evolução da Largura Equivalente de $H\beta$

A evolução estelar nos fornece pistas valiosas para entender como a largura equivalente de $W_{H\beta} = L_{H\beta}/C_{H\beta}$ evolui com o tempo. As estrelas de alta massa são as primeiras a desaparecer. Entretanto elas respondem pela maior parte dos fótons ionizantes e pela luminosidade das linhas de emissão, como por exemplo $L_{H\beta}$. O contínuo também decai, mas de forma mais suave, uma vez que este recebe a contribuição de estrelas de menor massa e menos luminosas. Assim, esperamos $W_{H\beta}^{obs}$ decaia a medida que um Starburst evolui, conforme apontou Dottori (1981).

Desde então a largura equivalente de $H\beta$ tem sido usada como um relógio indicativo da idade do Starburst. Nesta seção vamos comparar a evolução das galáxias da amostra medida pelo índice t_{SB} e compará-lo à intensidade da $W_{H\beta}^{obs}$.

Antes de estudarmos a evolução de $W_{H\beta}^{obs}$ com o tempo, temos que aplicar correções devido aos efeitos de diluição e absorção. Estas duas correções, se aplicadas, aumentam os valores observados. O primeiro efeito é causado pelas populações velhas que contribuem para o contínuo $C_{H\beta}$ e diluem a largura equivalente $W_{H\beta}^{obs}$ observada em populações jovens. Felizmente a síntese fornece uma maneira direta de isolar a contribuição devido às populações jovens, bastando multiplicar $C_{H\beta}$ por $x_{SB}(4861)$. Ou seja, multiplicamos o contínuo observado pela componente Starburst normalizada em 4861 Å, conforme a definimos na seção 3.4. Assim, a nova largura equivalente corrigida por este efeito pode ser escrita: $W_{H\beta}^{obs}/x_{SB}$. Esta correção é importante e geralmente aumenta a largura equivalente observada em 50%. Este fator está de acordo com a correção encontrada por outros autores (Mas-Hesse & Kunth 1999). O segundo efeito é devido à presença de uma componente em absorção sob a linha de $H\beta$. A base que utilizamos contém esta componente que pode chegar até a 8 Å para as populações com $t = 10^8$ anos. Utilizamos o vetor de populações para calcular a componente em absorção $W_{H\beta}^{abs}$ que tipicamente encontra-se entre 3–5 Å. Para corrigir a largura equivalente observada, apenas somamos a esta a componente em absorção: $W_{H\beta}^{obs} + W_{H\beta}^{abs}$. Desta forma, aplicando as duas correções descritas acima, a largura equivalente corrigida pode ser escrita: $(W_{H\beta}^{obs} + W_{H\beta}^{abs})/x_{SB}$.

Na Figura 3.5 mostramos a evolução da largura equivalente de $H\beta$ (corrigida pelos efeitos acima descritos) em função do índice t_{SB} . Além dos nossos dados para as amostras I e II, mostramos também a evolução dos modelos de GISSEL96 (linha sólida) e Starburst99 (linhas traçadas). Vemos que as duas maneiras de datar a evolução de Starbursts são equivalentes: a $W_{H\beta}^{obs}$ cai a medida que t_{SB} aumenta, em total acordo com o fato de que as estrelas jovens, responsáveis pela ionização do gás e pelas linhas de emissão, são as primeiras a se extinguir a medida que o Starburst envelhece. Nota-se que praticamente todos os dados estão limitados pelos modelos, mas não arriscamos interpretações a respeito da FMI. Esta concordância entre modelos e dados não só reforça a validade do relógio empírico que derivamos, mas também mostra pela **primeira vez, através de testes empíricos, que a $W_{H\beta}^{obs}$ é útil como indicadora da idade do starburst.**

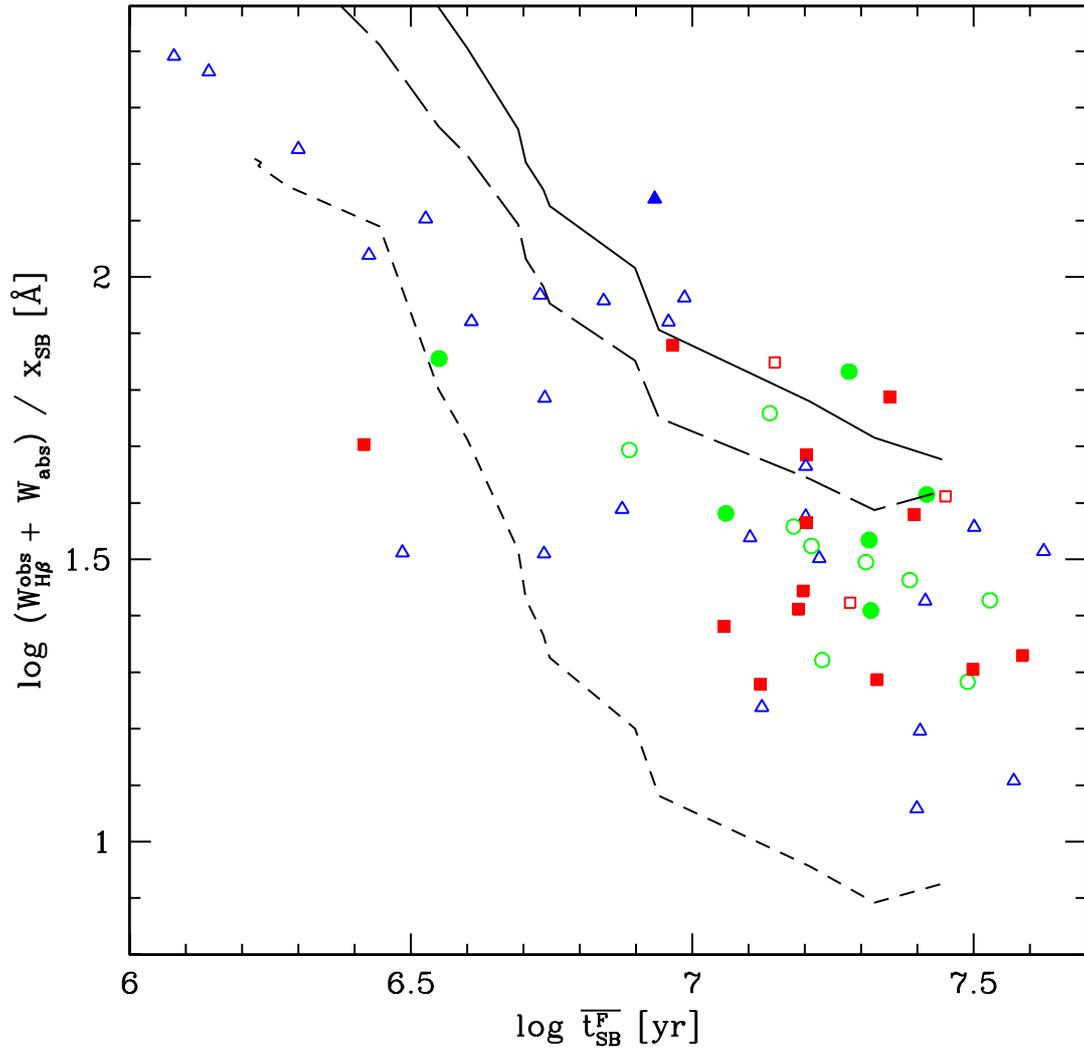


Fig. 3.5: Comparação da evolução predita e observada da $W_{H\beta}^{obs}$. Triângulos, círculos e quadrados correspondem a metalicidades do gás de $(O/H) < 0.4$, $0.4-0.6$ e > 0.6 $(O/H)_{\odot}$ respectivamente. Símbolos abertos e preenchidos diferenciam as galáxias HII das Starburst Nuclear. As linhas correspondem às curvas teóricas da $W_{H\beta}^{obs}(t)$ com t convertido para o relógio empírico definido através da síntese (t_{SB}). *Linha Sólida*: Modelos do GISEL96 com FMI (Salpeter) entre 0.1 and 125 M_{\odot} . *Linhas traçadas*: Modelos do Starburst99 com a FM de Salpeter, com $M_{sup} = 100 M_{\odot}$ (traços longos) e $M_{sup} = 30 M_{\odot}$ (traços curtos).

3.7 Conclusões

Nesta parte do trabalho dedicamos especial atenção ao método de síntese que desenvolvemos durante meu mestrado (Leão 2001) e sua aplicação a galáxias com variadas histórias de formação estelar. Vimos que o vetor de populações \vec{x} consegue recuperar a história de formação destas galáxias com razoável precisão. Melhores resultados podem ser alcançados com a representação resumida deste vetor, que combina populações de idades semelhantes.

Para estudar a evolução das componentes jovens e subtrair o efeito de diluição causado pelas populações velhas, definimos o índice t_{SB} que define a idade média das populações estelares jovens em um dado objeto. Vimos que a evolução temporal deste e de outros parâmetros estão de acordo com a idade teórica prevista pelos modelos de GISSEL96 e Starburst99. Esta concordância entre maneiras diferentes de datar starbursts é gratificante, uma vez que a idade é definida de diferentes maneiras na síntese empírica e na síntese evolutiva.

Mostramos ainda que o índice t_{SB} é capaz de corretamente descrever a evolução temporal de $W_{H\beta}^{obs}$, que decai com o envelhecimento do Starburst. Esta concordância entre teoria e parâmetros derivados a partir da síntese empírica garante que a idade média das populações estelares dominantes em um dado objeto são corretamente descritas por t_{SB} .

Um dos nossos principais resultados é o fato de que o método é capaz de separar de maneira clara distintos objetos com diferentes histórias de formação. Desta forma, vemos que alguns observáveis dos espectros são capazes de “contar” a história e os regimes de formação passados experimentados pelas galáxias.

Estes são apenas os resultados principais do trabalho publicado por Cid Fernandes, Leão & Lacerda (2003). Maiores detalhes sobre o método de síntese podem ser encontrados em minha dissertação de mestrado Leão (2001) ou nos trabalhos Leão *et al.* (2000) e Cid Fernandes *et al.* (2001).

Capítulo 4

Estrelas Wolf-Rayet em Galáxias Starburst de Alta Metalicidade

Neste capítulo começa a parte III deste trabalho, que compreende os capítulos 4 ao 10. O objetivo deste capítulo é apresentar de forma mais detalhada o problema das galáxias com formação estelar de alta metalicidade e a busca pela evidência da presença de estrelas WR nestas galáxias, conforme já discutimos brevemente na seção 1.5.

Na seção 4.1 descrevemos maiores detalhes do problema e as várias perguntas decorrentes dele. Discutiremos também o projeto observacional. Na seção 4.2 falamos da seleção da amostra. A seção 4.3 trata dos instrumentos e da técnica observacional adotada para observar as galáxias da amostra. Por fim, na seção 4.4, mostramos os diários das observações, datas, tempos de exposição e outros dados relevantes.

4.1 Introdução

Nosso principal objetivo no estudo das galáxias Starburst de alta metalicidade é investigar seu conteúdo estelar massivo independentemente das propriedades do gás. A idéia é detectar as estrelas WR nestas galáxias através de suas linhas de emissão, que muitas vezes podem ser observadas nos espectros integrados de galáxias com formação estelar intensa. A assinatura característica destas estrelas é a presença da saliência WR nos espectros integrados destas galáxias, conforme vimos na seção 1.4.3.

De acordo com a teoria da evolução estelar, sabemos que a frequência de estrelas WR deve aumentar fortemente com a metalicidade. Isto ocorre porque existe uma relação direta entre metalicidade de uma estrela e a taxa de perda de massa que ela experimenta, conforme vimos na seção 1.3.4. Assim, a metalicidade favorece a perda de massa, fazendo com que a estrela ejete mais eficientemente seu envelope. Isto aumenta consideravelmente a probabilidade (se ela possuir massa inicial suficiente) da estrela evoluir para o estágio WR (Chiosi *et al.* 1978; Maeder 1981a,b).

O problema é que a maioria das estrelas WR que detectamos são encontradas em galáxias com baixa metalicidade e não em galáxias Starburst Nuclear, de maior metalicidade. Uma rápida inspeção do catálogo de Schaerer (1999) nos mostra que a maioria das galáxias que hospedam estrelas WR são de baixa metalicidade.

Desta forma pergunta-se: O que está errado? Por acaso não conhecemos tão bem a evolução de estrelas de alta massa? A teoria da evolução estelar está incompleta? Alternativamente, podemos estar diante de um efeito de seleção, no qual as observações feitas até agora privilegiaram o estudo de galáxias de baixa metalicidade. A questão que justamente gostaríamos de responder é: **Por que observamos mais frequentemente estrelas WR em ambientes de baixa metalicidade se a teoria da evolução estelar prediz justamente o contrário?**

Ainda não foi feito um estudo da frequência de estrelas WR em objetos de alta metalicidade, pois todas as observações feitas até agora favoreceram de alguma forma a observação de galáxias pouco metálicas. Para sabermos o porquê de encontrarmos estrelas WR em algumas galáxias e não as encontrarmos em outras precisamos conhecer as populações estelares nelas presentes. Isto só é possível através de observações e do uso de técnicas de síntese de populações.

De modo geral pretendemos abordar questões como:

1. Existem características específicas nas populações estelares de Starbursts de alta metalicidade?
2. Como a metalicidade de um galáxia se relaciona com o número de estrelas WR que ela hospeda?
3. Será que a detecção de estrelas WR em galáxias ricas em metal é dificultada por suas histórias de formação mais complexas?
4. Será que objetos mais metálicos apresentam taxas de formação diferenciadas e/ou Funções de Massa Inicial distintas?

A pergunta número (3) pode ser ainda ser explorada da seguinte maneira: Será que as estrelas WR presentes (mesmo que encontradas em grandes números) em galáxias mais complexas (mais metálicas e mais luminosas), não estariam imersas num “oceano” de luz proveniente de outras populações estelares? Por outro lado, numa galáxia anã (frequentemente menos luminosa e pouco metálica) as estrelas WR (mesmo que encontradas em pequenos números) não seriam mais facilmente detectadas? Seguindo este simples raciocínio é, de fato, possível que estejamos diante de um simples efeito de seleção.

Como já discutimos na seção 1.4.3, as estrelas WR podem ser detectadas no espectro integrado de uma galáxia Starburst graças à saliência WR. As linhas que formam esta saliência espectral bastante visível são: NV $\lambda 4603$, $\lambda 4619$, $\lambda 4640$, C IV $\lambda 4658$ e He II $\lambda 4686$ Å. Cada umas destas linhas só pode ser individualmente resolvida e isolada quando a resolução espectral e a relação S/R são altas, da ordem de 5 e 50 Å respectivamente. Do contrário, origina-se a chamada “saliência WR”, a partir da sobreposição das linhas acima mencionadas. Estas linhas têm origem em estrelas¹ WR de classes variadas. A saliência WR é importante porque não coincide com as principais linhas de emissão nebular. Isto torna fácil sua identificação embora existam outros complicadores, conforme veremos no capítulo 10.

¹ As únicas exceções são as linhas do [FeIII] $\lambda 4658$ (sobreposta à linha do C IV $\lambda 4658$ Å) e a do HeII $\lambda 4686$ Å que pode ter também uma componente nebular.

A principal característica das galáxias Wolf-Rayet que as diferenciam das Seyfert são suas linhas de Balmer em emissão mais estreitas, além das suas razões de linha que claramente as classificam como galáxias Starburst, conforme veremos no capítulo 8.

Outra característica interessante é que a relação $N(WC)/N(WN)$ pode ser utilizada para estudar a metalicidade das galáxias Wolf-Rayet. Conforme vimos na seção 1.3.3, as diferentes classes de estrelas WR indicam também uma sequência evolutiva e desta forma esperamos um menor número de estrelas WC em objetos pouco metálicos. Podemos utilizar o número de estrelas WR observadas num objeto e compará-lo ao número previsto por modelos de síntese evolutiva, como por exemplo o Starburst99 (Leitherer *et al.* 1999). Desta forma, é possível inferir sobre os cenários (formação contínua ou esporádica) que propiciam a formação de estrelas de alta massa como as WR. No capítulo 10 faremos um estudo das estrelas WR presentes nas galáxias da amostra.

Para responder às perguntas acima, propusemos observações tanto no ótico, para detectar a saliência WR, quanto no infra-vermelho, para detectar as super-gigantes vermelhas (progenitoras das estrelas WR). Para a detecção da saliência WR são necessários espectros de altíssima qualidade ($S/R \sim 50$) e resolução $\sim 4 \text{ \AA}$ (Schaerer *et al.* 1999a).

Como veremos a seguir, as observações no ótico foram conduzidas no Telescópio Keck I de 10 metros, enquanto que as observações no infra-vermelho foram feitas no Telescópio UKIRT de 3.8 metros. Estudamos uma amostra consistente de galáxias Starburst com o objetivo de entender suas populações estelares, metalicidades, propriedades nebulares e conteúdo massivo. O objetivo principal é estudar a frequência de estrelas WR em galáxias Starburst de alta metalicidade.

4.2 Seleção da Amostra

As prioridades principais no trabalho de seleção da amostra são: evitar repetições, amostras tendenciosas e amostras incompletas. Este último requisito é o mais difícil de ser atendido pois é muito difícil estabelecer uma amostra estatisticamente significativa que ao mesmo tempo atenda às limitações impostas pela disponibilidade de tempo nos principais telescópios.

Por outro lado, o atlas de galáxias WR² de Schaerer *et al.* (1999a) revela que poucas galáxias são ricas em metais. Isto ocorre porque o critério de seleção utilizado foi o das linhas de emissão. Este critério favorece a seleção de objetos pobres em metais, o contrário do que queremos.

Desta forma, para minimizar os efeitos descritos acima, nosso trabalho de seleção seguiu alguns critérios lógicos:

1. Vamos utilizar a luminosidade no infra-vermelho, pois este critério não assume necessariamente alta metalicidade e tão pouco a presença de estrelas WR. A faixa de luminosidades que selecionamos está compreendida entre 10

² Ao longo deste trabalho consultamos periodicamente as atualizações deste atlas, mantido pelo Dr. Daniel Schaerer na página: <http://webast.ast.obs-mip.fr/people/schaerer/wrcat>.

$\leq \log(L_{IR}/L_{\odot}) \leq 12$. Selecionando pela luminosidade no IV temos objetos maiores e provavelmente mais metálicos, conforme veremos abaixo.

- Utilizamos preferencialmente o atlas de Lehnert & Heckman (1995) (de agora em diante LH95) para selecionar a amostra, seguindo-se o critério apontado acima. Escolhemos este trabalho pois ele contém uma coleção de galáxias luminosas e ultra-luminosas no infra-vermelho cujos espectros óticos e outros parâmetros já são conhecidos.

Sabemos que existe uma correlação entre a metalicidade das galáxias e a sua luminosidade (Skillman, Kennicutt & Hodge 1989; van Zee 1996). Estes estudos mostram que as galáxias mais luminosas são também as mais metálicas. Esta conhecida propriedade foi a que motivou a adoção do critério (1). Selecionando galáxias mais luminosas, **favorecemos estatisticamente a seleção de galáxias mais metálicas**. Além disto, a faixa em luminosidades considerada garante que as galáxias da amostra **não são dominadas por núcleos ativos** (AGNs³), pois segundo Kim *et al.* (1998b) a fração de AGNs em galáxias luminosas (e ultra-luminosas) no infra-vermelho aumenta com a luminosidade da galáxia hospedeira. Em outras palavras, a luminosidade no infra-vermelho (L_{IR}) é um critério bastante útil de separação entre galáxias dominadas por formação estelar e galáxias dominadas por núcleo ativo. No referido trabalho os autores encontram que para $\log(L_{IR}/L_{\odot}) > 12$, 65% das galáxias são dominadas por núcleos ativos. O critério número (1) impede justamente a seleção de galáxias com $\log(L_{IR}/L_{\odot}) > 12$, garantindo desta forma que a amostra não está significativamente contaminada por núcleos ativos. Tecnicamente, o limite $\log(L_{IR}/L_{\odot}) = 12$ define a fronteira entre galáxias luminosas (LIRGs) e as ultra-luminosas no infra-vermelho (ULIRGS). A amostra é portanto dominada por LIRGs.

Por fim, o critério (2) fornece uma segunda maneira de excluir AGNs desta amostra, conforme mostramos no capítulo 8 através de diagramas de diagnóstico. Vale observar que a espectroscopia óptica de LH95 não foi de qualidade suficiente para estudar a saliência WR, motivo pelo qual realizamos nossas próprias observações.

Seguindo os critérios (1) e (2) selecionamos uma amostra composta de 36 galáxias. Entretanto, devido às dificuldades de obtenção de tempo nos telescópios Keck, UKIRT e Gemini (ver seção 4.4) foi possível observar apenas 24 galáxias no ótico e 36 no infra vermelho, sendo 35 da amostra originalmente planejada e mais um alvo de oportunidade no infra-vermelho⁴. Infelizmente, 7 galáxias observadas no infra-vermelho tinham espectros muito ruidosos que não puderam ser utilizados ou reduzidos, conforme discutiremos na seção 5.2. Desta forma, a amostra final observada é composta por 32 galáxias no total. Deste conjunto, 24 possuem dados no ótico (3700 – 7000 Å) e 29 possuem dados no infra-vermelho (1.4 – 2.5 μm), sendo 21 as que foram observadas tanto no ótico como no IV.

Na tabela 4.1 mostramos as 32 galáxias da amostra final observada, juntamente com outras propriedades de interesse. Além da luminosidade no infra-vermelho

³ AGN é a sigla em inglês para *Active Galactic Nuclei* ou Núcleos Ativos de Galáxias.

⁴ Trata-se de NGC 5461 (galáxia HII) observada durante as observações no UKIRT em Abril de 2003.

obedecendo ao limite $\log(L_{IR}/L_{\odot}) < 12$, notamos que a grande maioria das galáxias são próximas ($cz < 9000 \text{ km/s}$), com exceção das duas galáxias IRAS e de Mrk 309.

É válido mencionar que a galáxia Mrk 0309 não consta do atlas de LH95, mas a observamos por se tratar de uma galáxia WR conhecida e já bastante estudada (Schaerer *et al.* 1999). Deliberadamente incluímos esta galáxia na amostra, apesar desta violar o critério (2). Esta galáxia cumpre portanto o papel de uma galáxia de controle, para a qual sabemos que a saliência WR está presente e conhecemos outros parâmetros de interesse. A galáxia NGC 5461 (região HII) também não pertence ao atlas de LH95, mas devido a uma “janela de oportunidade” nas observações do infra-vermelho, obtivemos o seu espectro nas bandas K e H.

4.3 Instrumentação e Técnica Observacional

Observamos 32 galáxias que foram selecionadas unicamente pelo critério da luminosidade no infra-vermelho, obedecendo ao limite: $10 \leq \log(L_{IR}/L_{\odot}) \leq 12$. Este critério prioriza objetos maiores e provavelmente mais metálicos e ao mesmo tempo minimiza a presença de núcleos ativos.

A seguir veremos detalhes da instrumentação utilizada nas observações no ótico e infra-vermelho.

4.3.1 Instrumentação no Ótico

As galáxias selecionadas foram observadas no ótico, entre 3700 - 7000 Å. Esta faixa espectral permite observar as principais linhas de emissão de origem nebular: $H\alpha$ 6563, $H\beta$ 4861 e $H\gamma$ 4340 Å, que fazem parte da série de Balmer; as linhas do Oxigênio [OIII] em 4959 e 5007 Å; [OII] 3727 Å, as do Nitrogênio [NII] em 6548 e 6584 Å e as do Enxofre [SII] em 6717 e 673 Å.

Os espectros no ótico foram obtidos com o espectrógrafo LRIS (*Low Resolution Imaging Spectrometer*) do Telescópio Keck I, com as redes de difração 600 (azul) e 900 (vermelho) linhas/mm. O instrumento permite uma relação S/R ~ 50 (no contínuo) e resolução espectral de ~ 5 Å, suficiente para a detecção das linhas que caracterizam as estrelas WR que possuem $EW \sim 3$ Å. A mediana do fluxo em 5000 Å das galáxias na amostra é de $1.45 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Å}^{-1}$, implicando em tempos de exposição entre 30 minutos e 1 hora por galáxia (ver tabela 4.2). A largura da fenda utilizada foi de 1" e a área projetada da fenda permite cobrir, na maioria dos casos, toda a região de formação estelar.

O espectrógrafo LRIS utiliza um dicróico para separar e obter simultaneamente os lados azul (3700 - 5200Å) e vermelho (5200 - 7000Å). Como veremos no capítulo 5, encontramos problemas para calibrar as galáxias devido ao dicróico. Por fim, a escala de placa dos detectores (CCD's) dos lados azul e vermelho são respectivamente 0.135"/pixel e 0.210"/pixel.

Estes dados foram utilizados na análise da população estelar (capítulo 7), das linhas de emissão (capítulo 8) e no estudo das populações de estrelas Wolf-Rayet, como veremos no capítulo 10.

Propriedades Gerais da Amostra de Galáxias Starburst					
Galáxia	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	cz (km/s)	$\log(L_{IR}/L_{\odot})$	Obs.
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
UGC 0903	01h21m47.8s	+17d35m33s	2518	10.43	OIV
NGC 0520	01h24m35.1s	+03d47m33s	2281	10.91	O
III Zw 035	01h44m30.5s	+17d06m05s	8225	11.56	OIV
IRAS 03359+1523	03h38m46.7s	+15d32m55s	10613	11.48	OIV
NGC 1614	04h33m59.8s	-08d34m44s	4778	11.61	OIV
ESO 485-G003	04h39m06.4s	-24d11m03s	4550	10.88	OIV
IRAS 05447-2114	05h46m53.6s	-21d13m43s	11850	11.10	OIV
NGC 2798	09h17m22.9s	+41d59m59s	1726	10.51	OIV
NGC 2966	09h42m11.5s	+04d40m23s	2044	10.12	OIV
IC 0564	09h46m21.1s	+03d04m17s	5990	10.97	OIV
NGC 3067	09h58m21.0s	+32d22m12s	1476	10.07	OIV
NGC 3079	10h01m57.8s	+55d40m47s	1116	10.55	OIV
NGC 3627	11h20m15.0s	+12d59m30s	727	10.34	IV
NGC 3690	11h28m32.2s	+58d33m44s	3121	11.75	OIV
NGC 3885	11h46m46.5s	-27d55m20s	1952	10.37	IV
NGC 4088	12h05m34.2s	+50d32m21s	757	10.00	IV
NGC 4418	12h26m54.6s	-00d52m39s	2179	10.99	O
NGC 4433	12h27m38.6s	-08d16m42s	3000	10.82	OIV
NGC 4527	12h34m08.5s	+02d39m14s	1736	10.77	OIV
NGC 4536	12h34m27.1s	+02d11m16s	1808	10.72	OIV
NGC 4666	12h45m08.7s	-00d27m43s	1533	10.76	OIV
NGC 4818	12h56m48.9s	-08d31m31s	1065	10.10	IV
NGC 5073	13h19m20.6s	-14d50m40s	2744	10.58	IV
NGC 5104	13h21m23.1s	+00d20m33s	5578	11.09	O
NGC 5461	14h03m41.4s	+54d19m05s	298	8.71	IV
NGC 5775	14h53m57.6s	+03d32m40s	1681	10.63	OIV
Zw 049.057	15h13m13.1s	+07d13m32s	3897	11.15	OIV
NGC 5900	15h15m05.1s	+42d12m35s	2511	10.45	IV
NGC 6090	16h11m40.7s	+52d27m24s	8785	11.44	OIV
NGC 6240	16h52m58.9s	+02d24m03s	7339	11.77	IV
MRK 0309	22h52m34.7s	+24d43m50s	12636	11.67	OIV
NGC 7541	23h14m43.9s	+04d32m04s	2678	10.95	OIV

Tab. 4.1: Propriedades gerais das galáxias da amostra. Os dados das colunas (2), (3) e (4) são do NED (Nasa Extragalactic Database). As galáxias estão ordenadas em ordem crescente de ascensão reta. A luminosidade no infra-vermelho da coluna (5) foi calculada através dos fluxos IRAS obtidos do NED e seguindo-se a definição de Risaliti *et al.* (2000). Na coluna (6) mostramos as observações que foram feitas para cada galáxia, de acordo com a seguinte nomenclatura: O = apenas dados no ótico, IV = apenas dados no infra-vermelho, OIV = dados no ótico e infra-vermelho.

4.3.2 Instrumentação no Infra-Vermelho

Os espectros infra-vermelhos foram obtidos com o Telescópio UKIRT e o espectrógrafo UIST (*The Ukirt 1-5 Micron Imager Spectrometer*).

Utilizamos ainda uma fenda com dimensões 0.48×120 arcsec. A única câmera disponível para uso com o UIST para fins de espectroscopia possui uma escala de placa de $0.12''/\text{pixel}$. A grade de dispersão cobre, com resolução espectral de $R = 900$, as bandas H e K, correspondendo à faixa de comprimento de ondas entre 1.4 e $2.5 \mu\text{m}$.

Nesta faixa de comprimento de ondas podem ser encontradas as linhas do Si $\lambda 1.59$, [FeII] $\lambda 1.64$, Pa- α 1.87 , HeI $\lambda 2.06$, H2 $\lambda 2.12$ e Br- γ $\lambda 2.17 \mu\text{m}$.

4.3.3 Técnica Observacional

Lembramos que nosso objetivo principal é observar a maior parte das regiões de formação estelar das galáxias da amostra, minimizando as perdas de luz destas partes relevantes em cada galáxia. Este cuidado é necessário porque a grande maioria destas galáxias está bastante próxima⁵ (a maioria mais próxima que $D \sim 120$ Mpc) e queremos que a fenda de $1''$ seja capaz de englobar a totalidade das regiões com formação estelar. Embora estas perdas sejam inevitáveis dada a distância média da amostra, podemos minimizá-las.

O atlas de LH95 foi bastante útil nesta fase. Por um lado o atlas possui informações sobre a extração de espectros a diferentes distâncias dos núcleos destas galáxias - espectroscopia com informação espacial. Por outro lado, a morfologia destas galáxias é discutida. O fato de muitas delas serem galáxias em pleno processo de interação gravitacional despertou um interesse particular, uma vez que interações gravitacionais estão diretamente ligadas ao processo de formação estelar intensa. O atlas indica também que muitas delas possuem morfologias irregulares, bastante características de interações recentes ou em curso. Em alguns casos nota-se claramente que as duas galáxias originais já estão completamente fundidas (NGC 1614, Figura 4.1), enquanto que em outras é ainda possível ver os dois núcleos originais em pleno processo de fusão (NGC 3690, Figura 4.2). O atlas forneceu ainda mapas da emissão em $H\alpha$ para as galáxias da amostra. Sabe-se também que a linha $H\alpha$ pode ser utilizada como indicadora de formação estelar. Notamos também que na maioria das galáxias o núcleo é o principal emissor de $H\alpha$ e que portanto estes respondem pela maior parte da luminosidade e da formação estelar destas galáxias⁶.

Utilizando as informações do atlas de LH95 definimos a seguinte estratégia de observação:

1. Privilegiar a observação dos núcleos, uma vez que estes abrigam a maior parte da luminosidade em $H\alpha$.

⁵ Ao longo deste trabalho utilizamos um único valor para a constante de Hubble: $H_0 = 75 \text{ km.s}^{-1}.\text{Mpc}^{-1}$.

⁶ Em algumas galáxias a região emissora de $H\alpha$ é bastante concentrada, enquanto que em outros casos existem regiões exteriores ao núcleo que emitem significativamente em $H\alpha$.

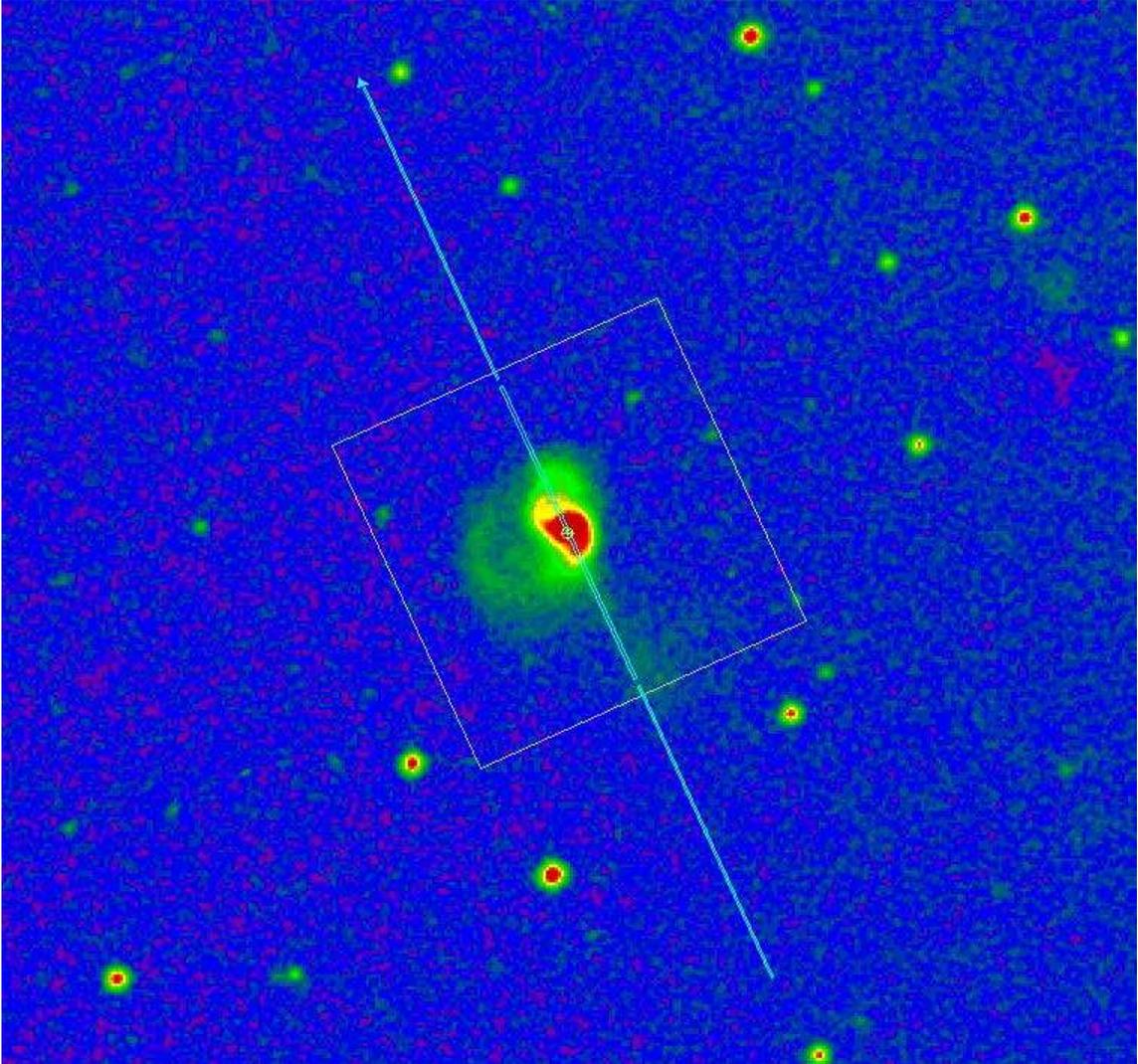


Fig. 4.1: Posição da fenda para a galáxia NGC 1614, com $PA = 24^\circ$, em relação ao norte (topo da figura). Esta figura compreende 15 segundos de arco em cada lado. Esta galáxia está num estágio avançado de interação e por isso a imagem não consegue separar os dois núcleos presentes neste objeto. No processo de extração do espectro desta galáxia ficou nítida a presença de dois núcleos, conforme veremos no capítulo 5. Entretanto é possível ver nitidamente as caudas de maré, consequência da interação gravitacional. Nos capítulos seguintes e em especial no capítulo 10 veremos que esta galáxia hospeda um grande número de estrelas O e de estrelas WR.

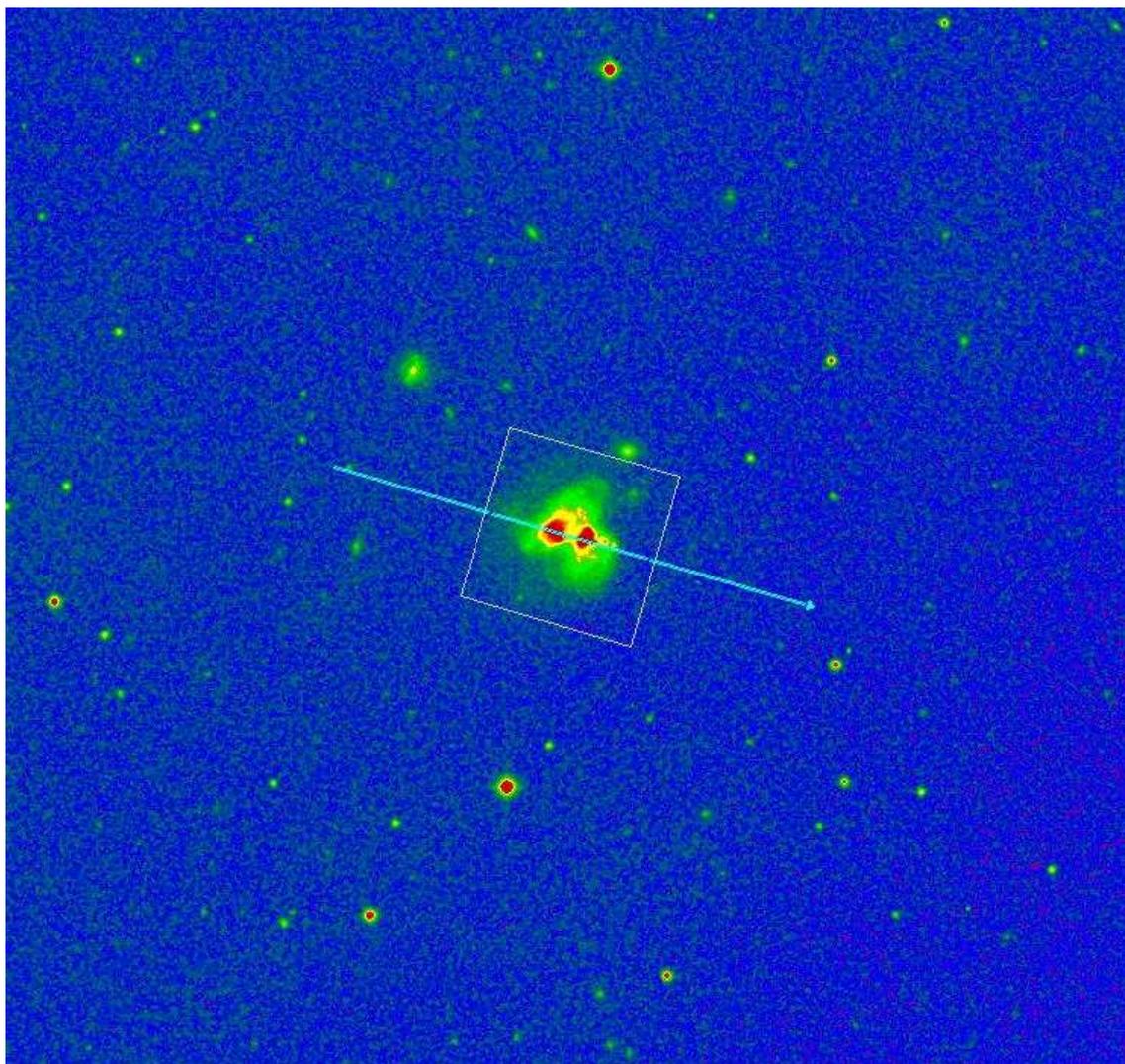


Fig. 4.2: Posição da fenda para a galáxia NGC 3690, com $PA = 254^\circ$. Nota-se que os dois núcleos estão claramente separados, embora o processo de interação já seja avançado. Esta galáxia também é uma WR como veremos nos capítulos seguintes. A fenda foi alinhada de forma a cobrir ambos os núcleos.

2. Nas galáxias em que se pode perceber uma certa simetria, optamos por alinhar a fenda com o eixo principal da galáxia, a fim de cobrir as populações estelares do núcleo e as exteriores a este de maneira simétrica.
3. Sempre que observamos uma galáxia em processo de interação, alinhamos a fenda de forma a cobrir os dois núcleos.

As estratégias de observação têm o objetivo geral de utilizar a morfologia da galáxia como um guia natural de posicionamento da fenda. Em outras palavras, a natureza das galáxias ditou a maneira preferida de observá-las. Adotamos o mesmo procedimento tanto para as observações conduzidas no ótico quanto para os dados coletados no infra-vermelho.

Mais especificamente, a estratégia (1) garante que as regiões com maior formação estelar sejam observadas, uma vez que a emissão em $H\alpha$ mapeia a atividade de formação estelar. A estratégia (2) emprega a morfologia das galáxias para se definir os ângulos das fendas (PA) e as regiões a serem observadas. Por fim, a estratégia (3) visa garantir que todos os núcleos dos objetos sejam observados, em especial a interface de contato entre os núcleos, onde espera-se que a formação estelar seja particularmente intensa.

As estratégias também garantem que as partes mais relevantes dos Starbursts da amostra sejam observadas. Minimizando a perda de luz relevante, estamos aumentando as chances de observar o conteúdo massivo destas galáxias. Além disso, a fenomenologia das interações gravitacionais pode também ser estudada. **Interessantemente, conforme mostraremos no capítulo 10, as galáxias que possuem os maiores números absolutos de estrelas WR são justamente aquelas que estão sofrendo ou que já experimentaram interações gravitacionais.**

Nas Figuras 4.1 a 4.6⁷ mostramos variados exemplos de como escolhemos o posicionamento das fendas, seguindo-se as estratégias de observação delineadas nos itens 1 ao 3. As imagens destas figuras cobrem uma área de 15×15 arco-minutos e são do banco de dados Digitized Sky (versão II, infra-vermelho) do ESO⁸.

Na seção 4.4 mostramos o diário das observações e também o ângulo em que foram posicionadas as fendas para todas as galáxias. O ângulo PA é sempre em relação ao norte (topo das figuras) e aumenta no sentido anti-horário a partir desta posição.

A técnica observacional descrita acima foi adotada tanto para as observações no ótico (KECK I) quanto para as observações no infra-vermelho (UKIRT). Desta forma, tomamos o cuidado de observar uma mesma galáxia com o mesmo ângulo de fenda nos dois telescópios. Ver tabelas 4.2 e 4.3.

4.4 Histórico das Observações

Submetemos propostas observacionais aos telescópios Keck I (ótico) UKIRT (infra-vermelho) a fim de obter tempo nestes instrumentos. A primeira proposta

⁷ As figuras foram feitas com a ferramenta de Observação (OT) do Observatório Gemini, que pode ser obtida no endereço eletrônico do observatório: www.gemini.edu.

⁸ ESO é a sigla em Inglês do *European Southern Observatory* ou Observatório Austral Europeu.

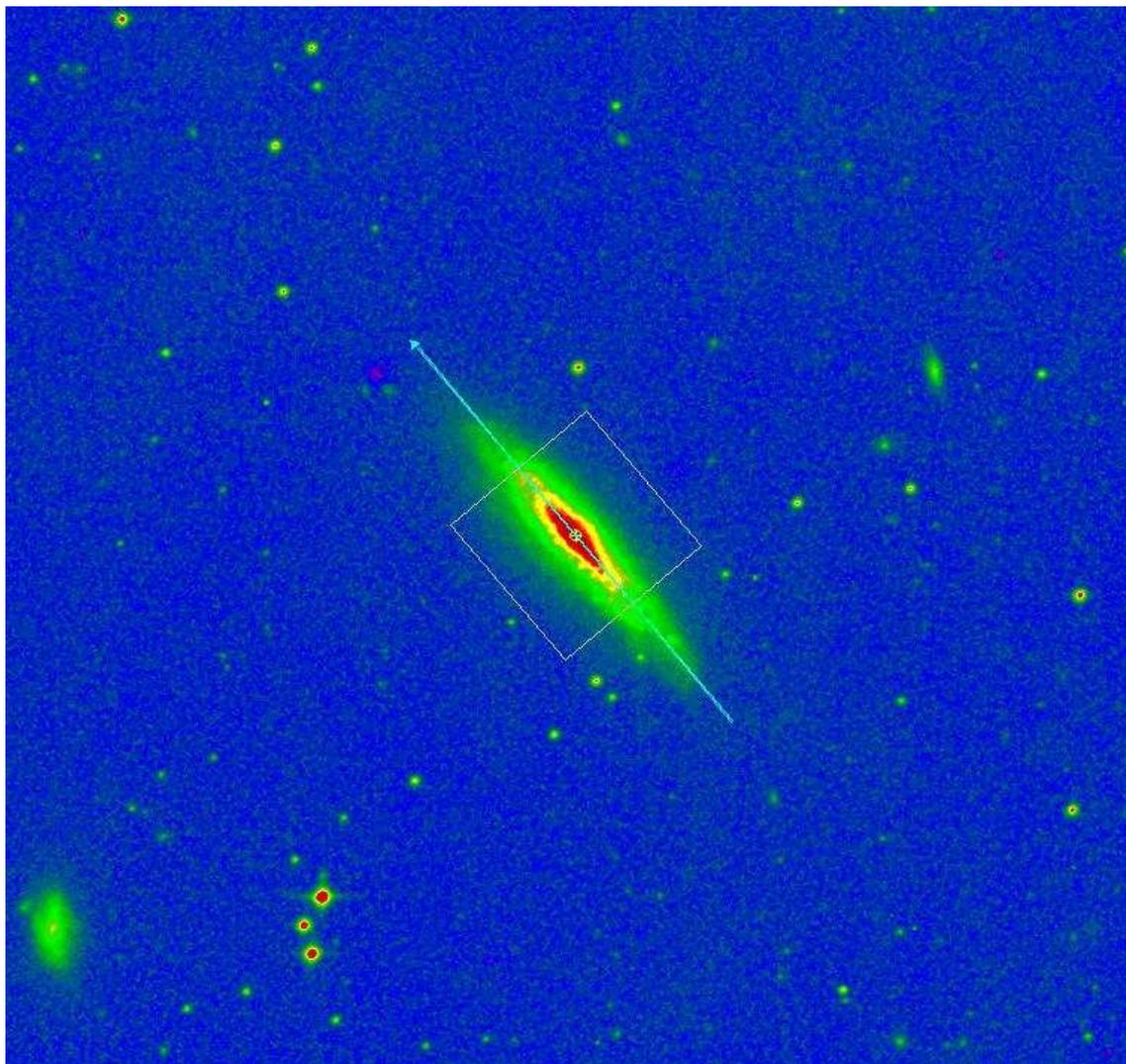


Fig. 4.3: Posição da fenda para a galáxia NGC 4666, com $PA = 40^\circ$ em relação ao norte (topo da figura). Trata-se de uma galáxia espiral isolada. Neste caso alinhamos a fenda com o eixo principal da galáxia.

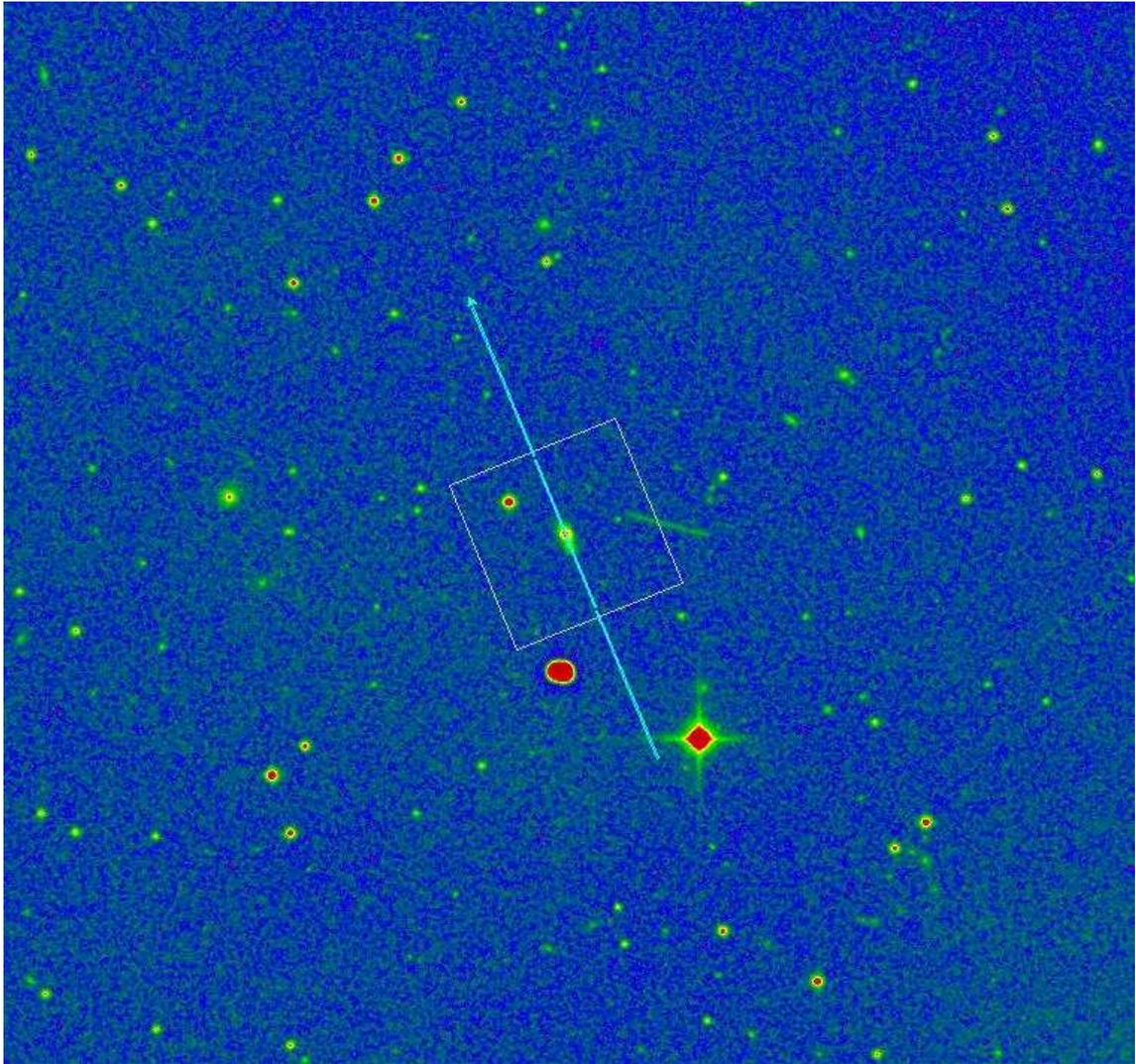


Fig. 4.4: Posição da fenda para a galáxia III Zw 035, com $PA = 22^\circ$ em relação ao norte (topo da figura). Esta galáxia está relativamente distante ($cz = 8225$ km/s) e a figura revela poucos detalhes, apesar de sugerir uma pequena simetria ao longo do eixo escolhido. Mais tarde, durante a extração do espectro desta galáxia (capítulo 5) vimos que se tratava de uma galáxia em interação. Pela figura é impossível determinar o estágio da interação.

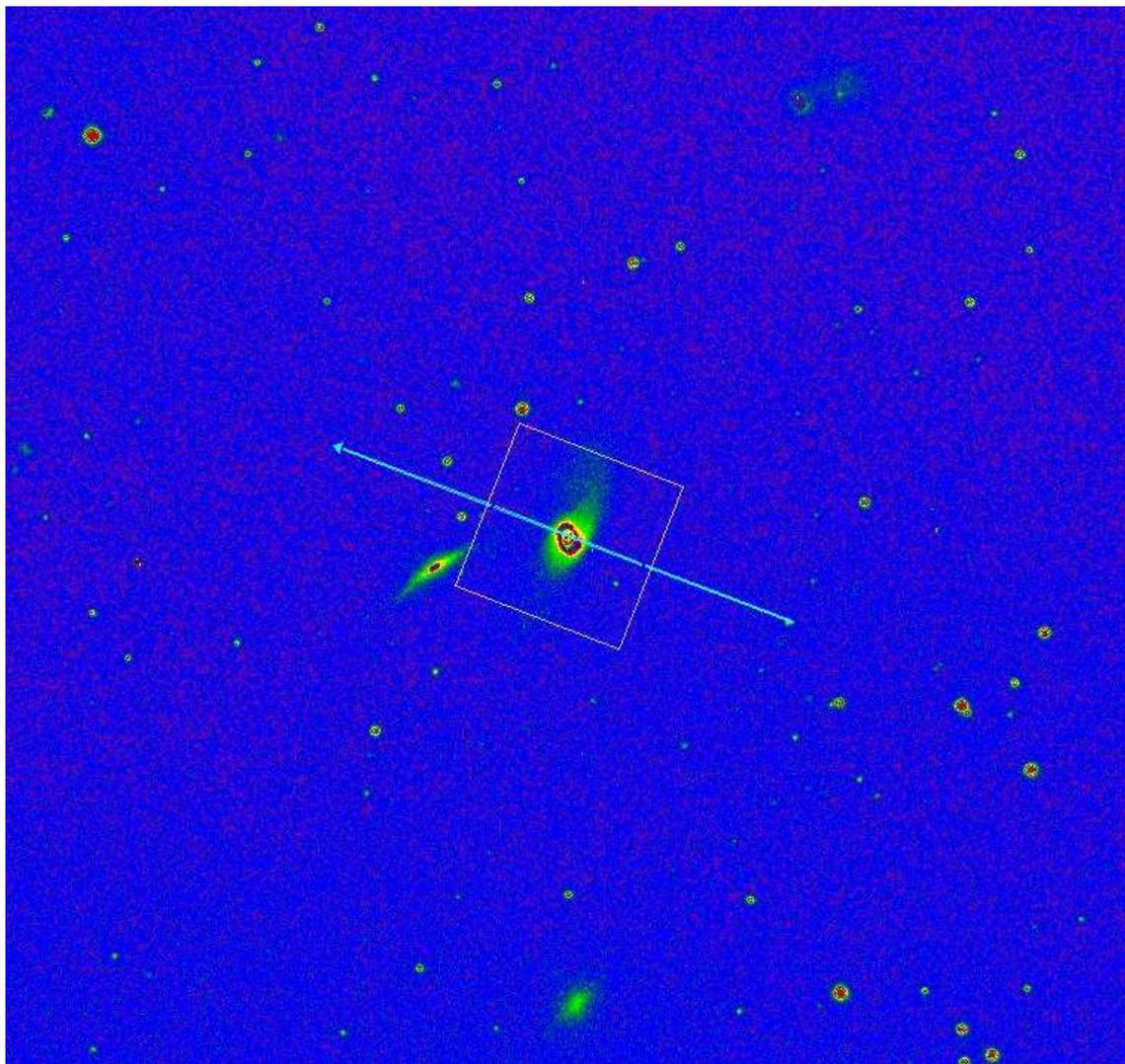


Fig. 4.5: Posição da fenda para a galáxia NGC 2798, com $PA=70^\circ$ em relação ao norte (topo da figura). Esta galáxia também hospeda estrelas WR, conforme veremos nos capítulos seguintes.

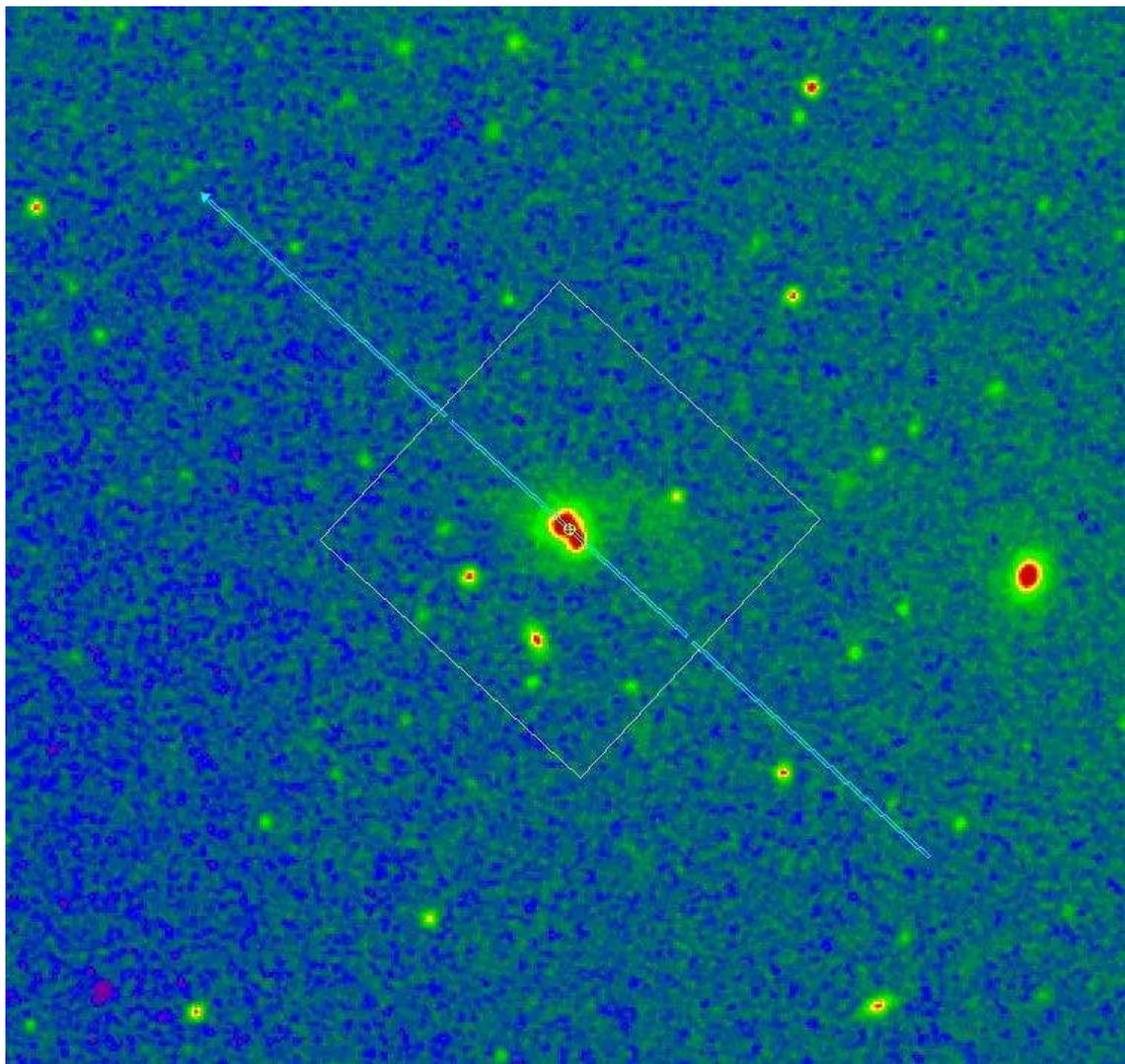


Fig. 4.6: Posição da fenda para a galáxia NGC 6090 com $PA=50^\circ$, em relação ao norte (topo da figura). Esta galáxia é também uma galáxia WR, conforme veremos a seguir.

foi submetida em Maio de 2002 para ambos telescópios e pedimos 1 noite no Keck I e 2 noites no UKIRT. O pedido de tempo foi aprovado e ganhamos 1 noite telescópio Keck I (27-11-2002) e de 2 noites no telescópio UKIRT (21 e 22-12-2002). Infelizmente este tempo era suficiente apenas para observar aproximadamente metade da amostra, tanto no ótico quanto no infra-vermelho⁹.

Em novembro de 2002 submetemos novos pedidos de tempo para os dois telescópios, sendo que a proposta para o telescópio Keck I foi rejeitada (havíamos pedido 2 noites). A proposta para o telescópio UKIRT foi aceita e nos concederam outras 3 (três) noites de observação (04, 05 e 06-04-2003). Estas observações completaram a segunda parte da amostra no infra-vermelho, mas no ótico ainda nos faltava observar a segunda metade da amostra.

Na tentativa de completar a segunda parte da amostra (ou parte dela), submetemos um pedido de tempo ao telescópio Gemini, cujo espectrógrafo ótico possui características e cobertura espectral similares aos do KECK/LRIS. Apesar da proposta ter sido aprovada, as observações ficaram na fila automática de observações do GEMINI e nunca foram executadas.

Ainda com o objetivo de completar a observação da amostra no ótico, submetemos nova proposta de observação para o telescópio Keck I em Novembro de 2003, pedindo 2 noites. A proposta foi aprovada, mas nos concederam apenas 1 noite em 26-04-2004.

O longo período necessário para a coleta de dados (Novembro de 2002 até Abril 2004) foi uma das maiores dificuldades desta parte do trabalho, pois foi necessário dedicar muito tempo na elaboração e submissão de propostas observacionais. Isto implicou ainda em atrasos na coleta e redução de dados.

No total observamos 24 galáxias no ótico e 29 no infraermelho. Durante o processo de redução obtivemos 36 espectros (extrações) das 24 galáxias observadas no ótico. Nas tabelas 4.2 e 4.3 mostramos todas as galáxias observadas no ótico e infra-vermelho, com as respectivas datas e outros parâmetros de interesse.

⁹ De modo geral as observações no infra-vermelho são mais demoradas que as do ótico.

Diário das Observações no Ótico

#	Galáxia	cz (km/s)	Tempo de Exposição (s)	Massa de Ar (5)	Ângulo da Fenda (6)	Data da Observação (7)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
1	UGC 0903	2518	3600	1.01	52	27/11/2002
2	NGC 0520	2281	1800	1.06	143	27/11/2002
3	III Zw 035	8225	3600	1.03	22	27/11/2002
4	IRAS 03359+1523	10613	2400	1.02	90	27/11/2002
5	NGC 1614	4778	1800	1.14	24	27/11/2002
6	ESO 485-G003	4550	2400	1.43	75	27/11/2002
7	IRAS 05447-2114	11850	2400	1.34	90	27/11/2002
8	NGC 2798	1726	1800	1.24	70	27/11/2002
9	NGC 2966	2044	1800	1.12	72	27/11/2002
10	IC 0564	5990	1800	1.07	68	27/11/2002
11	NGC 3067	1476	1800	1.20	105	27/11/2002
12	NGC 3079	1116	1200	1.24	165	27/11/2002
13	NGC 3690	3121	2700	1.29	254	26/04/2004
14	NGC 4418	2179	2700	1.13	54	26/04/2004
15	NGC 4433	3000	3300	1.15	180	26/04/2004
16	NGC 4527	1736	3600	1.13	244	26/04/2004
17	NGC 4536	1808	1800	1.35	301	26/04/2004
18	NGC 4666	1533	1800	1.26	40	26/04/2004
19	NGC 5104	5578	3000	1.22	345	26/04/2004
20	NGC 5775	1681	2700	1.11	325	26/04/2004
21	Zw 049.057	3897	3300	1.21	28	26/04/2004
22	NGC 6090	8785	2400	1.42	50	26/04/2004
23	MRK 0309	12636	1800	1.04	345	27/11/2002
24	NGC 7541	2678	1800	1.04	102	27/11/2002

Tab. 4.2: Diário das observações no ótico. As velocidades (coluna 2) foram obtidas do NED. Na coluna 4 mostramos o tempo total de exposição em segundos. As massas de ar (coluna 5) são obtidas tirando-se a média entre as massas de ar no início e no final das observações. Foram feitas múltiplas exposições com tempos de integração variados para cada objeto. Notar que os dados no ótico foram coletados em duas datas distintas (coluna 7). Devido a problemas com o espectrógrafo LRIS, as galáxias IC 0564 e NGC 3079 foram apenas observadas no lado azul.

Diário de Observações no Infra-vermelho					
#	Galáxia	cz (km/s)	Massa de Ar	Ângulo da Fenda	Data da Observação
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
1	UGC 903	2518	1.12	52	22/12/2002
2	III Zw 035	8225	1.00	22	22/12/2002
3	IRAS 03359+1523	10613	1.00	90	21/12/2002
4	NGC 1614	4778	1.22	24	21/12/2002
5	ESO 485-G003	4550	1.40	165	22/12/2002
6	IRAS 05447-2114	11850	1.40	90	22/12/2002
7	NGC 2798	1726	1.23	70	21/12/2002
8	NGC 2966	2044	1.08	72	22/12/2002
9	IC 564	5990	1.05	68	21/12/2002
10	NGC 3067	1476	1.05	105	22/12/2002
11	NGC 3079	1116	1.27	165	21/12/2002
12	NGC 3627	727	1.03	334	04/04/2003
13	NGC 3690	3121	1.30	254	04/04/2003
14	NGC 3885	1952	1.78	308	05/04/2003
15	NGC 4088	757	1.19	57	04/04/2003
16	NGC 4433	3000	1.26	180	05/04/2003
17	NGC 4527	1736	1.40	244	06/04/2003
18	NGC 4536	1808	1.19	301	04/04/2003
19	NGC 4666	1533	1.11	40	06/04/2003
20	NGC 4818	1065	1.16	30	05/04/2003
21	NGC 5073	2744	1.24	147	06/04/2003
22	NGC 5461	298	1.38	—	06/04/2003
23	NGC 5775	1681	1.11	325	05/04/2003
24	Zw 049.057	3897	1.03	28	04/04/2003
25	NGC 5900	2511	1.14	309	04/04/2003
26	NGC 6090	8785	1.24	50	04/04/2003
27	NGC 6240	7339	1.05	22	06/04/2003
28	Mrk 0309	12636	1.06	345	22/12/2002
29	NGC 7541	2678	1.28	102	21/12/2002

Tab. 4.3: Diário das observações no infra-vermelho. As velocidades (coluna 2) foram obtidas do NED. As massas de ar (coluna 4) são obtidas tirando-se a média entre as massas de ar no início e no final das observações. Notar que os dados no infra-vermelho foram coletados em datas distintas (coluna 5). Tipicamente o tempo de exposição no infra-vermelho foi de 2 horas por galáxia, sendo que várias exposições com 120 segundos de duração foram obtidas e depois combinadas.

Capítulo 5

Redução dos Dados no Ótico e Infra-Vermelho

O objetivo deste capítulo é apresentar detalhadamente a estratégia de redução de dados e apresentar os passos que foram seguidos para se obter os espectros que serão apresentados no capítulo 6. A redução dos dados que coletamos seguiu estratégias distintas no ótico e no infra-vermelho. No ótico, utilizamos o pacote IRAF e no infra-vermelho foi utilizado o pacote ORAC-DR¹. O objetivo primário do processo de redução é obter espectros calibrados em fluxo e em comprimento de onda. Posteriormente, os efeitos do avermelhamento galáctico e do deslocamento para o vermelho são também corrigidos. Abaixo descrevemos em separado o processo de redução para o ótico (seção 5.1) e infra-vermelho (seção 5.2).

5.1 Redução dos Dados no Ótico

Os dados no ótico, que descrevemos na seção 4.4, possuem dois sub-conjuntos: o lado azul, na faixa de 3000 até 5000 Å e o lado vermelho, na faixa de 5100 até 7000 Å. Isto se deve ao fato de que o instrumento LRIS divide a cobertura total em comprimento de onda nestes dois segmentos. Esta peculiaridade do espectrógrafo faz com que a redução dos dados do conjunto KECK + LRIS seja não trivial. A seguir descrevemos todos os passos necessários para a redução destes dados.

5.1.1 Subtração do Bias

Os detectores modernos são digitais e possuem uma assinatura eletrônica característica, conhecida na literatura como “bias”. Normalmente a subtração dessa assinatura eletrônica é algo bastante trivial e pode ser obtida através da tarefa CCDPROC do IRAF. Para isso se faz uma média dos arquivos de “bias” obtidos no dia da observação. O resultado são arquivos com a “impressão digital” do detector. A tarefa CCDPROC subtrai de cada imagem esta assinatura característica média. Como resultado obtém-se imagens livres de quaisquer características inerentes ao detector propriamente dito. Normalmente neste passo também são cortadas das

¹ A página oficial do pacote ORAC-DR pode ser encontrada em: <http://www.oracdr.org/>.

imagens as regiões do detector que não foram iluminadas - ou seja: que não contém dados.

Infelizmente o detector do espectrógrafo LRIS (lado azul) é formado por um mosaico composto por dois detectores menores que estão justapostos. Estes detectores, ou CCDs² possuem características e assinaturas eletrônicas distintas. Isto impossibilita o uso da tarefa CCDPROC de forma direta, pois esta não foi desenvolvida para tratar mosaicos formados por vários CCDs.

A solução mais lógica seria dividir cada imagem (ou galáxia) em duas partes - correspondentes aos dois detectores individuais, e subtrair a assinatura característica de cada uma destas partes separadamente. Posteriormente as duas imagens resultantes podem ser combinadas para se obter a imagem livre do pedestal eletrônico. Este processo, embora factível, seria extremamente lento se fosse empreendido para cada galáxia. Felizmente, existe uma tarefa do IRAF chamada PREPLRISB, que faz este processo automaticamente e ainda corta as imagens, ignorando partes que não contém dados.

A tarefa PREPLRISB não acompanha as distribuições do IRAF em nenhuma de suas versões, mas foi fornecida por Naveen Reed do Caltech. Esta tarefa foi desenvolvida especialmente para tratar imagens do instrumento LRIS do KECK. O que a tarefa PREPLRISB faz é justamente dividir cada imagem em duas partes, subtrair o pedestal eletrônico de cada uma delas individualmente e por fim combinar as duas imagens numa imagem resultante, já livre de regiões que não contém dados. Todo o processo é automático e dentro do ambiente IRAF. Por se tratar de uma tarefa especificamente escrita para o instrumento LRIS ela não deve ser utilizada para subtrair o bias de imagens coletadas com outros instrumentos.

O CCD do lado vermelho do espectrógrafo LRIS também possui características próprias e por isso utilizamos a tarefa TWOAMPPROC (também fornecida por Naveen Reed) especialmente desenvolvida para subtrair o *bias* das imagens do lado vermelho deste instrumento.

5.1.2 Divisão por Flat-Field

Imagens de Flat-Field (FF) são utilizadas para mapear a sensibilidade da câmera. Infelizmente as imagens de FF tomadas através de lâmpadas de cúpula não puderam ser utilizadas devido a não uniformidades. Como tomamos também flat-fields do céu, estes foram combinados (tomando a média) para obter uma imagem de FF final. Este FF médio do céu também apresentava não uniformidades em sensibilidade. Através de interpolação substituímos com segmentos uniformes as partes não uniformes da imagem. A imagem obtida desta forma foi utilizada para mapear a sensibilidade do instrumento.

Utilizamos a tarefa IMARITH do IRAF para dividir as imagens bi-dimensionais das galáxias pelo FF médio obtido da maneira descrita acima. O produto final deste procedimento são as imagens bi-dimensionais das galáxias calibradas em função da sensibilidade do instrumento.

² CCD é a sigla em Inglês para *Charged Coupled Device* que significa Dispositivo e Carga Acoplada.

5.1.3 Combinando Múltiplas Exposições

Durante as observações no ótico, quebramos o tempo de exposição em duas ou três exposições menores, tipicamente de 900 segundos cada uma. Na tabela 4.2 mostramos o tempo de integração total para cada galáxia. Este procedimento serve para tornar mais fácil a remoção de possíveis raios cósmicos. Este cuidado permite também excluir exposições individuais perdidas devido a problemas técnicos que possam ocorrer com o telescópio durante a observação. Com estes dados não experimentamos nenhum destes eventos, salvo os ocasionais raios cósmicos.

Uma vez que as calibrações iniciais (bias e flat-field) estão completas é necessário combinar múltiplas exposições para uma dada galáxia. Utilizamos a tarefa IMCOMBINE do IRAF para este fim. Utilizamos uma opção que rejeita pixels com incidência de raios cósmicos. O resultado é uma imagem bi-dimensional de maior qualidade (relação sinal-ruído) que as imagens anteriores.

5.1.4 Extração dos Espectros

Com as imagens bi-dimensionais combinadas, iniciamos a extração dos espectros para cada galáxia. Este é um passo importante pois é necessário selecionar na imagem bi-dimensional a região exata onde o espectro está localizado. É preciso também **excluir regiões da imagem comprometidas, como por exemplo as bordas** onde estão localizadas as extremidades inicial e final dos espectros. Outra cautela não menos importante é o **posicionamento das janelas para a subtração do céu**. A tarefa APALL do IRAF é utilizada para extrair o espectro. Como trata-se de uma tarefa interativa, todos os cuidados acima podem ser levados em consideração e o espectro extraído pode ser visualizado.

Uma das questões mais interessantes neste passo é a possibilidade de múltiplas extrações para algumas galáxias. Como vimos na seção 4.2 estas galáxias são LIRGs—Galáxias Luminosas no Infra-Vermelho. Existem diversas evidências observacionais que comprovam que grande parte dessa luminosidade provém da interação com galáxias vizinhas e a conseqüente formação de estrelas em grande escala (Sanders & Mirabel 1996 e referências lá citadas). As próprias imagens do capítulo 4 evidenciam a presença de interações em algumas das galáxias da amostra.

Quando iniciamos o processo de extração sabíamos que encontraríamos galáxias com múltiplos núcleos. De acordo com a técnica observacional adotada (seção 4.3.3), orientamos a fenda do LRIS de modo a englobar todos os núcleos presentes. Em geral é possível ver apenas dois núcleos em graus variados de separação. Os ângulos de fenda utilizados são mostrados na tabela 4.2.

É válido salientar que os tamanhos das extrações tanto do lado azul quanto do lado vermelho foram escolhidos de forma a amostrarem a mesma região física das galáxias. Desta forma, dadas as escalas de placa dos lados azul e vermelho (0.135 e 0.210 "/pixel respectivamente) e o tamanho das extrações, amostramos entre 160 e 1300 pc das galáxias da amostra, correspondendo ao Kpc central.

Nas Figuras 5.1 a 5.6 mostramos a posição da abertura de extração para alguns dos perfis espaciais que encontramos durante o processo de extração. Em algumas galáxias apenas um espectro foi extraído, enquanto que em outras encontramos claramente um núcleo secundário. Nestes casos, estes espectros também foram ex-

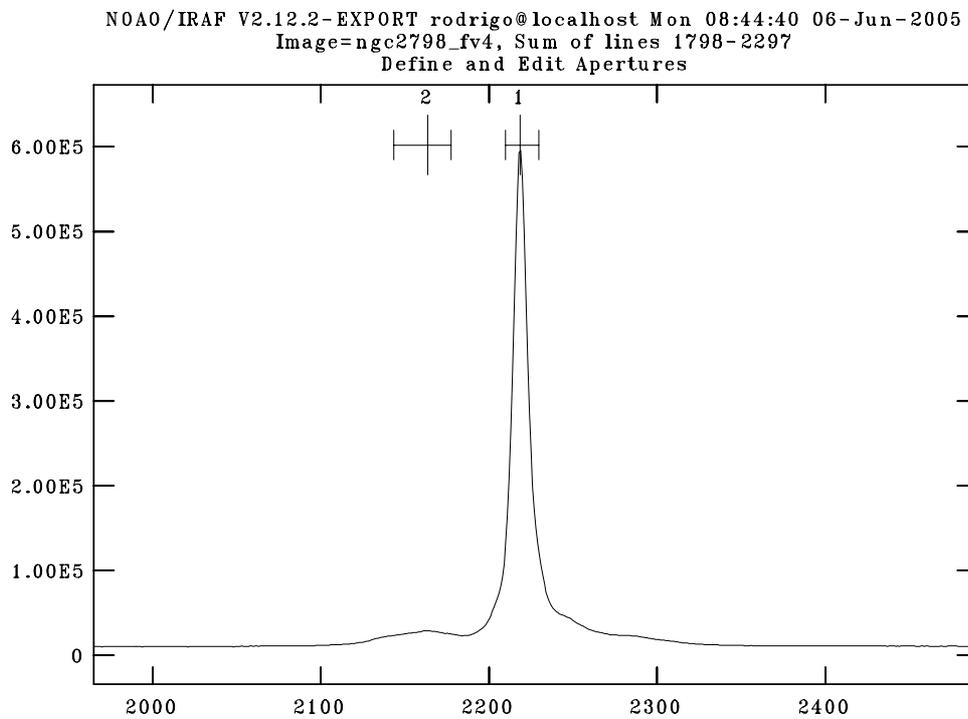


Fig. 5.1: Perfil espacial da galáxia NGC 2798. É possível ver as duas regiões de maior intensidade ao longo da fenda. Dois espectros foram extraídos para esta galáxia, como indicam as janelas 1 e 2 no topo da figura.

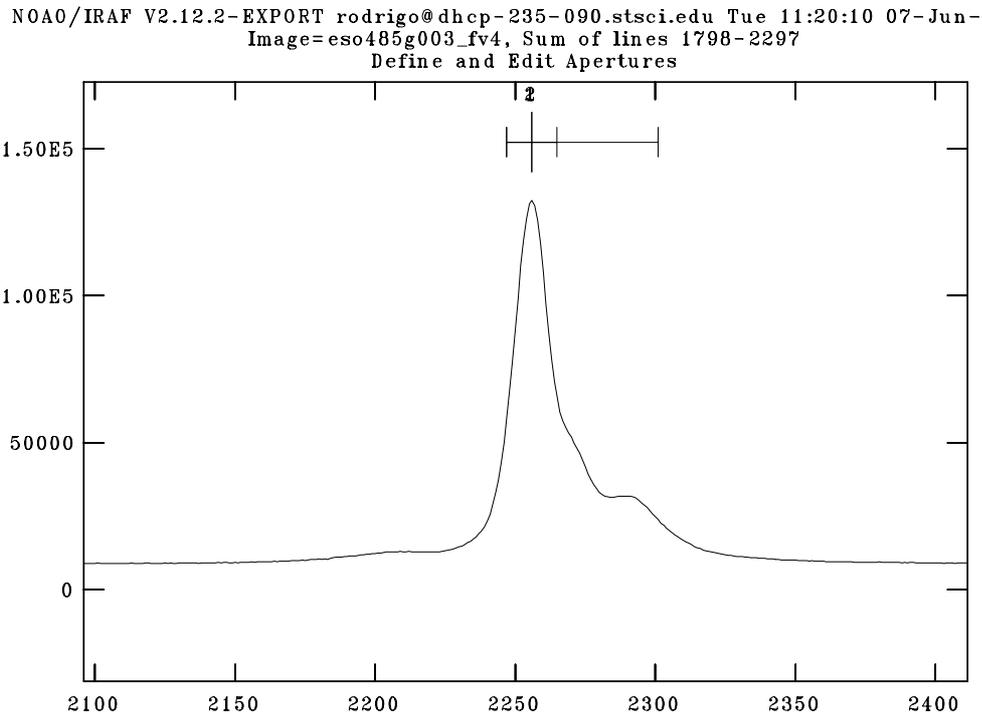


Fig. 5.2: Perfil espacial da galáxia ESO 485-G003. Esta galáxia possui duas regiões de brilho intenso quase justapostas. Dois espectros foram extraídos. A extração maior (1) engloba o pico central e a região estendida a direita deste. A extração menor (2) corresponde apenas ao pico central de maior intensidade. Os centros destas duas extrações coincidem.

traídos. A separação entre núcleos varia entre 2.5 e 16 " de arco. Espacialmente, esta faixa de separações corresponde a 0.45 e 10 Kpc respectivamente.

O processo de extração é longo e deve ser feito de maneira cuidadosa a fim de evitar principalmente erros no posicionamento das janelas para a subtração do céu. O produto final do processo de extração são os espectros das galáxias propriamente ditos. Entretanto estes espectros ainda não estão calibrados em comprimento de onda e nem em fluxo.

5.1.5 Calibração em Comprimento de Onda e Fluxo

A calibração em comprimento de onda foi feita com o auxílio de espectros de lâmpadas de Ne e Ar no lado vermelho e de Hg no lado azul, tomadas durante as observações. Como as linhas destes elementos são conhecidas, é possível identificar as diversas linhas presentes e associar um comprimento de onda específico a cada uma delas no espectro de calibração da lâmpada. Este processo é feito com o auxílio da tarefa IDENTIFY do IRAF e com um mapa de linhas das lâmpadas obtido diretamente no telescópio Keck. A tarefa IDENTIFY faz a associação entre pixels e comprimentos de onda no espectro de calibração. O próximo passo é utilizar o espectro de calibração já com as linhas identificadas para calibrar os espectros das galáxias. Este passo é feito com a tarefa REFSPECTRA do IRAF. O produto final

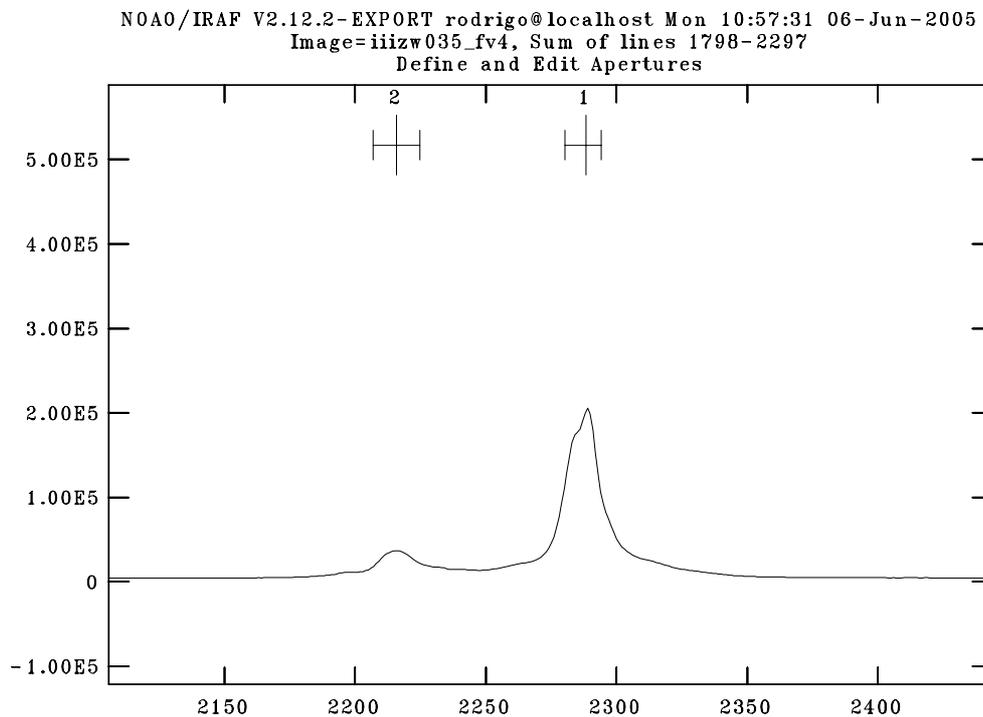


Fig. 5.3: Perfil espacial para a galáxia III ZW 035. Neste caso também existem duas regiões de interesse, sendo que elas estão claramente separadas. Dois espectros foram obtidos para esta galáxia.

deste procedimento são espectros calibrados em comprimento de onda.

O passo seguinte é a calibração em fluxo e para isso utilizamos os espectros de estrelas padrão, também observadas durante as noites de observação. Este procedimento é feito em três passos. Em primeiro lugar utiliza-se a tarefa STANDARD do IRAF para criar uma tabela de calibração em fluxo. Esta tabela simplesmente lista as estrelas padrão a serem utilizadas nas tarefas seguintes. O segundo passo é utilizar esta tabela de calibração para se fazer a calibração em fluxo propriamente dita. Isto é feito com a tarefa SENSFUNF do IRAF. Esta tarefa gera uma função de sensibilidade que mapeia a intensidade do fluxo em função do comprimento de onda para cada uma das estrelas padrão. É necessário também ajustar um polinômio aos espectros destas estrelas a fim de gerar uma função de calibração final. O passo final é aplicar esta função de calibração aos espectros das galáxias utilizando a tarefa CALIBRATE do IRAF. O produto final deste processo são os espectros calibrados em fluxo.

5.1.6 Resolução Espectral, Dispersão e Sinal/Ruído

As dispersões espectrais foram determinadas através dos espectros das lâmpadas de calibração já calibrados em fluxo e comprimento de onda. Encontramos dispersões espectrais de 1.60 pixels/Å no lado azul e de 1.18 pixels/Å no lado vermelho.

Medimos a resolução espectral também nas lâmpadas de calibração. Este procedimento foi feito de forma separada para os lados azul e vermelho dos espectros

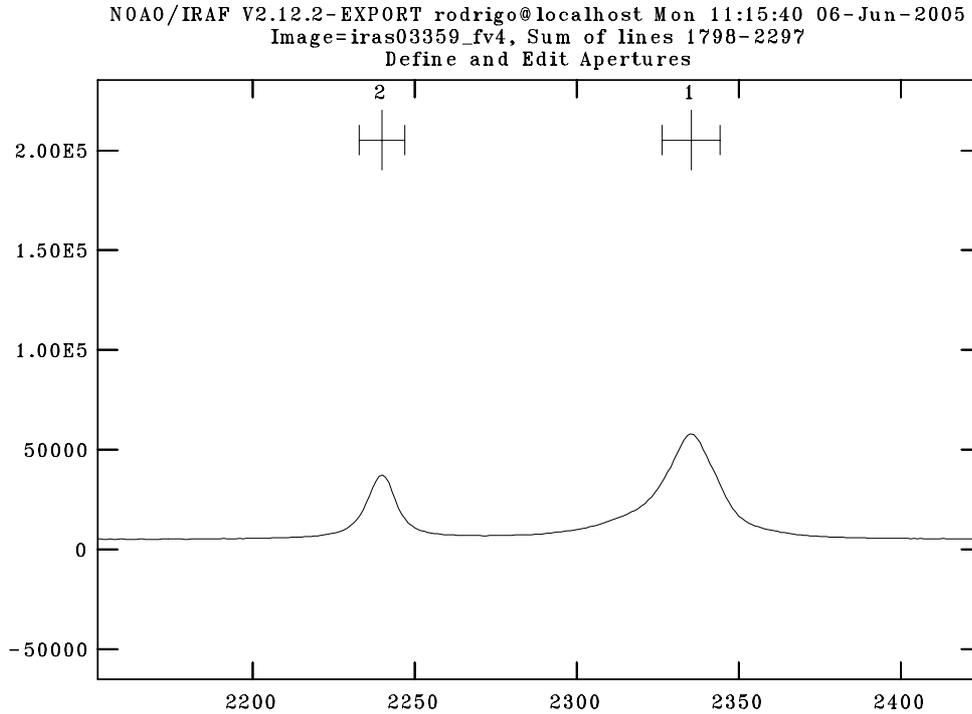


Fig. 5.4: Perfil espacial da galáxia IRAS 03359+1523. Esta galáxia também possui duas regiões de interesse bem distintas e dois espectros foram extraídos.

óticos. Para cada lado medimos algumas linhas e ajustamos Gaussianas aos seus perfis. Os valores obtidos foram de $R = \lambda/\Delta\lambda = 906$ para o lado azul e $R = 1935$ para o lado vermelho, onde $\Delta\lambda$ representa a largura a meia altura (FWHM) das Gaussianas ajustadas.

Estas resoluções são cerca de 20% melhores que a resolução que esperávamos ao definir a configuração instrumental necessária na seção 4.3.1. Em termos de velocidade, estes valores correspondem a $FWHM_{inst} = 331$ e 155 km/s para os lados azul e vermelho respectivamente.

Por fim, medimos a qualidade dos espectros através da relação sinal/ruído. Encontramos que para o lado azul esta razão varia entre 30 e 94 e que no lado vermelho a razão varia entre 35 e 100. Os espectros vermelhos são ligeiramente melhores que os azuis.

5.1.7 Dificuldades Encontradas

Três problemas encontrados durante as observações e a subsequente redução dos dados são dignos de nota:

1. No fim da noite de observação do dia 27/11/2002 o espectrógrafo LRIS apresentou problemas no lado vermelho. Por essa razão não foi possível obter dados para o lado vermelho para as galáxias IC 0564 e NGC 3079.
2. Como dissemos anteriormente, o espectrógrafo LRIS utiliza um dicróico para separar a luz em duas componentes: a azul (3700 – 5200 Å) e a vermelha

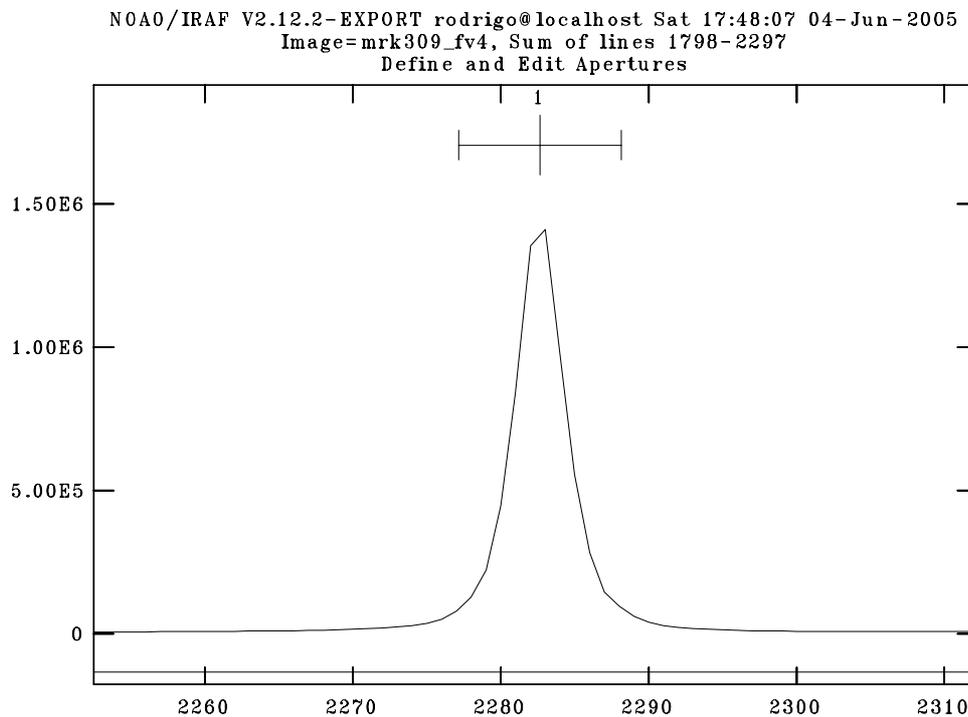


Fig. 5.5: Perfil espacial para a galáxia MrK 309. Um único pico de brilho no perfil espacial é notado nesta galáxia Starburst típica. Apenas um espectro foi extraído.

(5200 – 7000 Å). Infelizmente isto cria uma degradação da relação sinal/ruído na região entre 4900 e 5500 Å. Em outras palavras, a qualidade do espectro nesta faixa de comprimento de ondas é muito pobre. A distância da galáxia determina se a degradação acontece a partir de 4900 Å ou se somente acima de 5000 Å. Como sabemos esta é uma faixa de comprimento de ondas bastante crítica pois contém a linha de $H\beta$ e as linhas do [OIII]. Com um processo de redução cuidadoso conseguimos manter estas linhas para todas as galáxias, embora seja clara a degradação da qualidade entre 4900 e 5500 Å. O dicróico também causa distorções no espectro na mesma faixa de comprimento de onda. Estes dois efeitos variam de intensidade de galáxia para galáxia, mas podem ser claramente vistos nas figuras do capítulo 6. Vamos corrigir este problema na seção 7.4, antes de medirmos os fluxos das linhas.

3. Após a extração dos espectros notamos também que os lados azul e vermelho não estavam exatamente na mesma altura (lado azul mais alto), ou seja: devido às diferentes características dos detectores azul e vermelho, a calibração em fluxo dos espectros finais não estão de acordo. Para resolver este problema aplicamos um fator de escala nos espectros azuis. Este fator de escala foi baseado nos espectros das estrelas padrão que observamos. Depois desta correção, os espectros do lado azul podem ser naturalmente justapostos aos do lado vermelho.

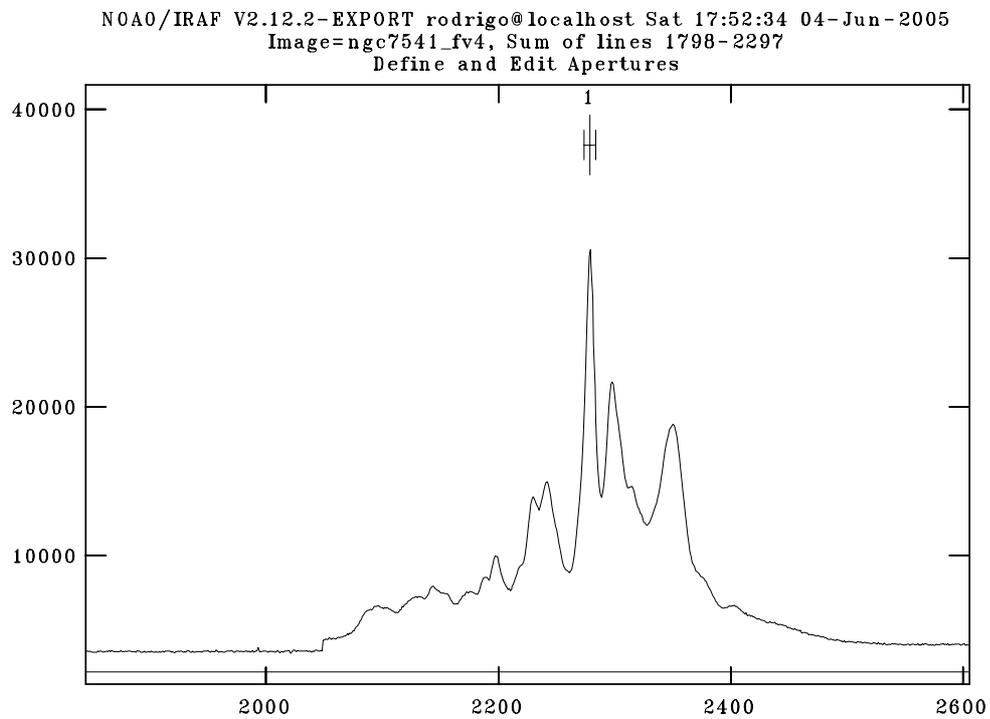


Fig. 5.6: Perfil espacial para a galáxia NGC 7541. Neste caso a fonte é estendida e notamos a presença de sub-estruturas. O posicionamento da fenda neste caso foi mais complicado, bem como a escolha das janelas para a subtração do céu. Apenas um espectro foi extraído neste caso.

5.1.8 Extinção Galáctica e Correção Doppler

Uma vez concluída a extração é necessário corrigir os espectros observados pela extinção galáctica. Isto foi feito utilizando a lei de Cardeli, Clayton e Mattis (1989) e os valores de $E(B-V)$ medidos por Schlegel *et al.* (1998). Encontramos estes valores no NED³ e utilizamos a tarefa DEREDDEN do IRAF para corrigir o efeito do avermelhamento galáctico em nossos espectros. Esta correção deve ser feita no referencial observado da galáxia, ou seja: antes da correção devido ao efeito Doppler.

Em seguida é necessário corrigir o espectro pelo deslocamento Doppler. Isto foi feito com a tarefa DOPCOR do IRAF, utilizando a velocidade de recessão medida através das linhas de emissão observadas. As velocidades que medimos estão em pleno acordo com as velocidades listadas no NED para estas galáxias.

5.2 Redução dos Dados no Infra-Vermelho

Ao contrário da redução no ótico, o processo de redução dos dados no infra-vermelho seguiu um processo menos interativo. A princípio poderíamos ter utilizado o próprio IRAF e as tarefas apropriadas para reduzir os dados do UKIRT, mas como o telescópio UKIRT possui um código para este fim, optamos por utilizá-lo. O programa que reduz os dados do UKIRT chama-se ORAC-DR⁴.

Os passos definidos pelo ORAC-DR incluem as calibrações usuais típicas e outros passos apenas necessários em astronomia no infra-vermelho. A sequência de calibração e redução seguida pelo ORAC-DR é a seguinte:

1. Teste da câmera e emissividade do telescópio - Este passo checka se o CCD registrou propriamente os dados, calcula o *bias*, mapeia pixels queimados e cria uma máscara que os elimina.
2. Reduz as imagens de *flat-field* e as normaliza. Em seguida divide as imagens bi-dimensionais das galáxias pelo *flat-field* normalizado.
3. Aplica o *bias* e *flat-field* às imagens das lâmpadas e as calibra em comprimento de onda. Estas imagens serão utilizadas no passo 6 para calibração em comprimento de onda.
4. Aplica o *bias* e *flat-field* aos espectros das estrelas padrão que serão utilizadas no passo 6 para a calibração em fluxo.
5. Neste passo o código verifica as condições nas quais as imagens foram tomadas e decide se elas são limitadas pela própria fonte ou limitadas pelo céu (*background*). As galáxias foram observadas em noites escuras e com boas condições meteorológicas. Desta forma não foi necessário excluir exposições individuais para nenhuma das galáxias.

³ NED é a sigla em Inglês de *NASA Extragalactic Database* - Banco de dados Extra-galáctico da NASA. Endereço eletrônico: nedwww.ipac.caltech.edu

⁴ O ORAC-DR é uma ferramenta produzida pelo telescópio UKIRT para redução dos dados (Cavanagh *et al.* 2003). Para maiores informações: <http://www.jach.hawaii.edu/UKIRT/>

6. Neste último passo o ORAC-DR extrai o espectro das galáxias e aplica as calibrações em comprimento de onda utilizando as imagens das lâmpadas já calibradas no passo 3 e aplica a calibração em fluxo utilizando as estrelas padrão reduzidas no passo 4.

Os passos acima são executados pelo ORAC-DR para todas as galáxias, mas como apontamos na seção 4.2, algumas galáxias apresentaram problemas no processo de redução por uma ou mais das razões abaixo citadas:

1. A estrela padrão observada não foi reconhecida pelo ORAC-DR.
2. A magnitude na banda V ou um fluxo de referência para a estrela padrão observada não é conhecida na região entre 1.4 e 2.5 μm .
3. A qualidade final do espectro calibrado final não possibilita sua utilização devido à baixa qualidade (baixo sinal/ruído).

Os problemas 1 e 2 impedem que o passo 6 do ORAC-DR seja executado e portanto as galáxias afetadas por estes problemas não foram reduzidas. No total, os problemas acima listados ocorreram para 7 das galáxias observadas, que foram portanto excluídas deste trabalho. Isto reduziu a amostra no infra-vermelho de 36 para 29 galáxias.

Para todas as outras o processo de redução forneceu dois produtos finais: **o espectro da galáxia calibrado em fluxo e comprimento de onda e um gráfico da variação da relação sinal/ruído em função do comprimento de onda**. Os espectros finais resultantes da utilização do ORAC-DR são apresentados no capítulo 6. Na Figura 5.7 e 5.8 apresentamos a variação da relação sinal/ruído em função do comprimento de onda para duas galáxias representativas da amostra, com espectros de alta e baixa qualidade, respectivamente.

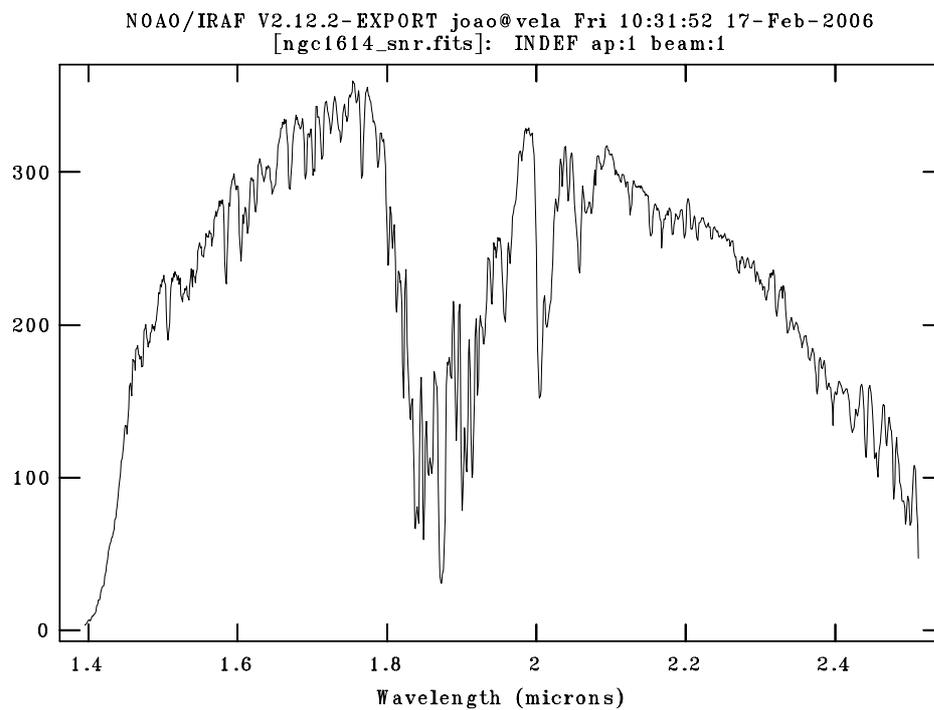


Fig. 5.7: Variação da relação sinal/ruído para a galáxia NGC 1614. Esta é uma das galáxias mais luminosas da amostra e a qualidade do espectro é muito boa. Nota-se uma profunda degradação do espectro na região entre 1.8 e 2 μm , justamente perto de $Pa - \alpha$ em $1,87\mu\text{m}$, uma importante linha de emissão. Este fato é compensado pela alta intensidade (sinal) desta linha em galáxias Starburst. A Linha $Pa - \alpha$ é detectada para todas as galáxias conforme veremos no capítulo 9.

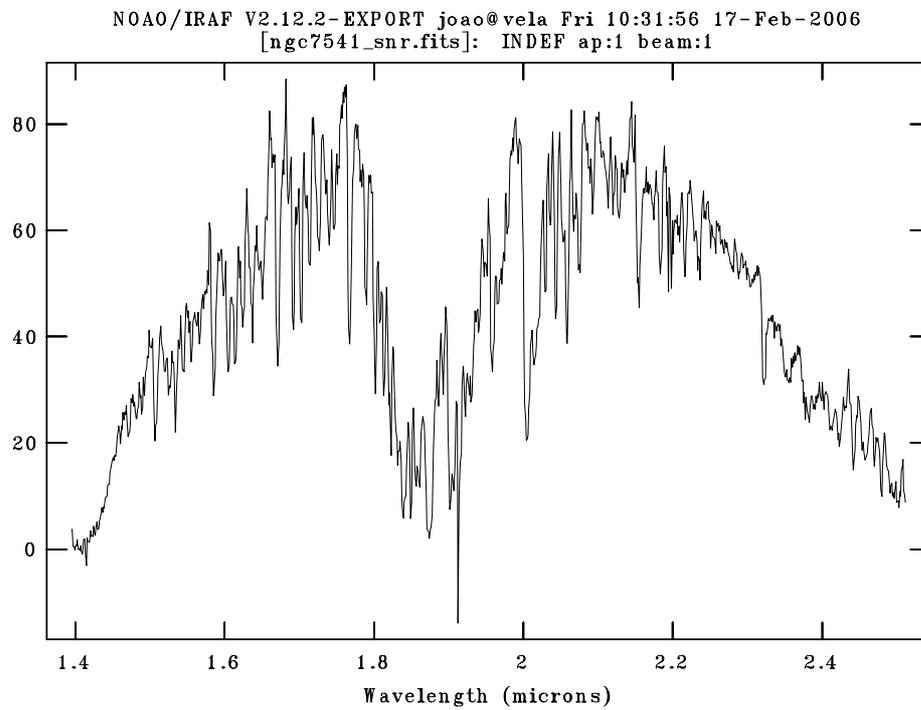


Fig. 5.8: Variação do sinal/ruído para a galáxia NGC 7541, pouco luminosa em relação a NGC 1614. Nota-se que este espectro apresenta menor qualidade do que o de NGC 1614 (figura anterior), conforme pode ser verificado nas figuras do capítulo 6.

Capítulo 6

Atlas dos Espectros Observados

O objetivo deste capítulo é simplesmente apresentar o conjunto dos espectros óticos (3700 - 7000 Å) e infra-vermelhos (1.4 – 2.5 μm) das galáxias da amostra. É válido lembrar que para algumas galáxias existem mais de um espectro no ótico, correspondendo às diferentes extrações que obtivemos quando o perfil de brilho claramente mostrava duas galáxias em interação. Estes espectros são o resultado final do processo de redução descrito no capítulo 5. É válido lembrar que não possuímos espectros óticos do lado vermelho para as galáxias NGC 3079 e IC 0564 devido às dificuldades técnicas apontadas na seção 5.1.7.

6.1 Os Espéctros Óticos

Os espectros óticos (no total 36) são mostrados nas Figuras 6.1 a 6.9. Além destas, as Figuras 6.10 a 6.13 mostram em mais detalhes alguns espectros do lado azul, identificando linhas de emissão e quando presente, a saliência Wolf-Rayet.

Nestes espectros óticos encontramos várias linhas de emissão do gás: [O II] λ 3727, H- γ λ 4341, H- β λ 4861, [O III] λ 4959, 5007, He I λ 5876, [O I] λ 6300, [NII] λ 6548, 6584 e H- α λ 6583 Å, etc. A detecção destas linhas denota a presença de gás ionizado e, indiretamente, a presença de estrelas O e B jovens - responsáveis por grande parte da radiação ionizante. A razão de linhas H- α /H- β ou, alternativamente, a razão H- β /H- γ podem ser utilizadas para se estimar a extinção do gás e derivar-se uma correção para as linhas de emissão observadas. Esta análise é apresentada no capítulo 8.

Uma análise visual dos espectros óticos revela 6 galáxias onde é clara a saliência WR no lado azul. Para a maioria delas possuímos mais de uma extração: ESO 485-G003, MRK 0309, NGC 1614, NGC 2798, NGC 3690, NGC 6090. Destas, **ESO 485-G003, NGC 6090 e NGC 2798 são pela primeira vez identificadas como galáxias WR**, embora NGC 6090 tenha sido listada como uma possível galáxia W-R por Schaerer *et al.* (1999).

6.2 Os Espéctros Infra-Vermelhos

Os espectros infra-vermelhos nas bandas H e K (no total 29) são mostrados nas Figuras 6.14 a 6.18. Na Figura 6.19 mostramos em mais detalhes o espectro

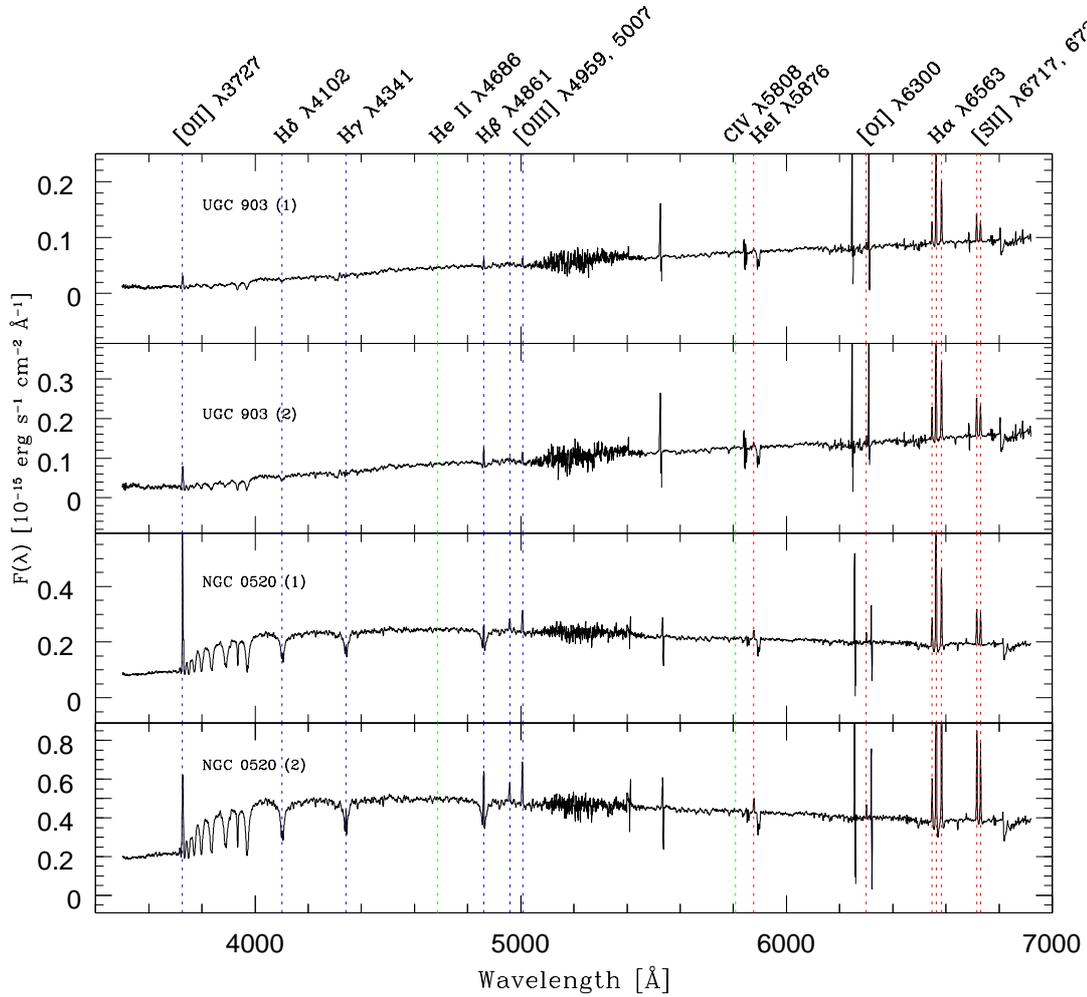


Fig. 6.1: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas. Em cada painel está indicado o nome da galáxia e o número da extração correspondente.

infra-vermelho da galáxia NGC 1614 que é bastante representativo do conjunto de espectros infra-vermelhos. Nele mostramos as principais linhas de emissão e absorção mais frequentemente observadas: Si I ($1.589 \mu\text{m}$), Fe II ($1.644 \mu\text{m}$), Pa- α ($1.870 \mu\text{m}$), HeI ($2.059 \mu\text{m}$), H_2 ($2.122 \mu\text{m}$) and Br- γ ($2.166 \mu\text{m}$). Além destas, as bandas de absorção devido à molécula de CO podem ser encontradas entre 2.3 e $2.5 \mu\text{m}$.

As linhas Pa- α e Br- γ indicam a produção de fótons ionizantes pelas estrelas O e B. Estas linhas são bastante fortes em quase todas as galáxias indicando a presença de gás ionizado. A razão Pa- α /Br- γ pode ser utilizada para se estimar a extinção nebulosa, conforme apresentamos no capítulo 9.

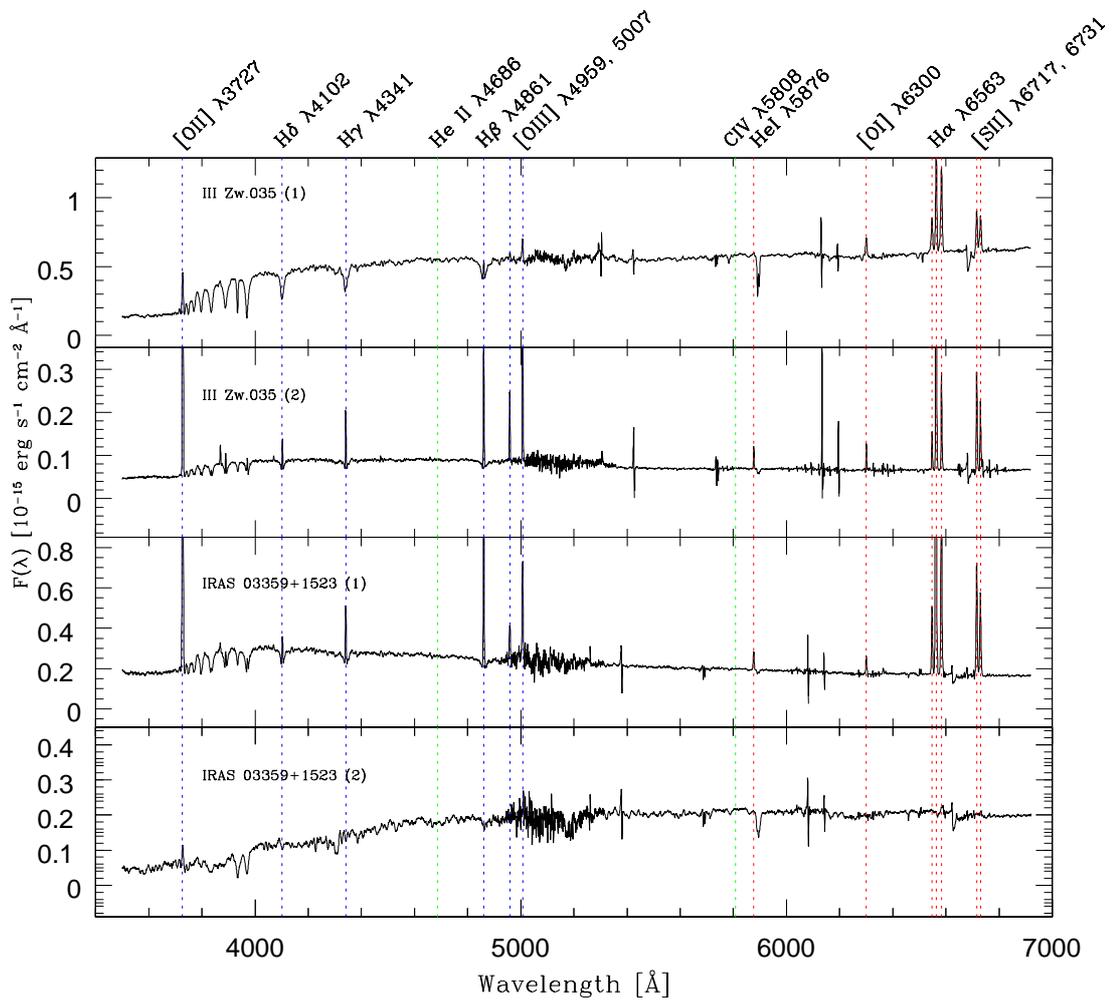


Fig. 6.2: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas. Interessantemente as duas extrações da galáxia IRAS 03359+1523 apresentam espectros bastante distintos.

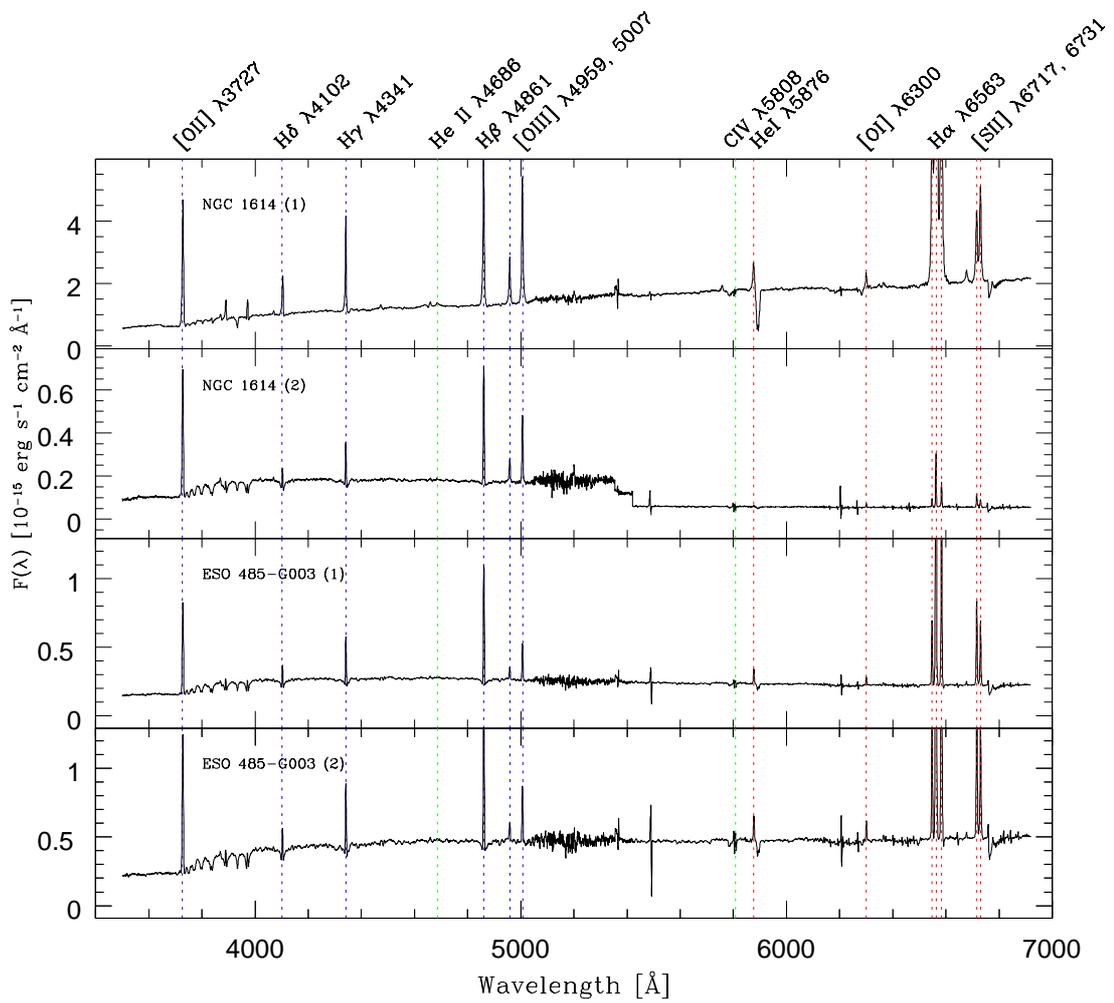


Fig. 6.3: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas. Notar que tanto NGC 1614 quanto ESO 485-G003 são claramente energizadas por formação estelar, exibindo linhas de emissão características.

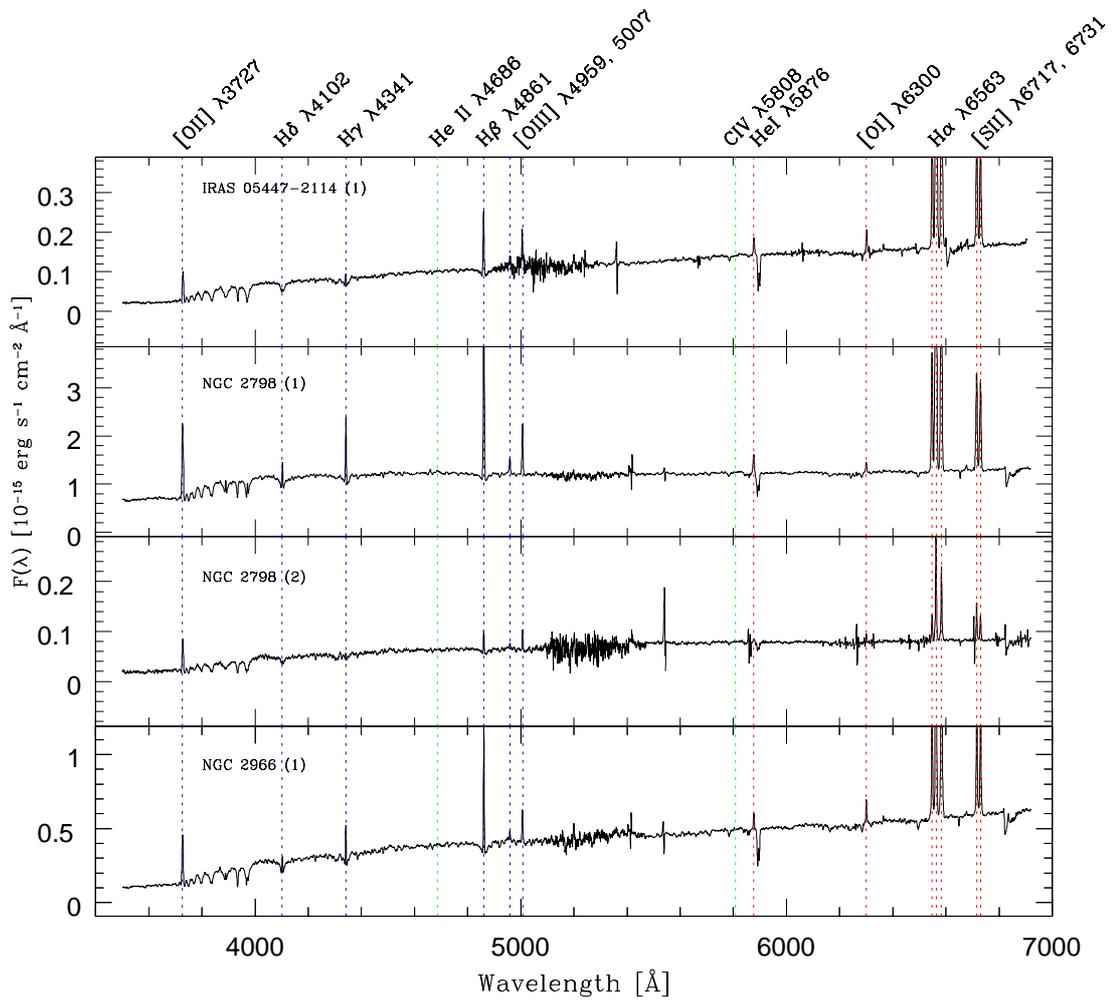


Fig. 6.4: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas. Note como as duas extrações para NGC 2798 são bastante distintas, sendo que a extração 1 apresenta mais linhas de emissão.

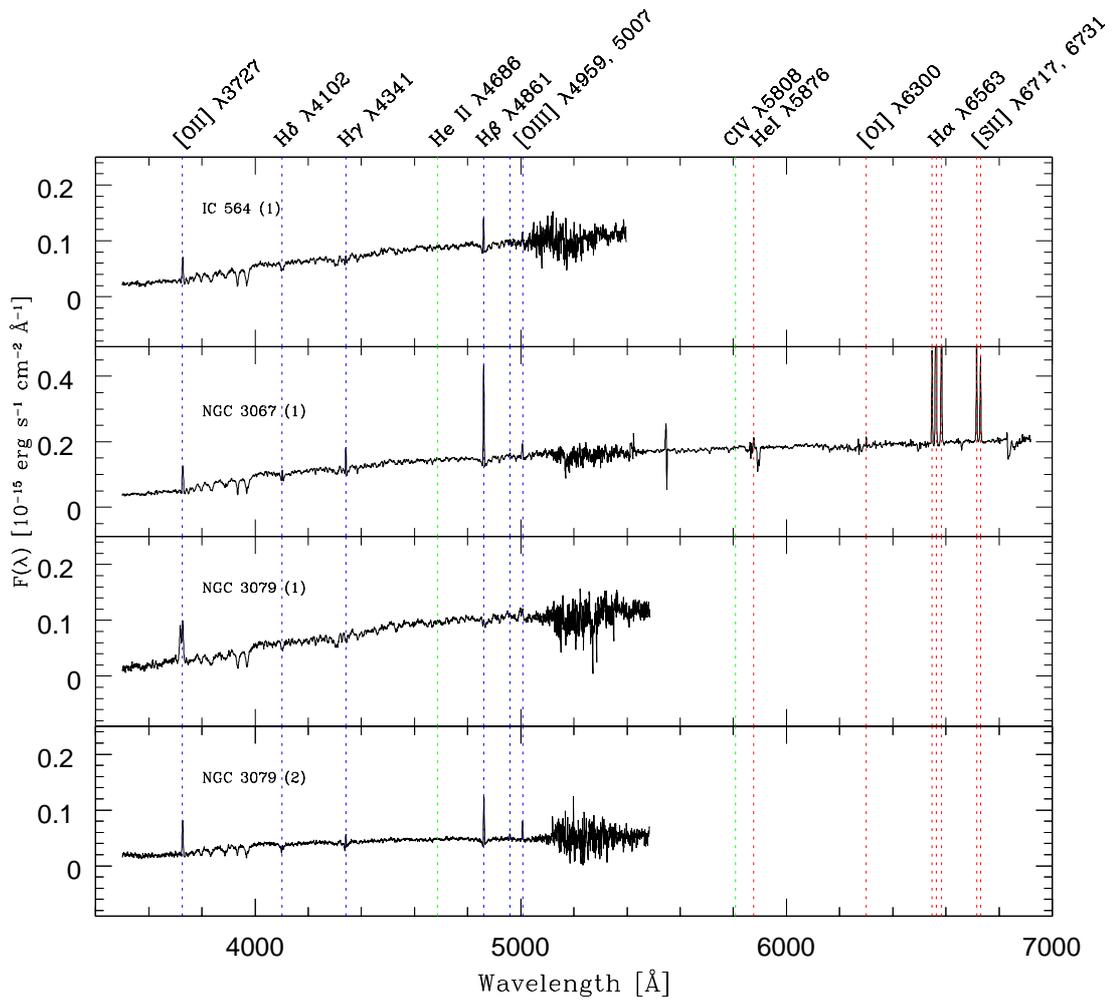


Fig. 6.5: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas. É bastante clara a ausência de linhas de emissão em IC 564 e NGC 3079, caracterizando a presença de populações estelares velhas. Estas galáxias apresentam apenas o lado azul devido aos problemas discutidos na seção 5.1.7.

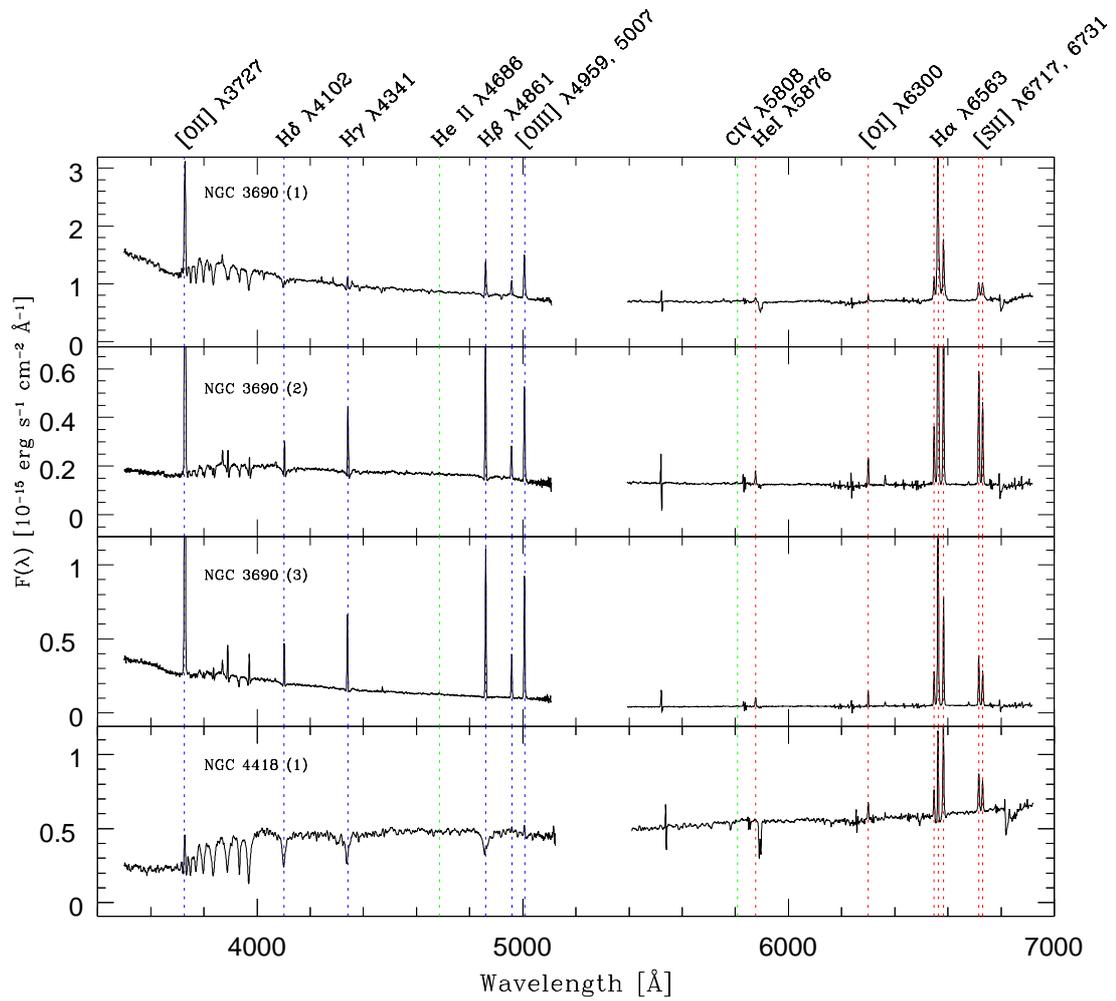


Fig. 6.6: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas. Notar que para a galáxia NGC 3690 existem 3 espectros.

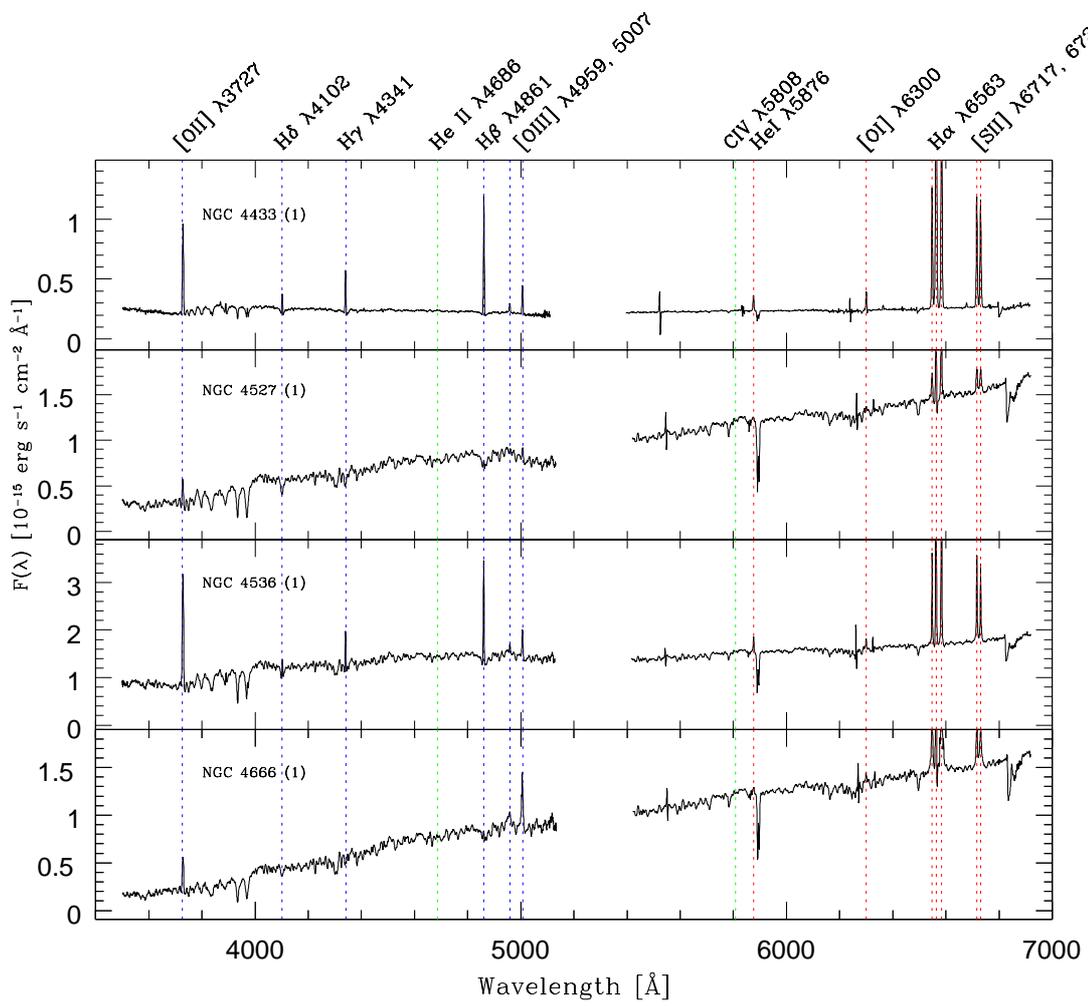


Fig. 6.7: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.

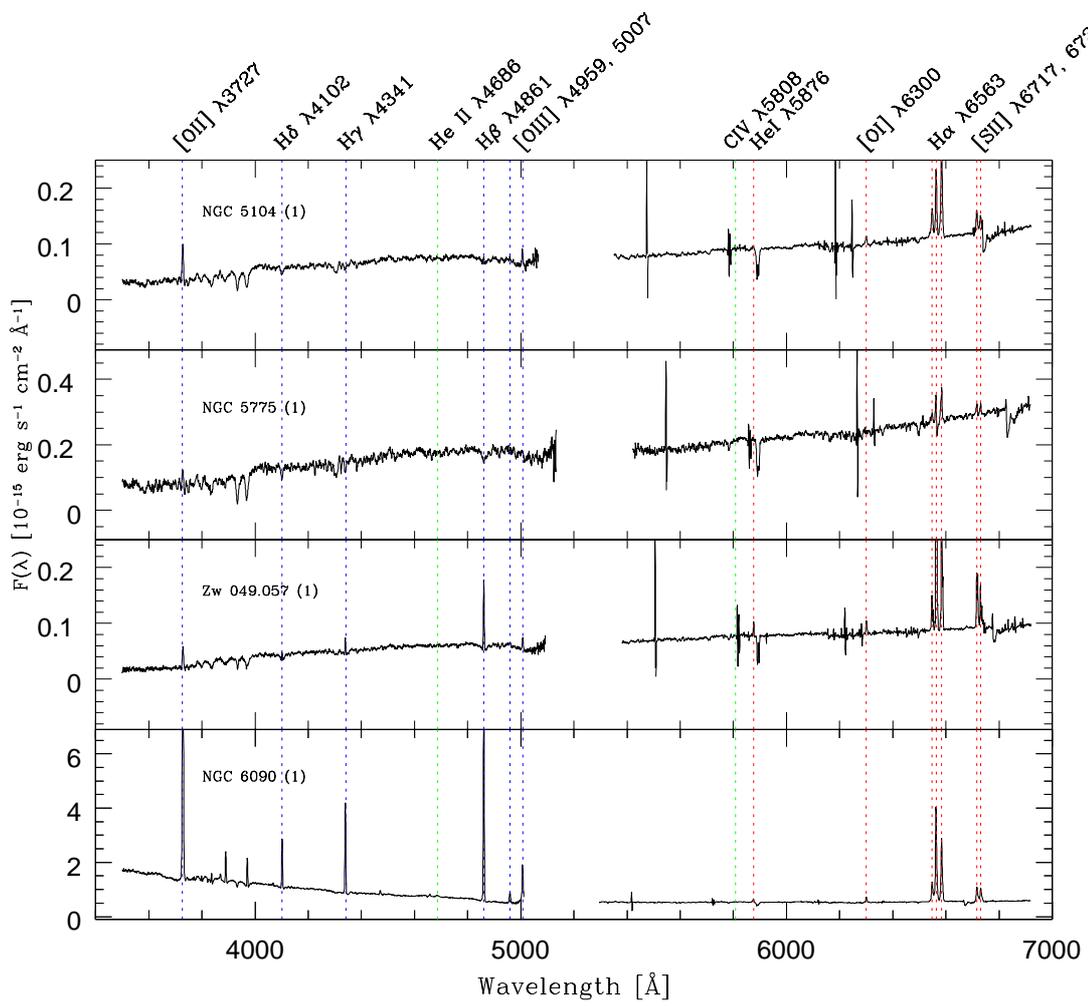


Fig. 6.8: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.

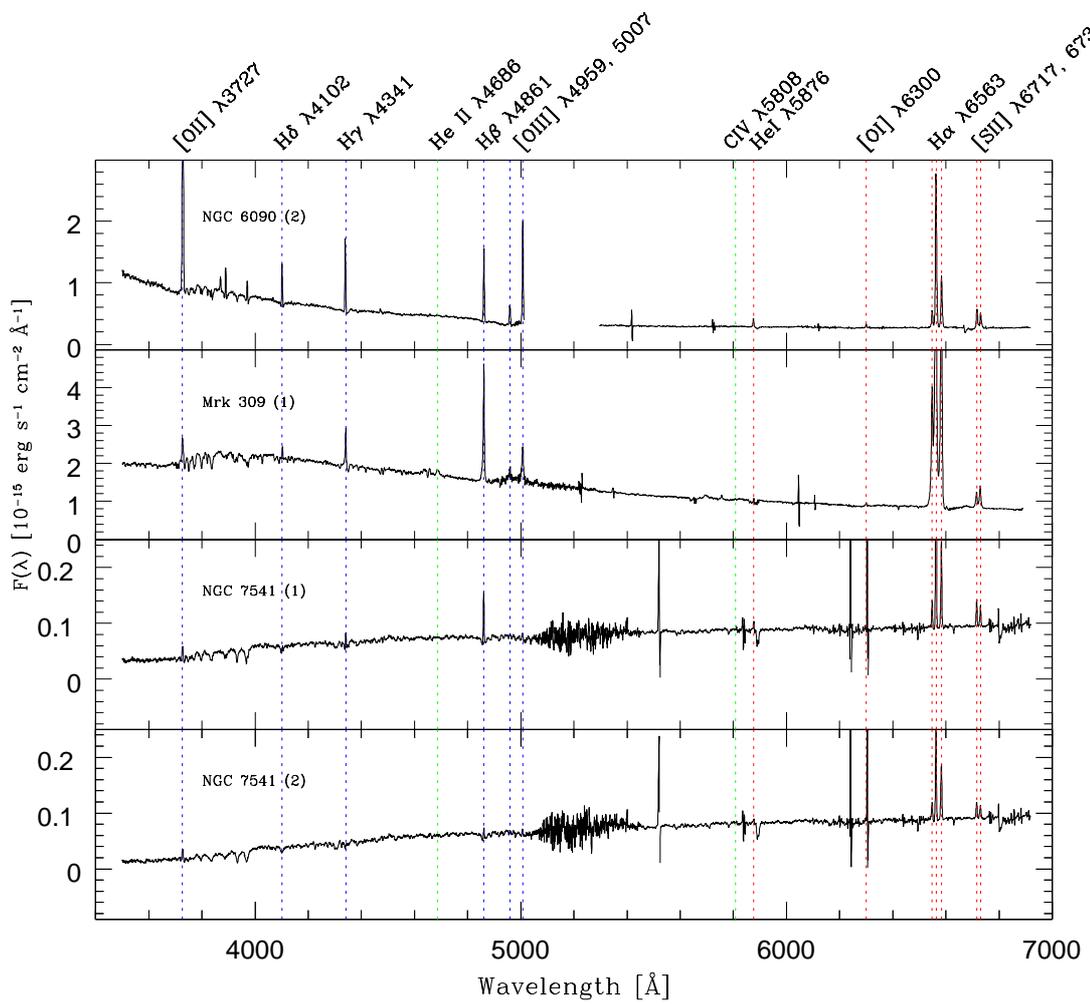


Fig. 6.9: Espectros óticos (lados azul e vermelho) para as galáxias indicadas.

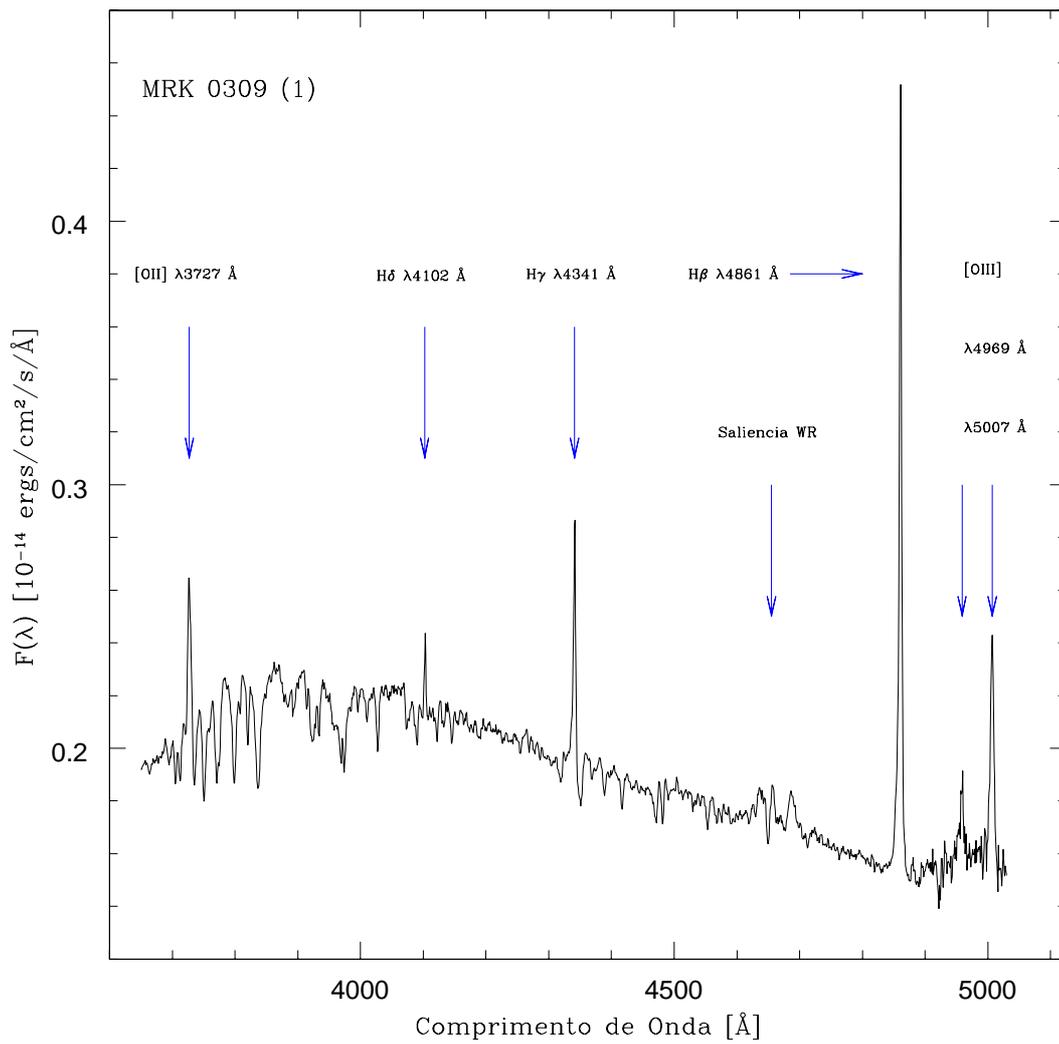


Fig. 6.10: Espectro azul, mostrando em mais detalhes a galáxia Mrk 309. É possível ver com clareza a saliência WR e as linhas de emissão características de um Starburst. Como apontamos no capítulo 5, nota-se uma clara degradação da qualidade do espectro para $\lambda > 4900$ Å.

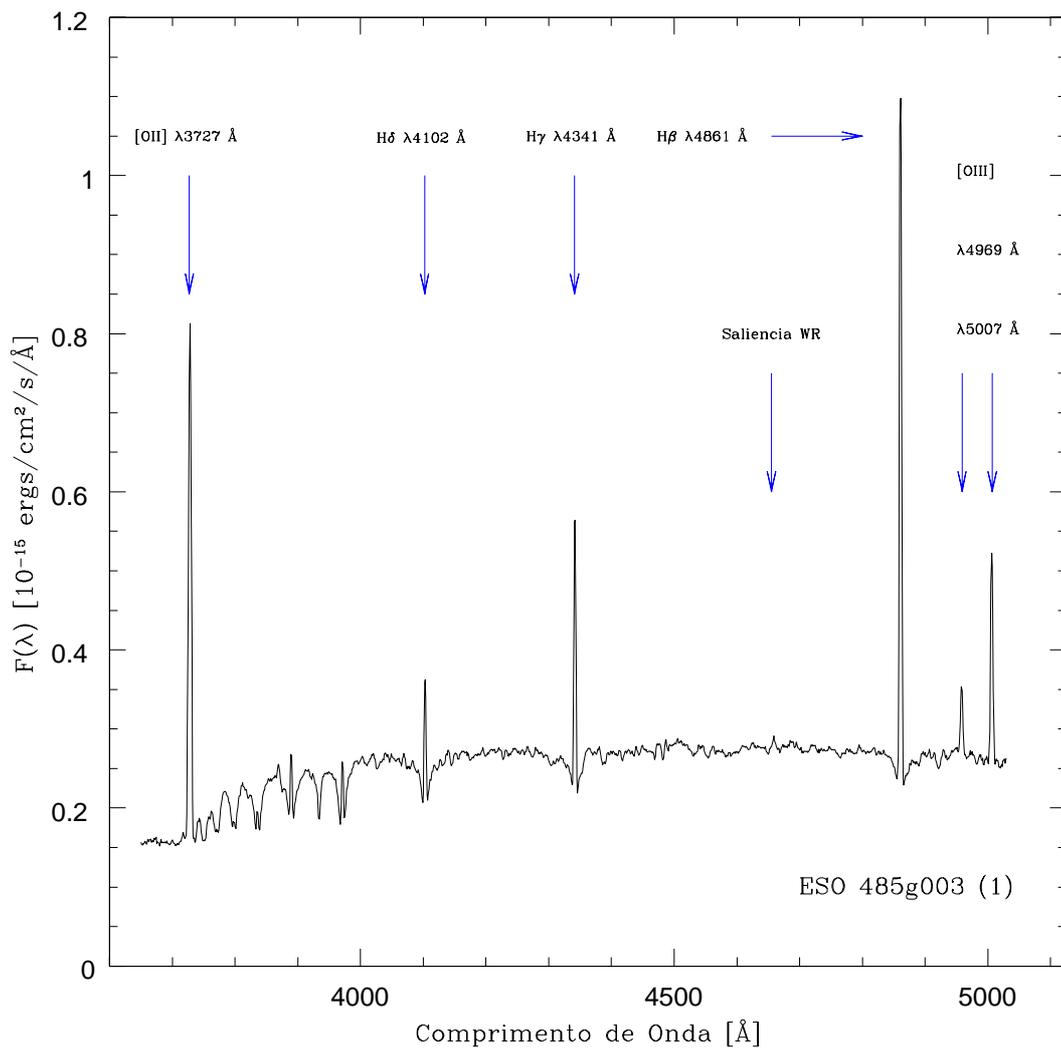


Fig. 6.11: Similar à figura anterior, mas para a galáxia ESO 485-G003. Devido à proximidade deste objeto, o dicróico causou menos problemas que no espectro anterior.

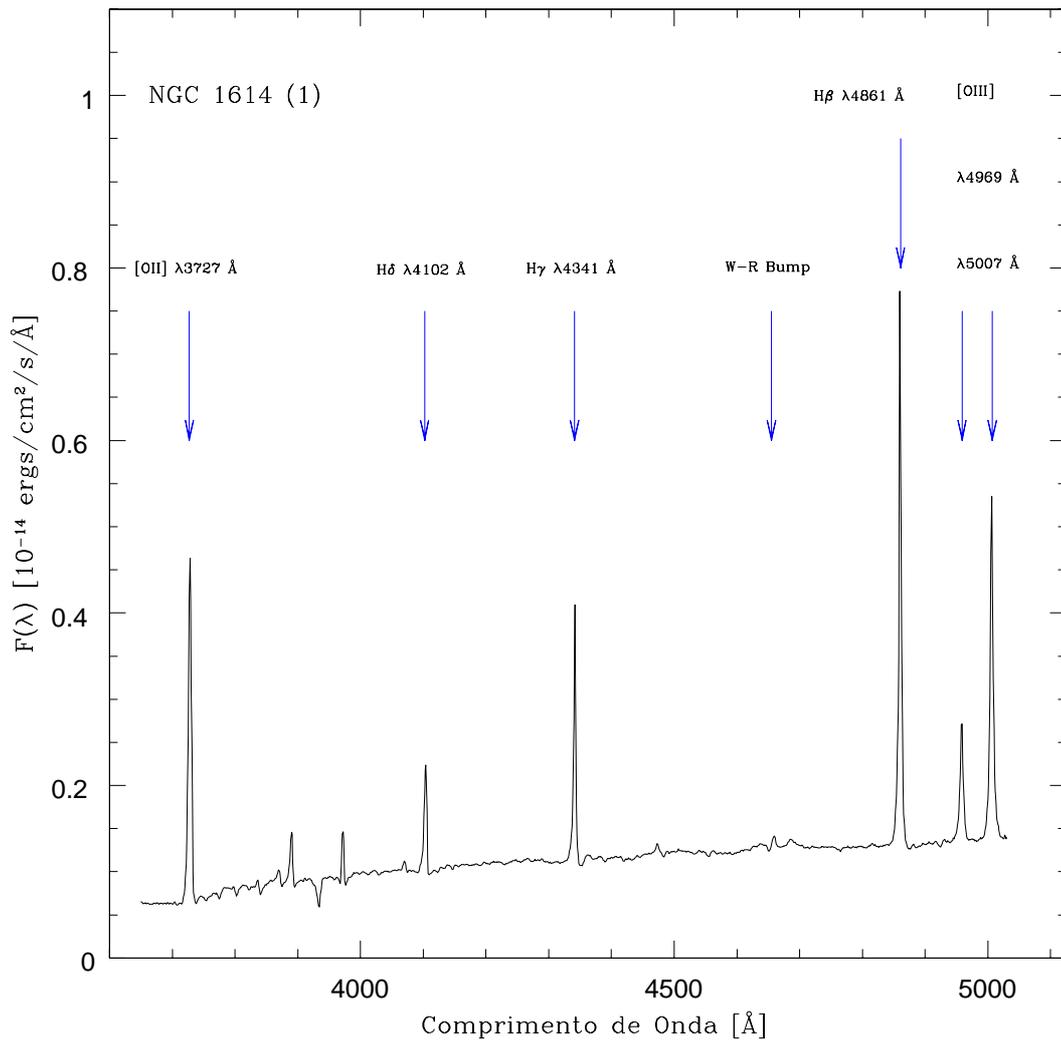


Fig. 6.12: Espectro azul mais detalhado para a galáxia NGC 1614.

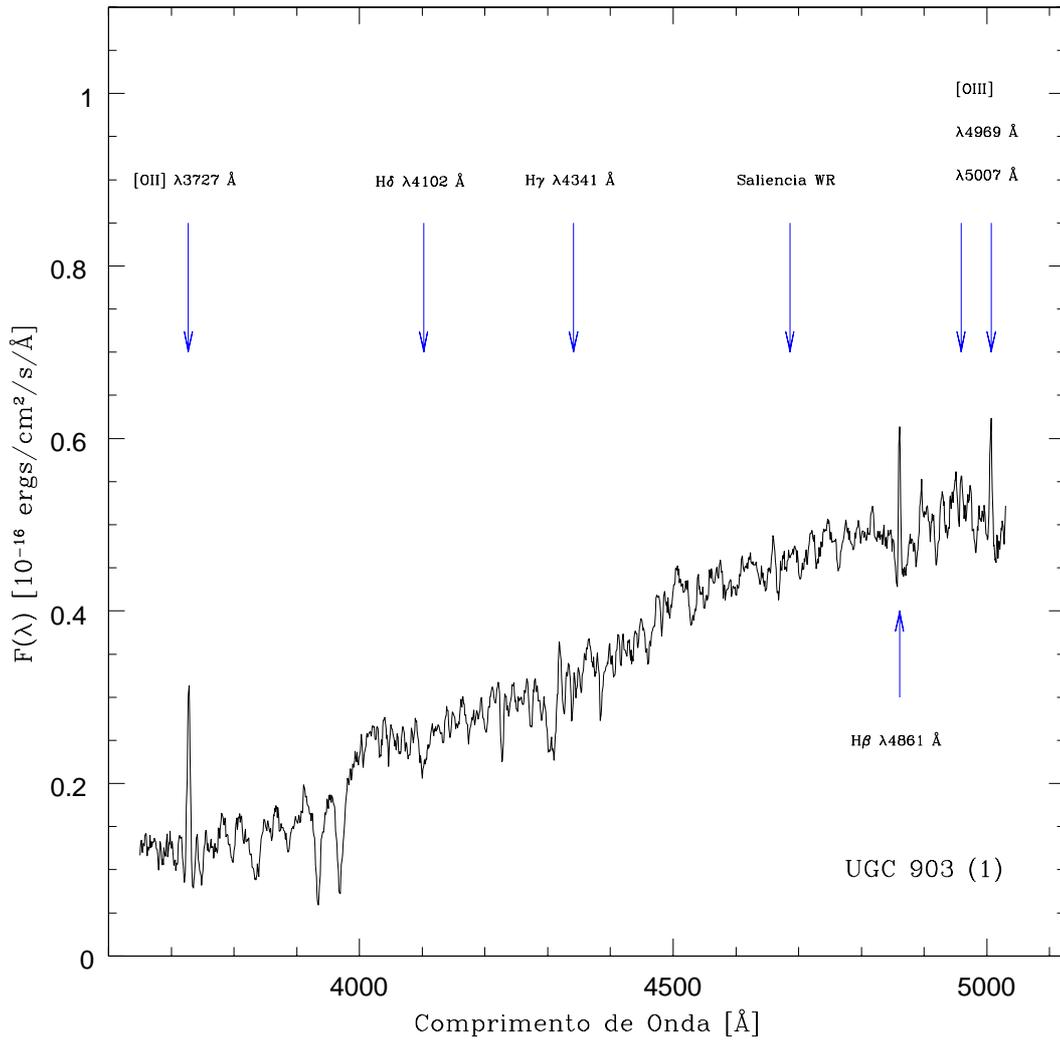


Fig. 6.13: Espectro azul da galáxia UGC 903

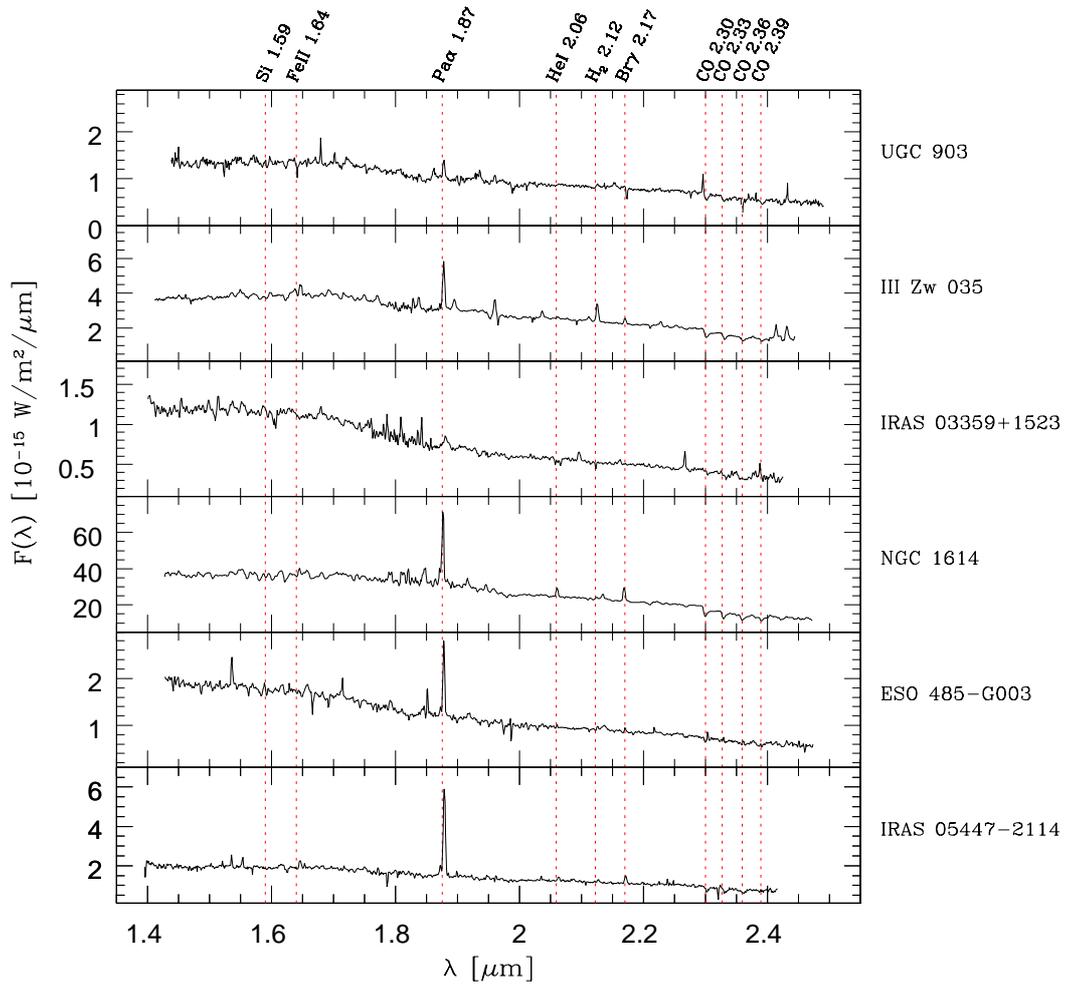


Fig. 6.14: Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K. Estes espectros também apresentam qualidade variada e para cada uma delas existe apenas uma extração. A linha central de Pa- α em λ 1.870 μm domina alguns espectros e é bastante fraca ou praticamente indetectável em outros.

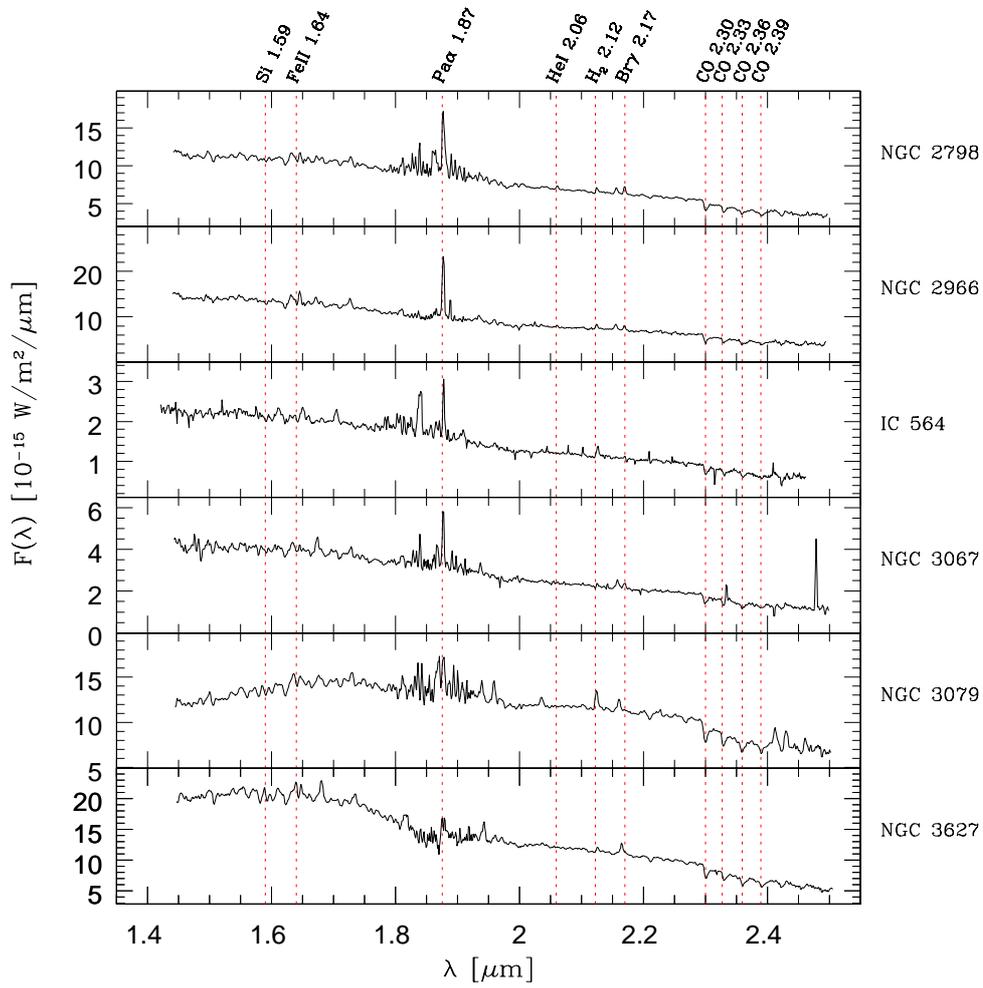


Fig. 6.15: Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K, para as galxias indicadas.

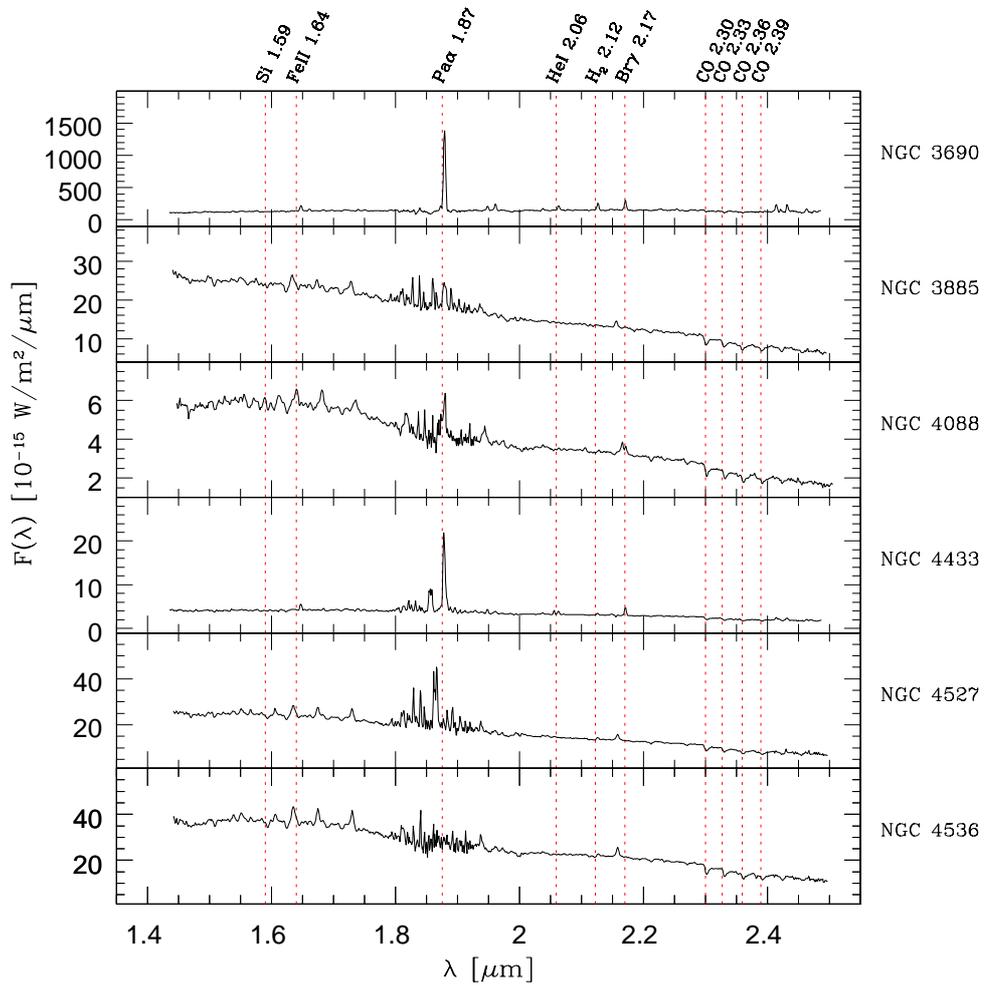


Fig. 6.16: Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K, para as galáxias indicadas.

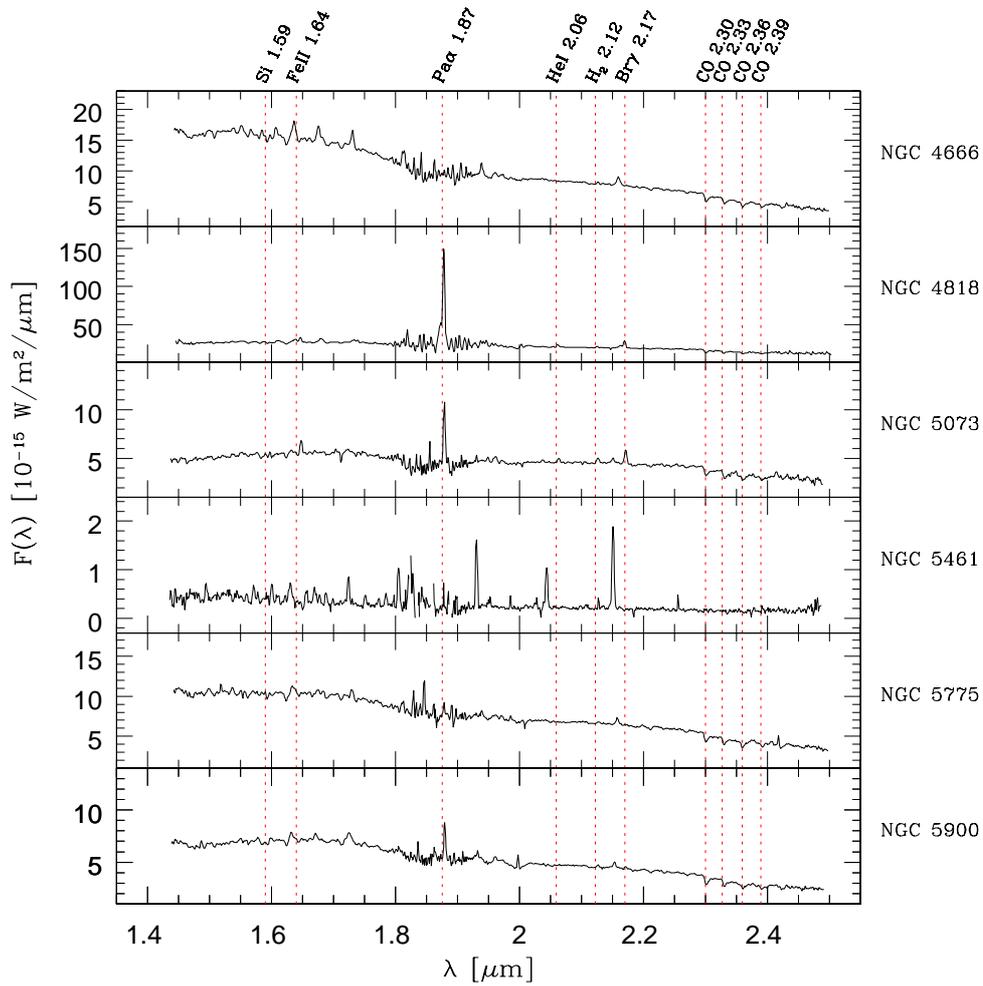


Fig. 6.17: Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K, para as galáxias indicadas. Note que o espectro da galáxia NGC 5461 (galáxia HII e alvo de oportunidade) difere bastante dos demais.

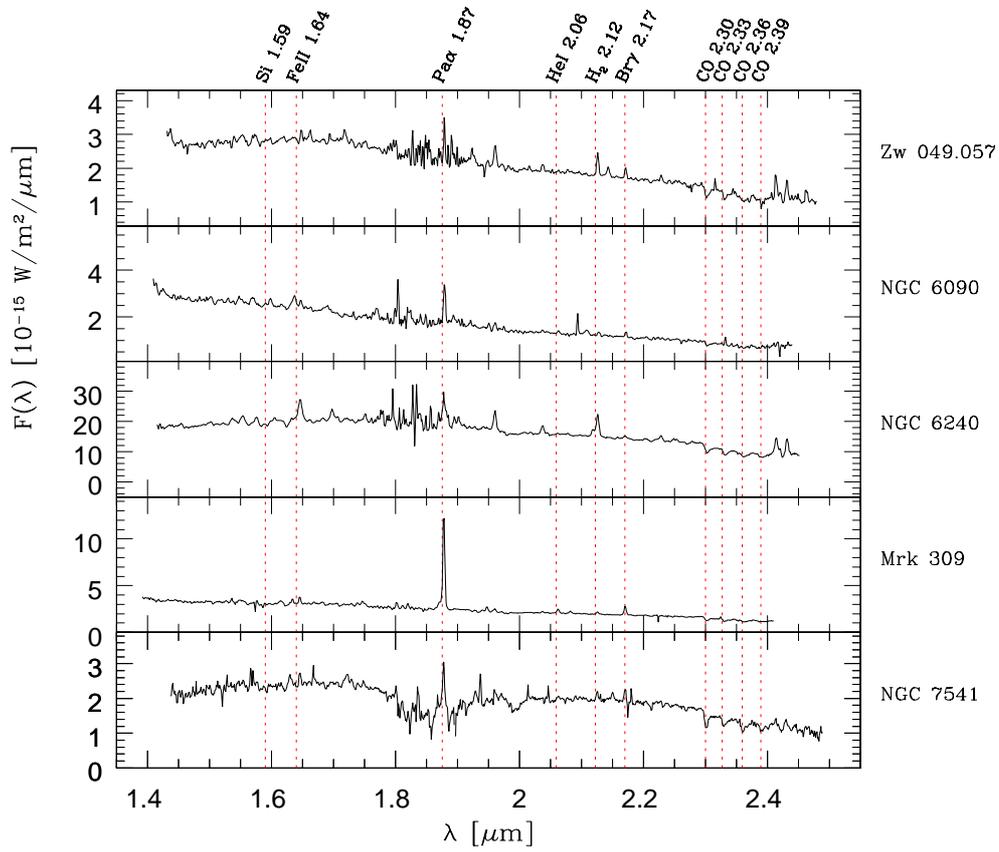


Fig. 6.18: Espectros infra-vermelhos nas bandas H e K, para as galáxias indicadas.

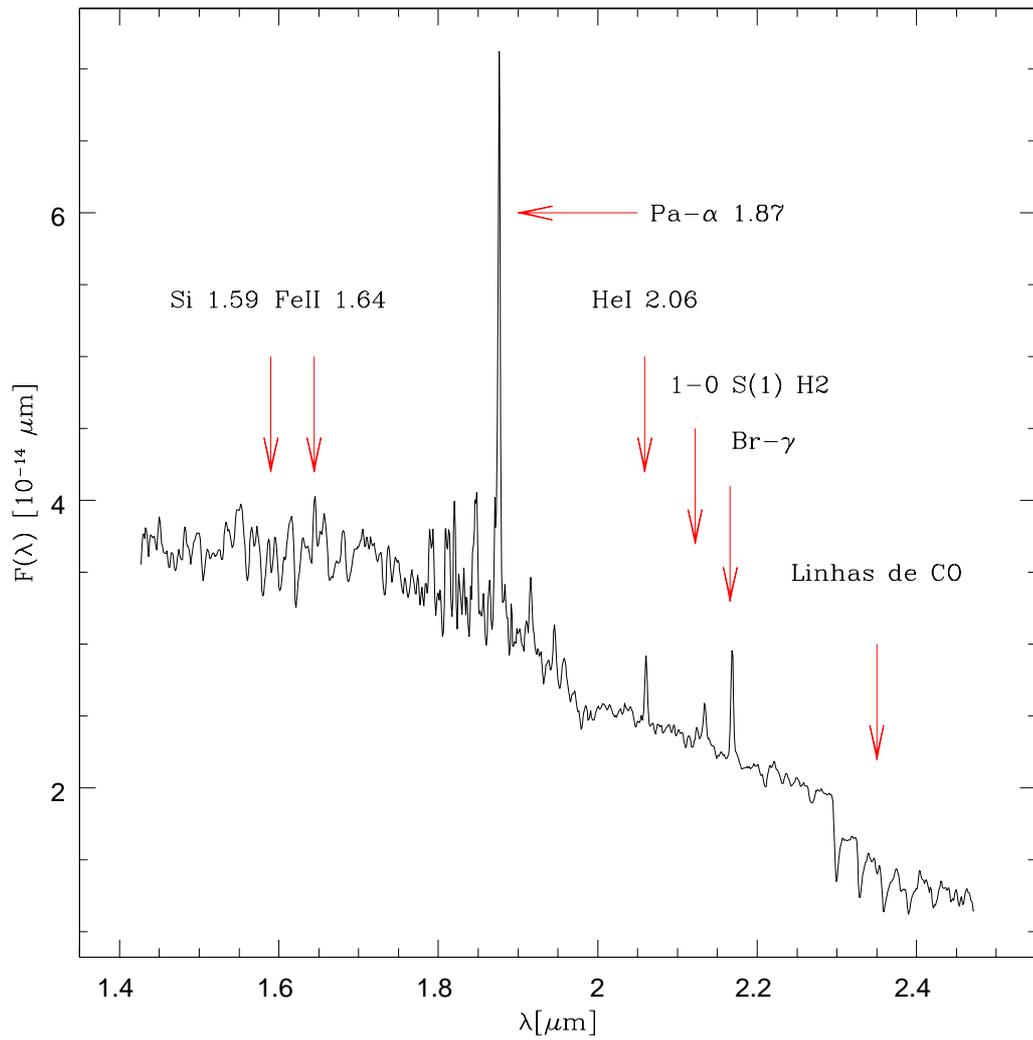


Fig. 6.19: Espectro infra-vermelho detalhado para a galáxia NGC 1614, mostrando as linhas de emissão mais frequentes em todo o conjunto e as linhas de absorção devido à molécula de CO entre 2.3 e 2.5 μm .

Capítulo 7

Análise das Populações Estelares no Ótico

O capítulo 6 nos permitiu conhecer de maneira qualitativa as galáxias da amostra através da inspeção visual dos espectros observados tanto no ótico quanto no infravermelho. Esta análise é suficiente para se discernir propriedades globais como: inclinação do contínuo, presença de linhas de emissão, intensidades, presença ou ausência de linhas, etc. Entretanto para quantificar estes parâmetros adequadamente precisamos conhecer as características e propriedades das estrelas presentes nas galáxias da amostra. Neste capítulo buscamos justamente conhecer as populações estelares presentes em nossa amostra. Em outras palavras procuramos responder às seguintes perguntas:

1. Qual a idade e a metalicidade das estrelas que populam nossas galáxias?
2. Em que proporções relativas estas estrelas contribuem para um dado espectro integrado?

De um modo geral, a análise da população estelar das galáxias da amostra serve dois propósitos principais. Por um lado busca-se conhecer suas histórias de formação estelar e enriquecimento químico. Por outro, pretende-se separar a contribuição estelar da contribuição nebular nos espectros observados. Esta separação é bastante importante pois permite medir posteriormente, nos espectros residuais, as linhas de emissão sem a absorção subjacente, presente principalmente nas linhas de Balmer.

Para analisar as galáxias da nossa amostra vamos utilizar o código STARLIGHT, desenvolvido por Cid Fernandes *et al.* (2005). Embora o STARLIGHT seja baseado no código utilizado no capítulo 3, o programa sofreu grandes modificações ao longo dos últimos anos e por isso vamos descrever a seguir como funciona sua versão mais recente.

7.1 O Código de Síntese STARLIGHT

No capítulo 3 mostramos os resultados que obtivemos com um precursor do código STARLIGHT aplicado à síntese de galáxias HII e Starburst. Aquela versão do código tentava encontrar a melhor combinação dos elementos da base capaz de

reproduzir as larguras equivalentes e as cores do espectro observado. A versão que utilizamos em 2003 tinha poucas diferenças daquela que originalmente desenvolvemos em 2001, durante meu mestrado. Para maiores detalhes sobre o método, vínculos físicos, testes e aplicações ver Cid Fernandes *et al.* (2001) e Cid Fernandes, Leão & Lacerda (2003).

A principal mudança em relação às versões anteriores do código STARLIGHT é que as larguras equivalentes e as cores não são mais ajustadas; no lugar destes observáveis passou-se a ajustar **todo o espectro estelar observado**. Entretanto, o código ainda utiliza o método de Monte Carlo com cadeias de Markov e o algoritmo de Metropolis como ferramentas computacionais. De maneira geral o código procura minimizar a diferença entre o espectro observado e o ajuste obtido pelo código, buscando combinações de populações estelares de diferentes idades e metalicidades que melhor representam a forma do espectro observado.

7.1.1 Formalismo e Descrição do Algoritmo

O código STARLIGHT procura encontrar o vetor de populações \vec{x} que melhor reproduz um espectro observado O_λ . As componentes deste vetor indicam que proporções dos elementos da base respondem pela luz total da galáxia em um certo comprimento de onda de normalização λ_0 . A partir do vetor \vec{x} é gerado o melhor ajuste ou espectro modelo, M_λ . O avermelhamento A_V também é ajustado. Desta forma, pode-se dizer que o código STARLIGHT utiliza o algoritmo de Metropolis para varrer o espaço de parâmetros (\vec{x}, A_V) . O espaço de parâmetros possui dimensão $N_* + 1$, onde N_* é o número de componentes utilizado na base.

Para encontrar o vetor de populações \vec{x} e o avermelhamento A_V o código STARLIGHT leva em consideração o fato de que, além da velocidade de afastamento devido ao deslocamento Hubble, as estrelas em uma determinada galáxia possuem também um movimento próprio característico. Como existem estrelas que se aproximam e outras que se afastam do observador, o efeito médio desta distribuição de velocidades é de gerar uma suavização do espectro. Este efeito é levado em conta assumindo uma distribuição gaussiana $G(v_*, \sigma_*)$ para as velocidades na linha de visada, sendo v_* uma velocidade sistêmica e σ_* a dispersão de velocidades. Desta forma, para gerar o modelo M_λ que descreve uma dada população, podemos utilizar:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^{N_*} x_j b_{j,\lambda} 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})} \right] \otimes G(v_*, \sigma_*) \quad (7.1)$$

onde os x_j são as proporções relativas de cada elemento da base e os $b_{j,\lambda}$ é um espectro da j -ésima componente da base normalizado em λ_0 . Cada componente j possui idade t_j e metalicidade Z_j . O avermelhamento é considerado com o termo $10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$, que descreve a extinção por uma camada de poeira na linha de visada. Por conveniência, re-escrevemos estes termos como $10^{-0.4A_V(q_{\lambda_0} - q_\lambda)}$, onde $q_\lambda \equiv A_\lambda/A_V$, descreve a lei de avermelhamento. Desta forma, A_V é o parâmetro que descreve a quantidade de poeira presente.

Uma limitação do código de Cid Fernandes *et al.* (2005) é que ele permite apenas um valor para A_V . Entretanto, sabe-se que populações estelares jovens, por estarem ainda parcialmente imersas em suas nuvens moleculares maternas, tendem a sofrer

mais extinção do que as populações mais velhas. Neste trabalho testamos uma versão do STARLIGHT que permite 2 valores para A_V : um extinção aplicada a todas as populações e uma extinção suplementar aplicada somente às populações mais jovens que 10^7 anos (ver Charlot & Fall 2000). No entanto, experimentos preliminares indicam que é muito difícil determinar estas duas extinções com boa precisão. Por este motivo, realizamos também ajustes com uma única extinção, e serão estes os ajustes apresentados no restante deste trabalho.

O procedimento de ajustar o espectro observado consiste da minimização do χ^2 :

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} [(O_{\lambda} - M_{\lambda}) w_{\lambda}]^2 \quad (7.2)$$

onde w_{λ} é o peso dado ao comprimento de onda λ . Linhas de emissão, pixels defeituosos ou com valores absurdos (devido, por exemplo, a resíduos da subtração do céu) são mascarados atribuindo-lhes $w_{\lambda} = 0$.

7.2 A Base de Populações Estelares

Como já dissemos, o código STARLIGHT utiliza uma base de populações estelares, cujos elementos consistem do espectro de uma população estelar simples (SSP¹), com idade e metalicidade conhecidas. A base pode ser de dois tipos: observacional ou teórica, cada uma possuindo vantagens e desvantagens. Neste trabalho vamos utilizar espectros teóricos para compor os elementos da base. Existe um razoável número de modelos teóricos para espectros de SSPs disponíveis na literatura: SED (Cerviño, Mas-Hesse & Kunth 2002), Pegáse (Le Borgne *et al.* 2004), GALAXEV (Bruzual & Charlot 2003) e o Starburst99 (Leitherer *et al.* 1999, Martins *et al.* 2005).

Historicamente, o conjunto de modelos que mais se adequa ao tratamento de estrelas massivas e ao fenômeno Starburst é o Starburst99, que evoluiu originalmente do trabalho de Leitherer & Heckman (1995). Outros códigos dão maior atenção a populações mais velhas, com aquelas encontradas em galáxias elípticas. Como a formação de estrelas massivas, em particular as populações de estrelas Wolf-Rayet são de grande interesse neste trabalho vamos utilizar os modelos do Starburst99 para gerar a base de populações estelares. Além disso, é este o modelo com o qual tenho maior familiaridade e foi também o que aprimoramos e utilizamos no capítulo 2 deste trabalho.

O código Starburst99 pode gerar SSPs para 49 diferentes idades e 3 diferentes metalicidades. Naturalmente, seria um exagero incluir todos estes espectros em nossa base. Surge, portanto, a questão de como escolher uma base adequada. Este é o assunto dessa seção.

7.2.1 Construindo uma Base de Populações Estelares

São muitas as questões que devemos abordar quando pensamos na construção de uma base de SSPs. Quantos e quais elementos são suficientes? Como decidir se uma dada base é completa? Cobrir todos os intervalos de idade e metalicidades?

¹ do inglês: *Simple Stellar Population*.

Estas questões são, em geral, difíceis de serem respondidas. Em primeiro lugar, os modelos de evolução espectral de SSPs, embora muito avançados, não são perfeitos. Num primeiro momento pode-se pensar que quanto maior o número de elementos na base, maior a precisão do método. Entretanto sabemos que a evolução estelar ocorre de forma lenta e gradual para a maioria das estrelas. Desta forma, sabemos que o espectro de uma população com, por exemplo, 30×10^6 anos se parece muitíssimo com o de outra de 35×10^6 .

O código STARLIGHT não é capaz de diferenciar elementos com idades tão semelhantes. Assim, é redundante ter SSPs com idades tão próximas, embora um certo grau de cobertura seja necessário. Uma outra desejada propriedade algébrica da base é a *independência linear* dos elementos que a compõem. Em minha dissertação de mestrado (Leão 2001), mostramos que alguns elementos da base que então utilizávamos podiam ser re-construídos com bom nível de precisão através de uma combinação linear de outros elementos da base, demonstrando que, na prática, nem sempre os elementos da base são linearmente independentes. Do ponto de vista computacional, a eliminação de componentes redundantes é muito importante, pois reduz o tempo gasto pelo algoritmo no processo de busca pela combinação de elementos da base que melhor reproduz o espectro observado.

A questão da independência linear dos elementos da base é um problema matemático de difícil resolução e não temos a intenção de fornecer um tratamento rigoroso ou uma solução final para o problema. Entretanto, apresentamos abaixo uma técnica de análise da base que nos mostra alguns resultados interessantes. A pergunta que gostaríamos de responder é: dispomos de um determinado número de SSPs e desejamos saber se devemos incluir ou excluir elementos, baseado nos princípios de que elementos muito redundantes não necessitam estar presentes e que um certo grau de cobertura de idades seja alcançado.

Considerando inicialmente o conjunto formado pelas $49 \times 3 = 147$ SSP's (com 49 idades e 3 metalicidades diferentes) vamos definir uma base inicial que chamaremos de base A. Esta base é composta por SSPs de 14 idades e 3 metalicidades cujas idades são (em milhões de anos): 3, 6, 10, 30, 40, 100, 300, 600, 900, 1500, 2500, 5000, 11000, 14000. O que fizemos foi, para cada metalicidade separadamente, tentar reproduzir cada elemento do conjunto inicial de 49 SSPs utilizando para isso os seus primeiros vizinhos na base A. Tentamos, por exemplo, reproduzir a SSP com $t = 8 \times 10^6$ anos utilizando as SSPs com $t = 6$ e 10×10^6 anos. Com este exercício queremos responder as seguintes perguntas: O que se obtém combinando-se as idades de 6 e 10×10^6 anos se parece com a SSP com $t = 8 \times 10^6$ anos? Ou seja, é válida a interpolação? Qual o desvio percentual entre o espectro original e o sintetizado?

Na Figura 7.1 mostramos este exercício para todas as 49 idades do conjunto de SSPs disponível. Repetimos o teste para todas as 3 metalicidades que estamos considerando. É possível ver que alguns elementos da base A (linha tracejada, vermelha) não são muito bem reproduzidos utilizando-se seus elementos vizinhos. Estas SSPs destacam-se na Figura 7.1 por possuírem desvios superiores a 5% (um limite que escolhemos arbitrariamente). Desta forma concluímos que os primeiros vizinhos destas SSPs não eram tão similares entre si. Decidimos então incluir certos elementos na base de forma a torná-la mais suave e completa. Incluímos 5 SSPs ausentes

na base A, com as seguintes idades: 4, 7, 8, 60, 9500×10^6 anos. Algumas destas SSPs só são mal reproduzidas para algumas metalicidades, como por exemplo as componentes com idades iguais ou superiores a $\log t = 9.8$ anos, que só possui desvio superior a 5% para a metalicidade $Z = 0.040$. Entretanto, por simplicidade, toda vez que um elemento era mal reproduzido para uma dada metalicidade, incluímos as mesmas idades iguais para todas as outras metalicidades. Desta forma obtivemos uma outra base com 19 idades e 3 metalicidades (57 elementos), que chamaremos de base B. Novamente fizemos o mesmo exercício para os elementos da base B (linha contínua, azul) e obtivemos um resultado melhor. Desta vez, vemos que todas SSPs podem ser razoavelmente bem reproduzidos por seus vizinhos mais próximos na base B, de forma que vemos que todas as 49 idades podem ser interpoladas com desvio menor ou igual a 5%. Desta forma, vemos que a base B é mais detalhada que a base A, pois varre de maneira mais suave a faixa de idades considerada. Esta é uma maneira apenas razoável de definir uma base, melhor que escolher aleatoriamente os elementos. A escolha da base inicial, continua sendo um tanto arbitrária e subjetiva, mas pelo menos a base final é definida segundo um critério intuitivamente razoável.

A base final é apresentada na Figura 7.2. Os espectros foram reamostrados em $\Delta\lambda = 1 \text{ \AA}$ para compatibilizar-los com o formato de entrada do STARLIGHT. Percebe-se que vários dos elementos são muito parecidos. Isto ocorre porque nossa base inicial, de 14 idades, já era bastante detalhada. Este “exagero” na dimensão da base não é prejudicial, desde que não se repita esse grau de detalhamento na análise dos resultados da síntese.

Um de nossos interesses ao calcular um espectro sintético é obter um espectro composto puramente de linhas de emissão, através do espectro residual $R_\lambda = O_\lambda - M_\lambda$. No caso de galáxias WR, gostaríamos que este espectro R_λ contivesse também a saliência WR, para que esta possa ser medida com mais precisão. Para isso, **é importante que os modelos não contenham a saliência WR**. Por este motivo, as SSPs da base com idades de 3 e 4×10^6 anos para todas as metalicidades foram recalculados sem a contribuição das estrelas WR. Fora estas SSPs modificadas, os modelos aqui empregados são os mesmos apresentados em Martins *et al.* (2005).

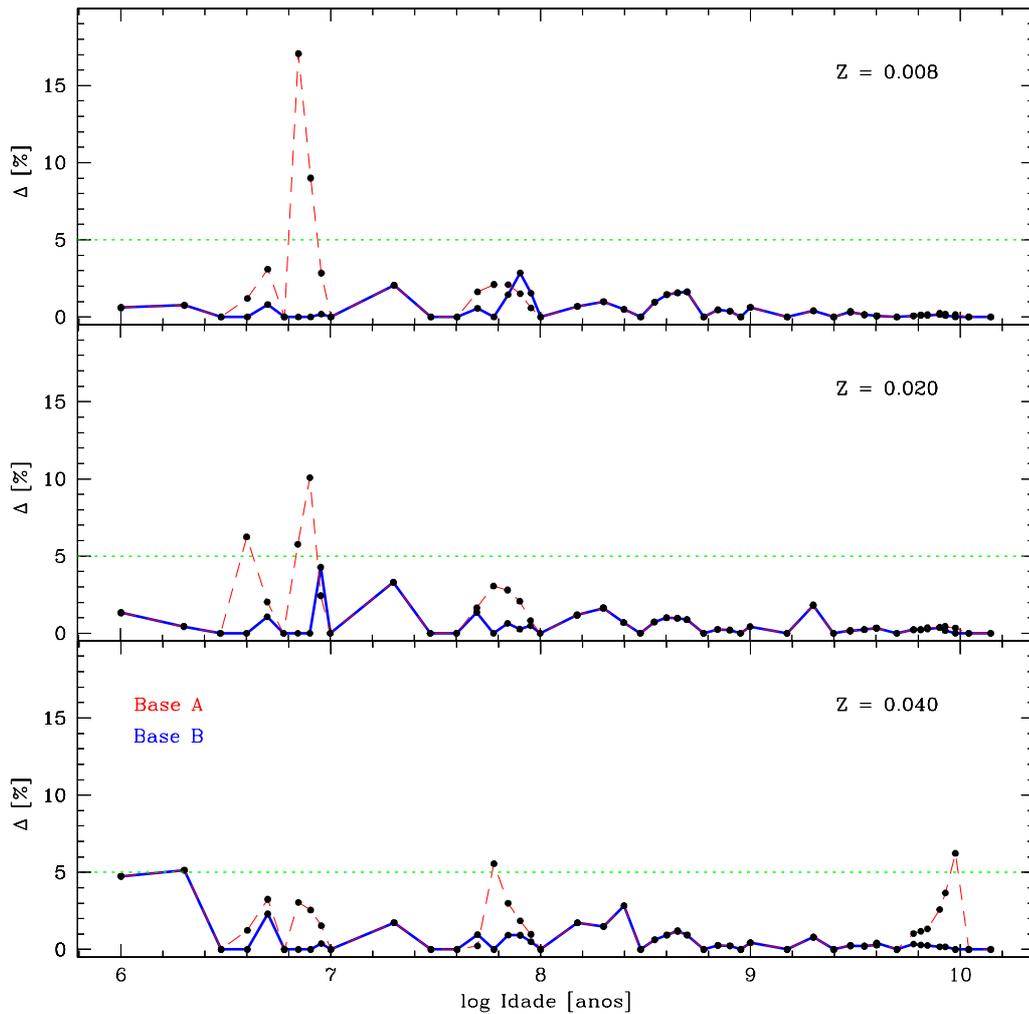


Fig. 7.1: Tentativa de reproduzir cada elemento da base original de 49 idades com a interpolação de seus primeiros vizinhos. Nota-se que a base A (linha vermelha traçada com 14 idades e 3 metalicidades) produz resultados inferiores àqueles obtidos com a base B (linha azul contínua com 19 idades e 3 metalicidades). Isto mostra que do ponto de vista algébrico, a base B é mais completa que a base A, pois é possível reproduzir por interpolação qualquer elemento da base original (49 idades e 3 metalicidades) com um desvio inferior a 5% (limite que escolhemos arbitrariamente).

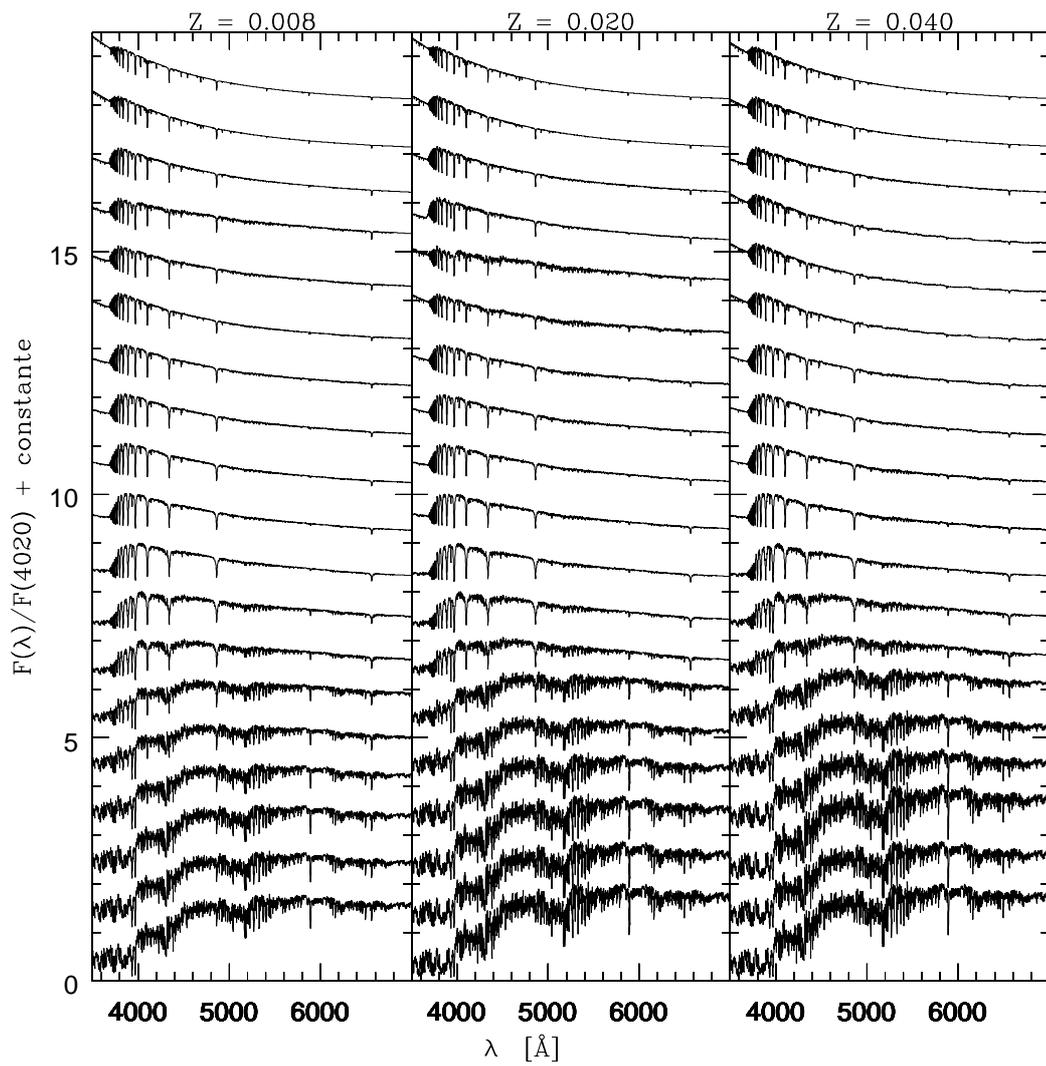


Fig. 7.2: Todos os componentes da base com as 19 idades e 3 metalicidades. Os componentes estão organizadas de cima pra baixo em ordem decrescente de idades. As metalicidades estão indicadas no topo de cada painel.

7.3 Síntese das Galáxias da Amostra

Nesta seção apresentamos o procedimento de síntese e os resultados que obtivemos para as galáxias da nossa amostra.

7.3.1 Pré-Processamento dos Dados

O código STARLIGHT utiliza como entrada o espectro da galáxia que se deseja sintetizar. Antes de se proceder com a síntese é necessário seguir alguns passos e certificar-se que o espectro obedece a alguns critérios.

O código de síntese utiliza como parâmetro de entrada o espectro observado após as correções usuais de avermelhamento galáctico e de efeito Doppler, discutidos no capítulo 5. Também é necessário re-amostrar o espectro observado para que $\Delta\lambda = 1$ Å. Isto pode ser feito com o IRAF utilizando-se a tarefa DISPCOR. Isto garante que o espectro observado seja amostrado em intervalos iguais de 1 Å dentro do intervalo de cobertura. Também medimos o desvio padrão (σ_O) do espectro observado entre $\lambda = 4730$ e 4780 Å no lado azul e entre 5950 e 6020 Å no lado vermelho. Esta informação é utilizada como estimativa do erro em O_λ , e entra na equação 7.2 através dos pesos: $w_\lambda = 1/\sigma_O$.

Após estes passos o espectro da galáxia está pronto para ser sintetizada pelo código STARLIGHT.

7.3.2 Resultados

Nesta seção apresentamos os resultados da aplicação do código STARLIGHT às nossas galáxias. Nas Figuras 7.3 a 7.10 vemos o ajuste da população estelar para algumas das galáxias da nossa amostra. Em preto vemos o espectro observado e em azul o melhor ajuste obtido pelo código de síntese. É possível notar como as linhas de emissão do gás ficam mais nítidas após a subtração do contínuo estelar subjacente. Esta contribuição estelar que aparece em absorção é particularmente importante para as linhas de Balmer. Este efeito pode ser notado com enorme clareza na Figura 7.5, onde vemos o quanto é forte a componente em absorção para as linhas de Balmer da galáxia NGC 2798, extração (1). Linhas de emissão que eram fracas ou “inexistentes” no espectro observado (painel superior) são bastante claras no espectro residual (painel inferior), como por exemplo H_ϵ .

Como vemos, não realizamos a síntese conjunta para os lados azul e vermelho. Ao invés disso, utilizamos o lado azul para estudar a população estelar pois esta faixa contém mais informações a esse respeito que o lado vermelho. Entretanto notamos certa coerência entre as populações estelares obtidas conforme podemos ver ao comparar as Figuras 7.3 e 7.4, que referem-se respectivamente ao ajuste dos lados azul e vermelho para a galáxia NGC 1614, extração (1). A síntese do lado vermelho será primariamente utilizada para se obter um espectro residual no qual as linhas de emissão podem ser mais facilmente medidas.

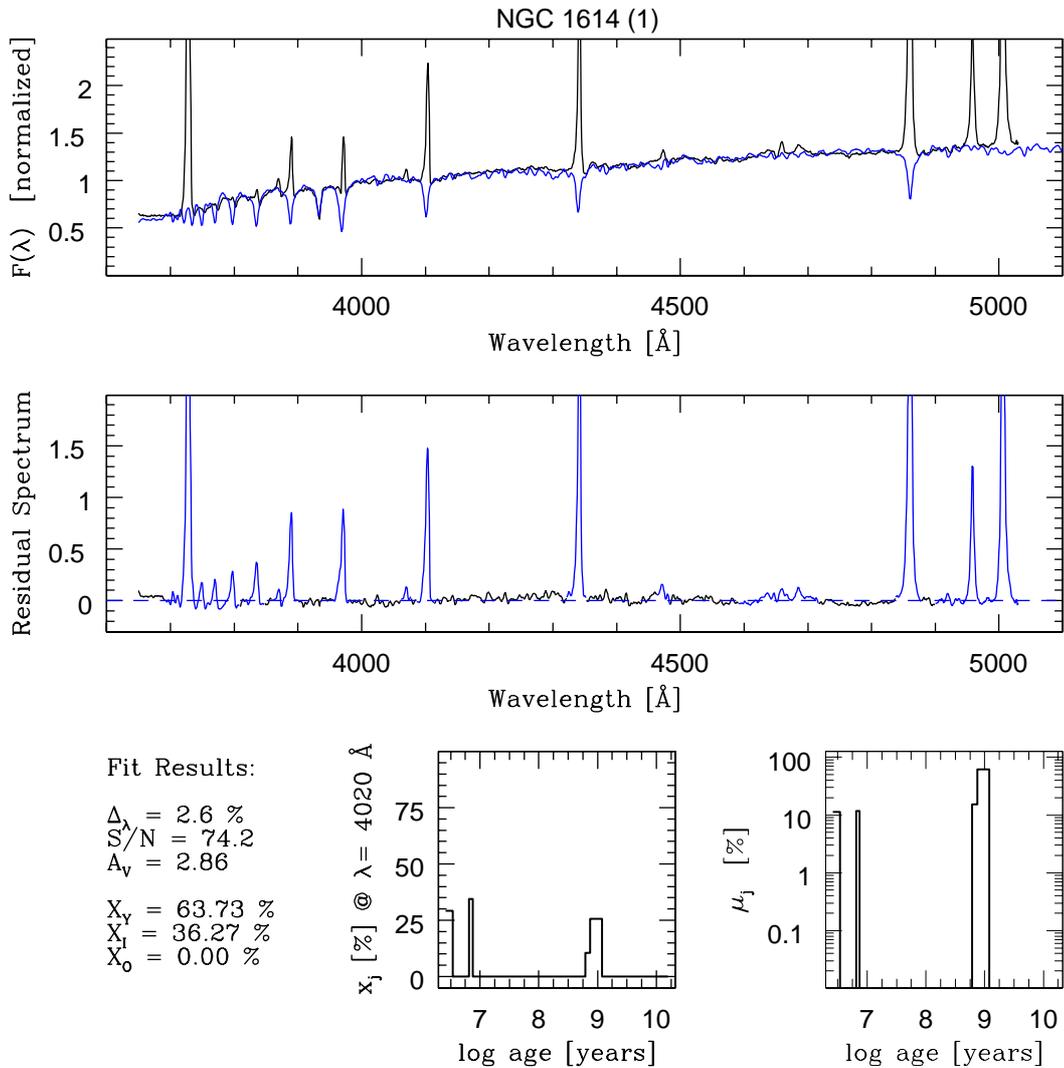


Fig. 7.3: Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 1614 (1), lado azul. No painel superior esquerdo encontra-se o ajuste da população estelar para a galáxia NGC 1614 (1), lado azul. No painel inferior esquerdo encontra-se o espectro residual, cujas regiões em azul foram mascaradas e possuem $w_\lambda = 0$. No canto superior direito, mostramos o histograma que detalha a história de formação estelar para esta galáxia. No canto inferior direito mostramos a fração da massa que encontra-se em estrelas em diferentes idades. Nota-se que esta galáxia é dominada por uma população bastante jovem com grande parte de sua luz proveniente de estrelas com idades iguais ou inferiores a 10^6 anos. Existe também uma contribuição de estrelas mais velhas.

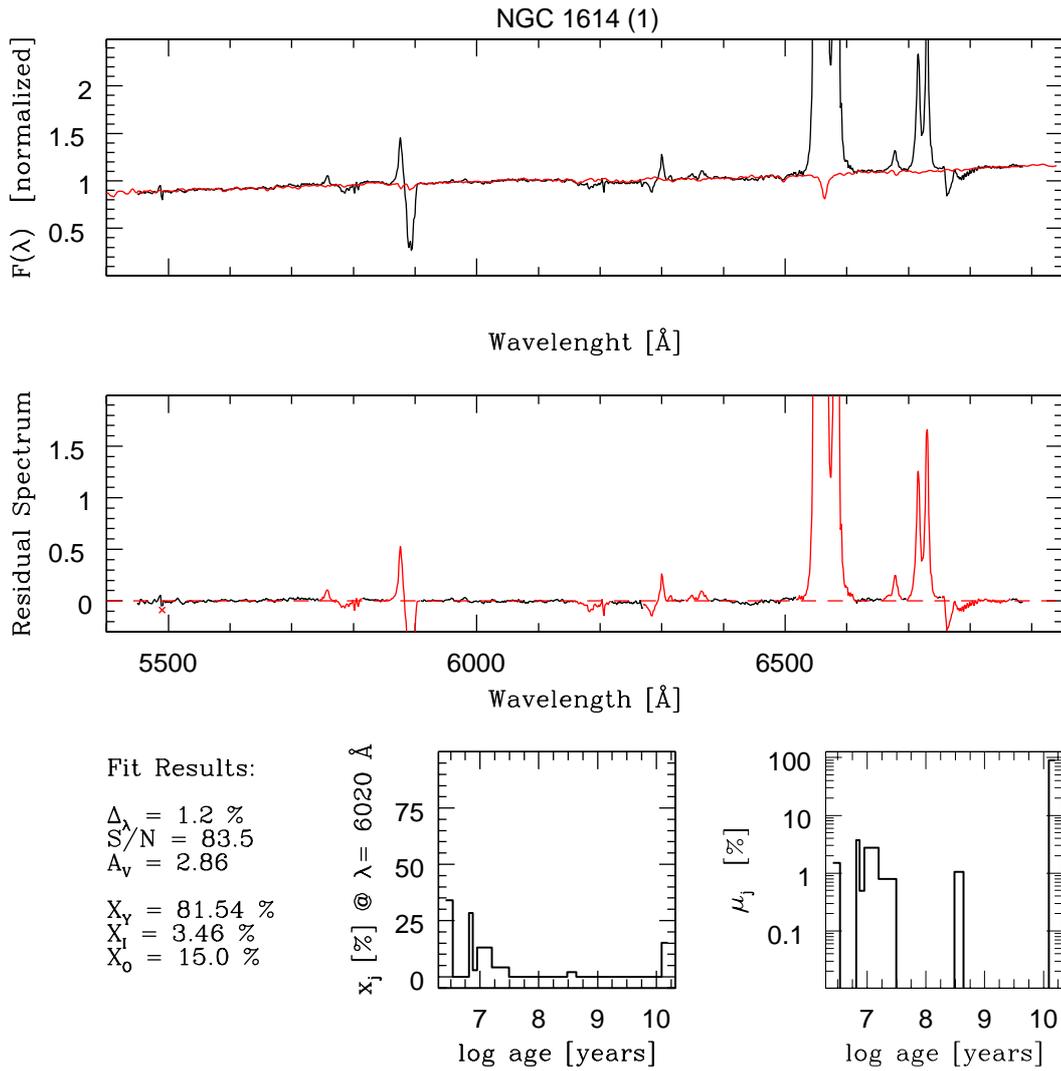


Fig. 7.4: Similar à figura anterior. Ajuste da população estelar para o lado vermelho da galáxia NGC 1614 (1). Note como há também uma predominância de populações jovens quando se sintetiza o espectro vermelho desta galáxia. Comparar com a Figura 7.3.

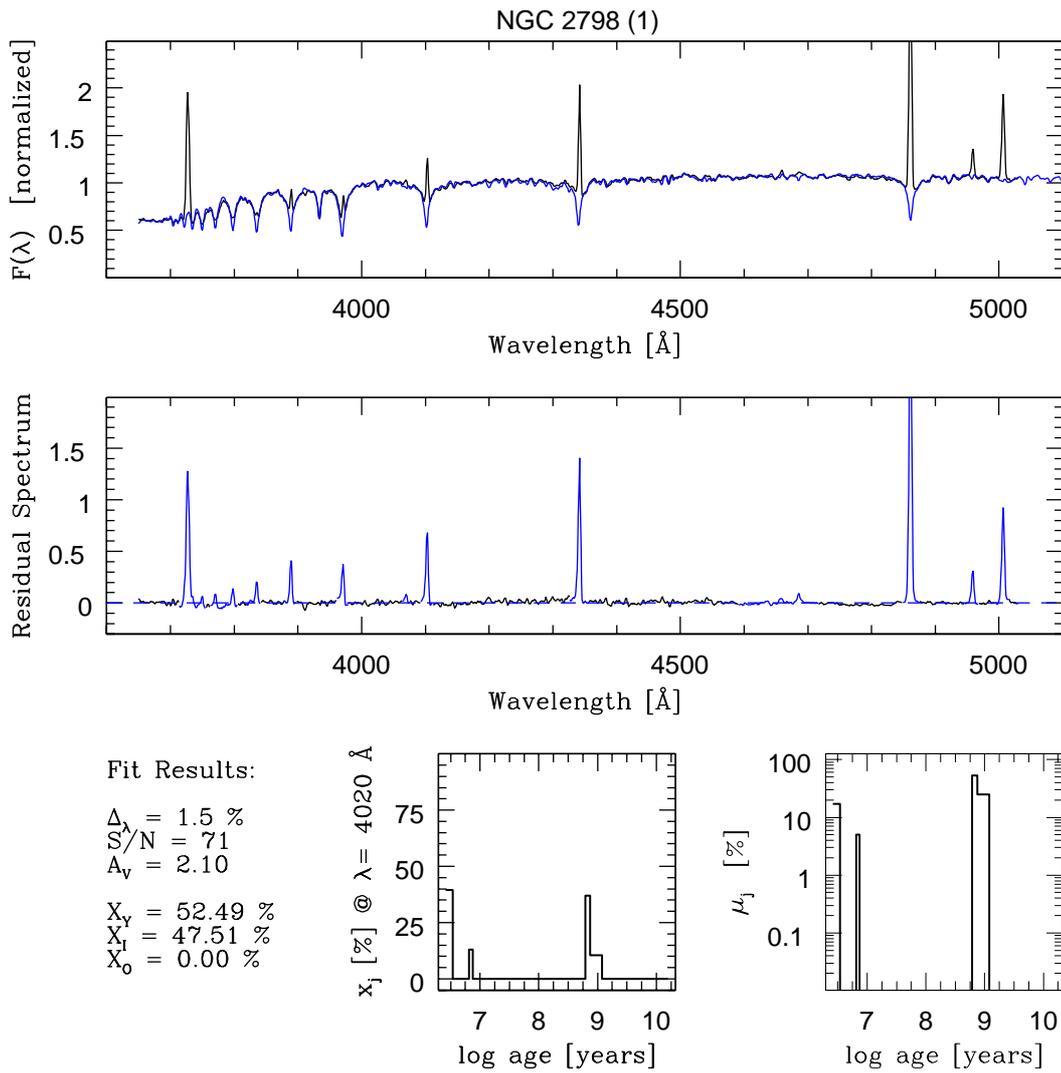


Fig. 7.5: Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 2798 (1), lado azul. Nesta galáxia prevalecem as populações jovens. Note a saliência WR perto de 4686\AA .

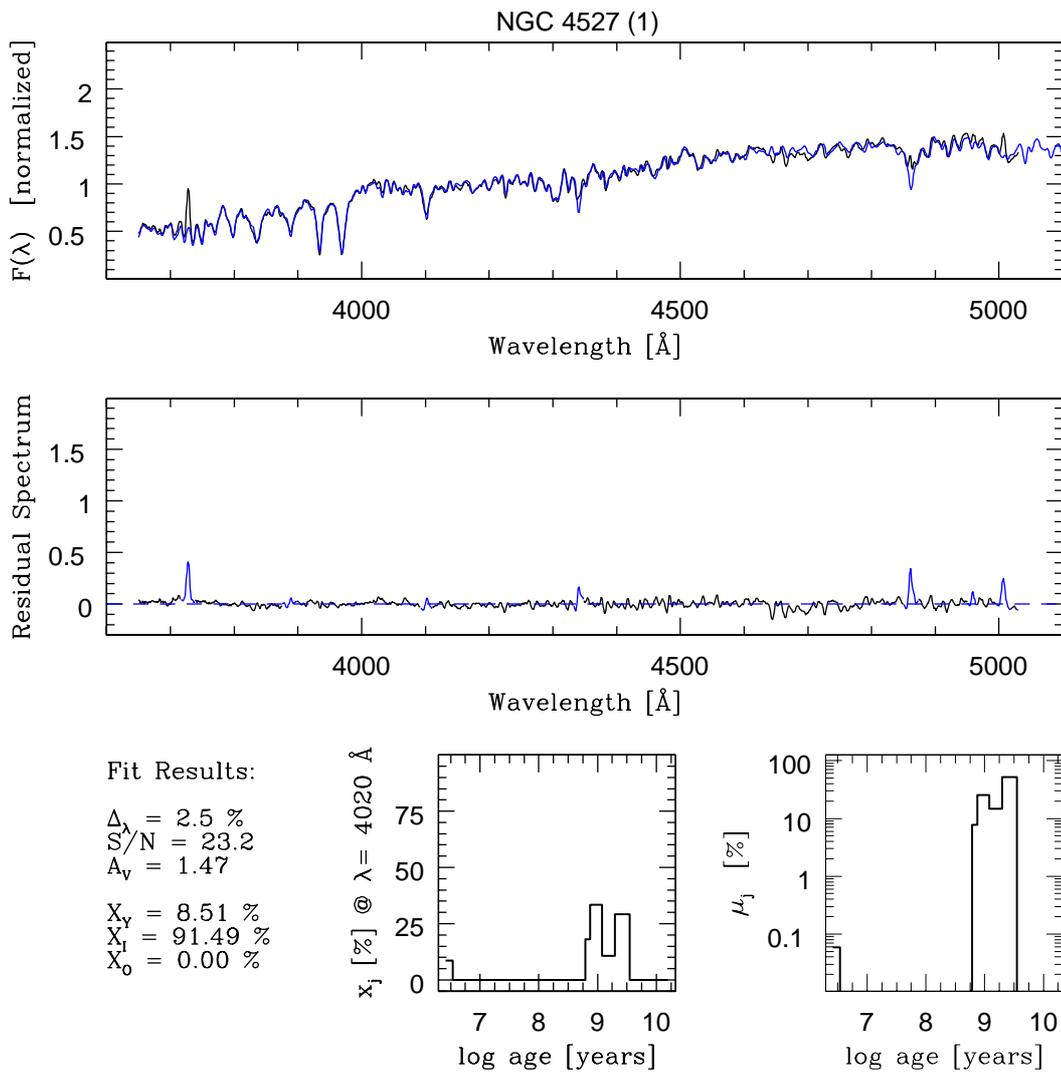


Fig. 7.6: Ajuste da população estelar para a galáxia NGC 4527 (1), lado azul. Note como o espectro é vermelho e não apresenta linhas de emissão, sendo a componente estelar (em absorção) dominante em relação à componente nebular (em emissão). No espectro residual (painel inferior) é possível ver a linha de H- β e as duas linhas do [OIII] em emissão. O histograma de formação estelar (canto superior direito) aponta uma predominância de populações velhas com da luz (em 4020 Å) proveniente de estrelas com mais de 10^9 anos.

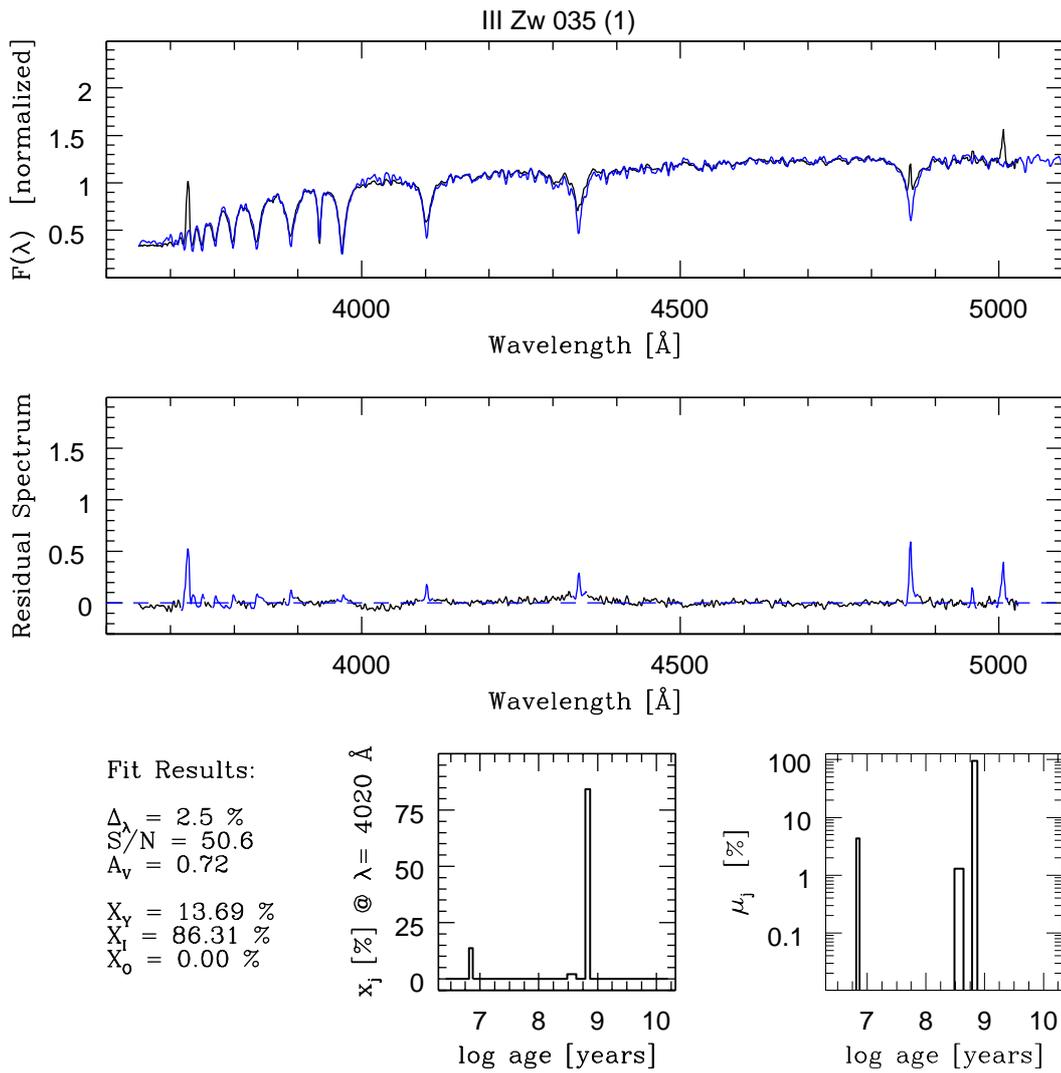


Fig. 7.7: Ajuste para a galáxia III ZW 035 (1), lado azul. Também dominada por populações velhas. Comparar com a Figura 7.6.

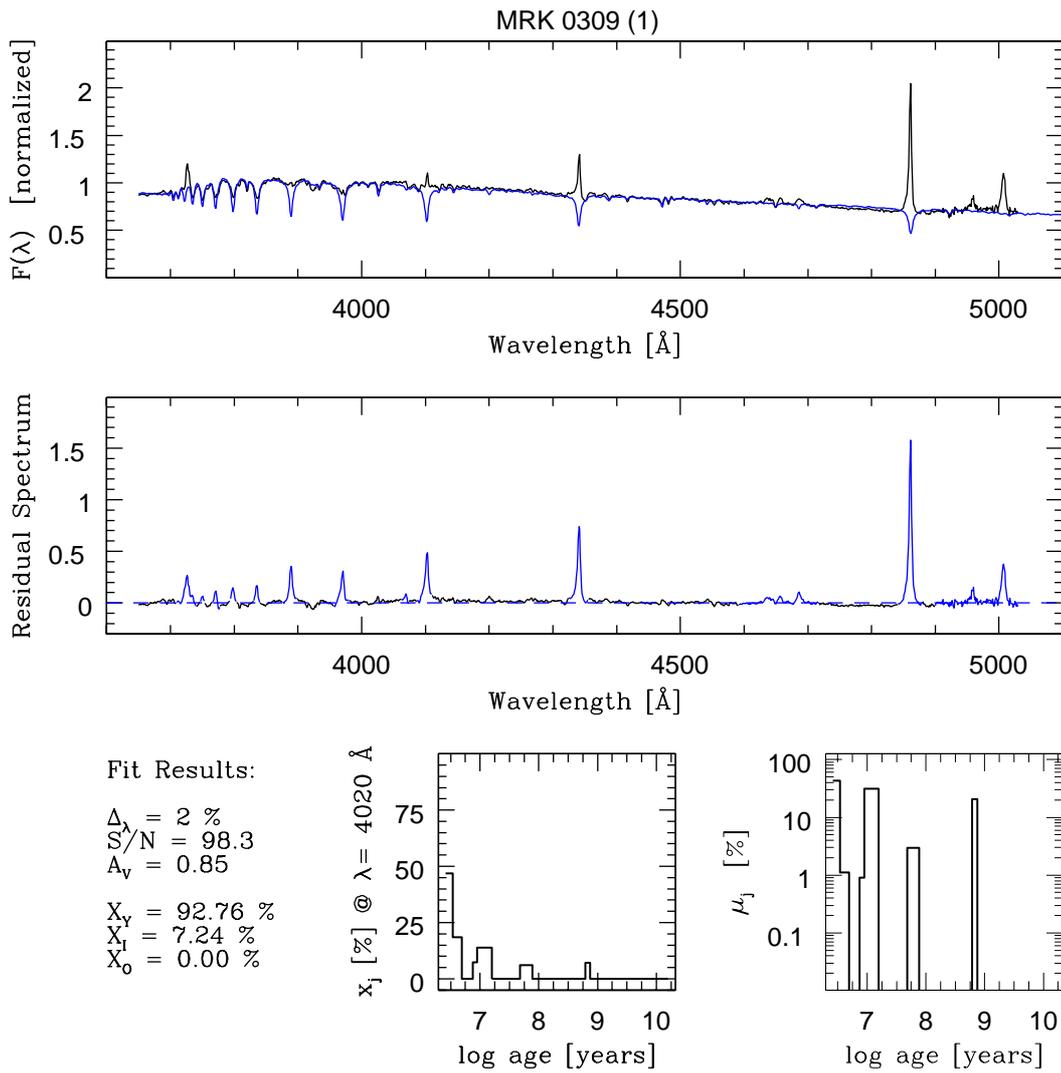


Fig. 7.8: Similar às figuras anteriores, mas para a galáxia Mrk 0309 (1), lado azul. Note como as linhas de emissão dominam os espectros residual e observado e as populações estelares jovens são predominantes.

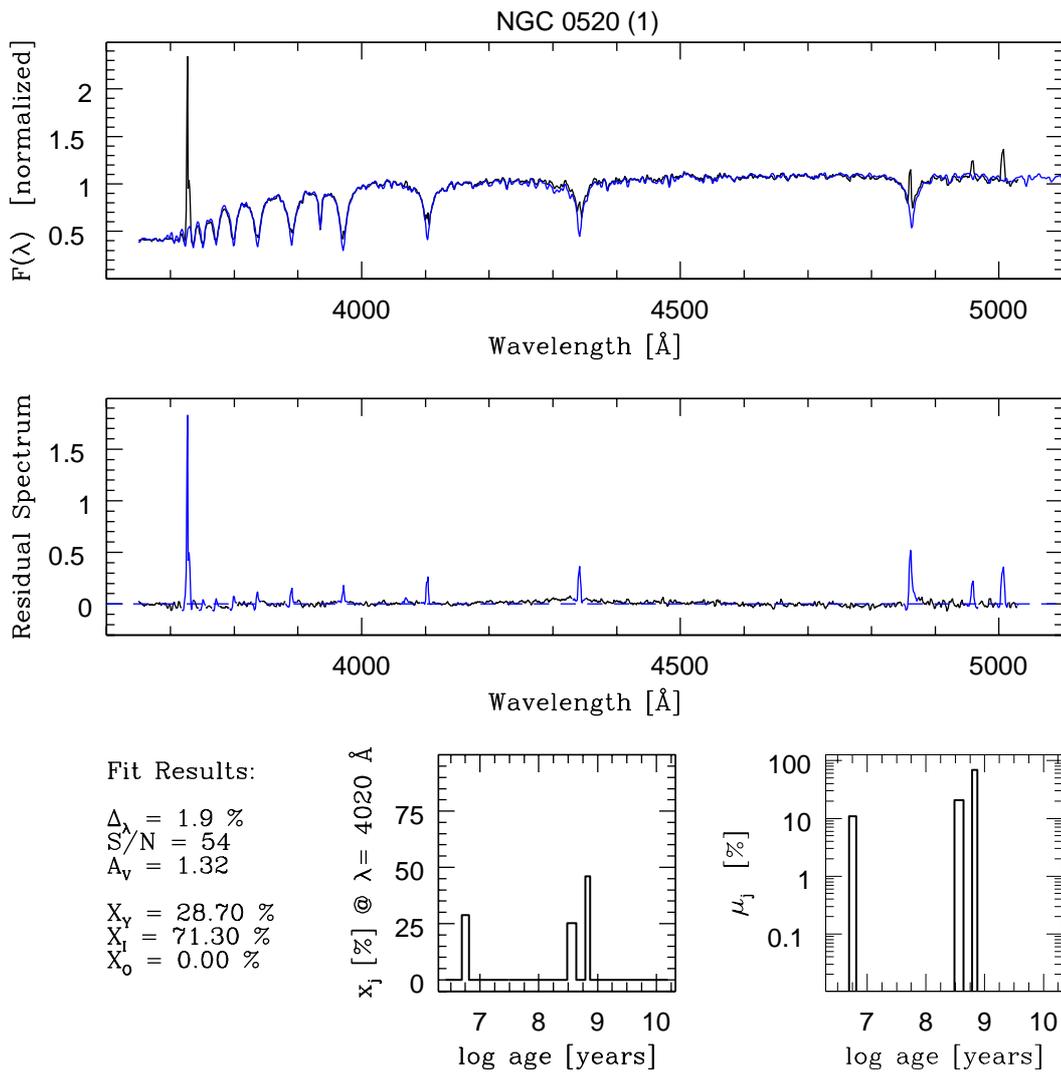


Fig. 7.9: Similar às figuras anteriores, mas para a galáxia NGC 0520 (1), lado azul.

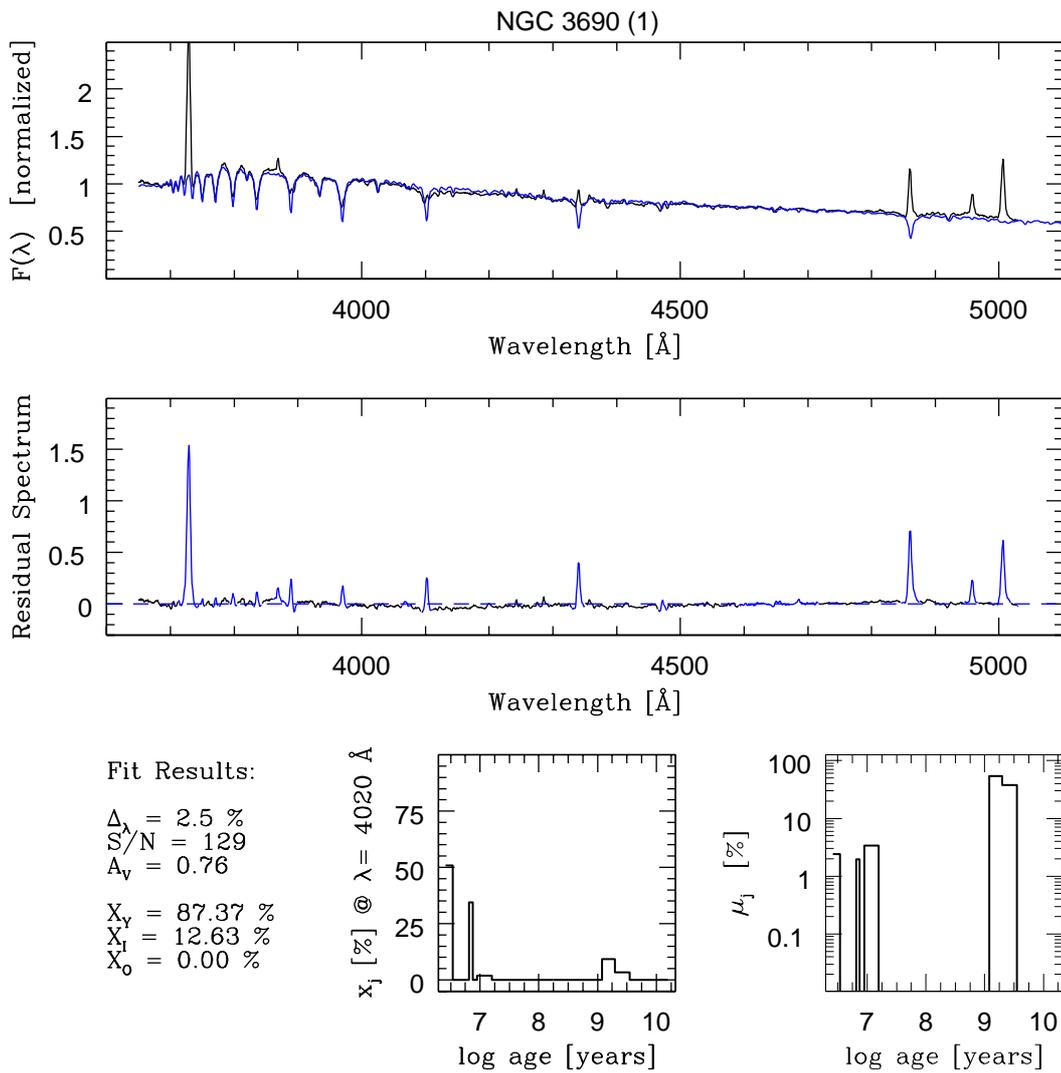


Fig. 7.10: Similar às figuras anteriores, mas para a galáxia NGC 3690 (1), lado azul.

7.3.3 Quantificando os Resultados da Síntese

O código STARLIGHT fornece uma série de resultados que podem nos ajudar a interpretar os resultados da síntese. Entre os mais importantes está o vetor de populações \vec{x} , cujas componentes individuais são muito incertas e portanto pouco úteis (Cid Fernandes *et al.* 2001). É muito mais interessante e robusto utilizar o vetor de populações com idades combinadas nas faixas “jovem”, “intermediária” e “velha”, assim definidas:

$$\begin{aligned} x_Y &= \sum_j x_j \quad \text{para } t_j \leq 100 \times 10^6 \text{ anos} \\ x_I &= \sum_j x_j \quad \text{para } 110 \times 10^6 \text{ anos} < t_j \leq 2600 \times 10^6 \text{ anos} \\ x_O &= \sum_j x_j \quad \text{para } t_j > 2600 \times 10^6 \text{ anos} \end{aligned} \quad (7.3)$$

Outra quantidade interessante é a idade média ponderada em fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, assim definida:

$$\langle \log t \rangle_L = \frac{\sum x_j \log t_j}{\sum x_j} \quad (7.4)$$

Como pode ser visto em Cid Fernandes *et al.* (2005) esta é uma quantidade bastante robusta com precisão da ordem de 0.1 dex. Também podemos calcular metalicidades estelares médias, segundo a equação abaixo:

$$\langle Z \rangle_L = \frac{\sum x_j Z_j}{\sum x_j} \quad (7.5)$$

Estas devem ser interpretadas com um pouco mais de cuidado, principalmente porque nossa faixa espectral é pequena e muitos intervalos são mascarados devido à presença de linhas de emissão e ausência de linhas de absorção de origem estelar que sejam sensíveis à metalicidade.

Na tabela 7.1 apresentamos os resultados da síntese a partir dos espectros azuis, pois estes contém mais informações a respeito das populações estelares.

Vemos a partir da tabela 7.1 que as contribuições das componentes jovens e intermediárias são bastante importantes, como esperaríamos para esta amostra composta essencialmente de Starbursts jovens. É bastante interessante recuperar uma história de formação estelar em pleno acordo com o que esperamos a partir da maneira como foram selecionados estes objetos e a partir da inspeção visual dos espectros. Muitas das idades médias destes objetos corroboram este fato, pois muitas delas são menores que 10^8 anos.

Como discutimos anteriormente, as metalicidades não são muito confiáveis. Entretanto vemos que as metalicidades estelares das galáxias é alta e maior que solar para a grande maioria das galáxias.

No restante desta seção vamos mostrar como os resultados da síntese se relacionam com outras propriedades das galáxias da nossa amostra. Como temos um interesse particular nas galáxias WR desta amostra, representamos de maneira distinta,

Resultados da Síntese								
#	Galáxia	x_Y (%)	x_I (%)	x_O (%)	A_V mag	Δ (%)	$\langle \log t \rangle_L$ anos	$\langle Z \rangle_L$ Z_\odot
1	UGC 0903 (1)	7.4	72.0	20.6	2.09	3.35	9.16	1.28
2	UGC 0903 (2)	19.1	71.9	9.0	1.76	2.95	8.75	1.15
3	NGC 0520 (1)	28.7	71.3	0.0	1.37	1.92	8.14	1.06
4	NGC 0520 (2)	32.6	67.4	0.0	0.99	1.74	8.10	0.95
5	III Zw 035 (1)	13.7	86.3	0.0	1.72	2.53	8.53	1.02
6	III Zw 035 (2)	55.7	44.3	0.0	0.62	1.67	7.69	0.77
7	IRAS 03359+1523 (1)	53.5	46.5	0.0	0.00	1.30	7.70	0.72
8	IRAS 03359+1523 (2)	0.0	69.3	30.7	0.72	3.57	9.37	1.43
9	NGC 1614 (1)	63.7	36.3	0.0	1.69	2.60	7.48	1.09
10	NGC 1614 (2)	58.4	41.6	0.0	0.49	1.57	7.63	0.82
11	ESO 485-G003 (1)	59.0	41.0	0.0	1.00	1.69	7.52	1.43
12	ESO 485-G003 (2)	53.5	46.5	0.0	1.31	1.56	7.68	1.27
13	IRAS 05447-2114 (1)	22.5	77.5	0.0	2.61	2.24	8.38	1.08
14	NGC 2798 (1)	52.5	47.5	0.0	1.18	1.49	7.64	0.84
15	NGC 2798 (2)	10.8	89.2	0.0	1.41	2.69	8.74	1.20
16	NGC 2966 (1)	22.3	77.7	0.0	2.38	2.01	8.36	1.36
17	IC 0564 (1)	15.5	75.4	9.1	1.99	2.75	8.71	1.39
18	NGC 3067 (1)	20.6	79.4	0.0	2.08	2.28	8.45	1.55
19	NGC 3079 (1)	1.3	63.5	35.2	1.68	3.74	9.30	1.33
20	NGC 3079 (2)	30.3	69.7	0.0	1.59	3.87	8.17	1.14
21	NGC 3690 (1)	87.4	12.6	0.0	0.00	2.53	6.96	0.92
22	NGC 3690 (2)	71.5	28.5	0.0	0.02	1.85	7.32	1.27
23	NGC 3690 (3)	100.0	0.0	0.0	0.00	6.64	6.57	1.00
24	NGC 4418 (1)	18.8	81.2	0.0	0.64	2.13	8.42	1.61
25	NGC 4433 (1)	61.5	38.5	0.0	0.06	1.81	7.52	1.08
26	NGC 4527 (1)	8.5	91.5	0.0	1.36	2.55	8.87	1.51
27	NGC 4536 (1)	21.0	79.0	0.0	0.83	2.14	8.51	1.37
28	NGC 4666 (1)	3.7	88.6	7.7	2.21	3.34	9.06	1.87
29	NGC 5104 (1)	6.8	77.4	15.8	0.37	3.00	8.98	1.68
30	NGC 5775 (1)	0.4	81.8	17.8	0.34	3.84	9.17	1.71
31	Zw 049.057 (1)	24.4	75.6	0.0	2.19	3.15	8.36	1.12
32	NGC 6090 (1)	94.6	5.4	0.0	0.00	3.58	6.64	1.05
33	NGC 6090 (2)	99.2	0.8	0.0	0.00	2.94	6.56	1.01
34	MRK 0309 (1)	92.8	7.2	0.0	0.00	2.03	6.85	1.04
35	NGC 7541 (1)	36.5	63.5	0.0	1.22	2.05	8.12	1.41
36	NGC 7541 (1)	2.5	97.5	0.0	1.82	3.01	9.03	1.42

Tab. 7.1: Resultados da síntese para as galáxias da amostra (ótico) com 36 galáxias/extrações. Os resultados aqui apresentados referem-se ao lado azul, por este conter mais informações a respeito das populações estelares. As componentes x_Y , x_I e x_O obedecem ao vínculo físico natural: $x_Y + x_I + x_O = 1$. O valor de A_V^* (extinção estelar) derivado pela síntese é listado bem como o valor de Δ que quantifica a precisão do ajuste. Por fim, listamos os valores da idade média e da metalicidade ponderadas pelo fluxo: $\langle \log t \rangle_L$ e $\langle Z \rangle_L$.

por quadrados azuis, aquelas galáxias cujos espectros óticos (lado azul) apresentam a saliência WR. As demais, que pelo menos visualmente não apresentam qualquer indício de serem galáxias WR, são representadas por triângulos vermelhos. **Esta mesma representação será adotada daqui para frente neste trabalho.**

Os resultados da síntese podem ser representados de uma maneira bastante robusta e útil utilizando a definição de idade média ponderada pelo fluxo ($\langle \log t \rangle_L$, equação 7.4). Na Figura 7.11 mostramos como $\langle \log t \rangle_L$ relaciona-se com a luminosidade no infra-vermelho, que é justamente um de nossos critérios de seleção da amostra. Como vemos, existe uma anti-correlação indicando: (i) as galáxias mais jovens são também as mais luminosas; (ii) as galáxias WR (quadrados azuis) são as mais jovens e as mais luminosas no infra-vermelho. Esta correlação, com coeficiente de Spearman de -0.54 (anti-correlação) ainda fornece uma pista quanto a fonte da energia nas galáxias WR: formação estelar intensa.

Como fica claro a partir da tabela 7.1, as populações estelares velhas ($t_j > 2600 \times 10^6$ anos) são pouco importantes para esta amostra. Uma outra maneira de ver isto é graficando as populações jovens contra as populações de idade intermediária. Na Figura 7.12 mostramos este gráfico para duas definições diferentes: (i) a definição que adotamos, dada pela equação 7.4, cujos resultados estão na tabela 7.1 (painel (a)); e (ii) assumindo que populações velhas são aquelas com $t_j > 1000 \times 10^6$ anos (painel (b)). Dependendo da definição de população velha, algumas galáxias “migram” da região $x_O = 0$ para regiões com $x_O > 0$. Entretanto, as galáxias WR (quadrados azuis) não apresentam qualquer mudança, provando que elas são de fato dominadas por populações jovens ou com idade intermediária.

7.4 Correção do Fluxo para $\lambda > 5000\text{Å}$ no Lado Azul

Nesta seção pretendemos corrigir o efeito do dicróico do espectrômetro (LRIS) que não foi possível remover com a redução usual dos nossos dados, conforme discutimos no capítulo 5.

Conforme podemos notar nas Figuras 7.8 e 7.10 (e também para outras galáxias) o ajuste não funciona muito bem para a região acima de 4900Å . Entretanto, como confiamos nos modelos, vamos utilizá-los para determinar o nível do fluxo observado. Em outras palavras vamos utilizar os modelos para ajustar a região acima de 4900Å . Esta correção é importante pois, nos piores casos, a distorção pode afetar os fluxos medidos nas linhas de $H\text{-}\beta$ e nas linhas do [OIII].

Para corrigir o fluxo acima de 4900Å , consideramos a razão entre os fluxos observados e dos modelos (síntese) F_{obs}/F_{sin} , na faixa entre 4900 e 5030Å . Não consideramos entretanto as linhas de emissão do [OIII] e $H\beta$, apenas o contínuo. Seleccionada esta faixa, ajustamos uma reta a estes pontos através do método dos mínimos quadrados. O resultado deste ajuste é uma reta que chamamos de **fator de correção**, $F_{ac_{cor}}$. Por fim, o fluxo corrigido F_{cor} é dado por: $f_{cor} = f_{obs}/F_{ac_{cor}}$. Este procedimento consegue corrigir com bons resultados o fluxo observado utilizando-se os modelos como guia. De qualquer modo, embora tenhamos corrigido todas as galáxias por este efeito, salientamos que apenas para algumas delas esta correção é relevante. Os piores casos são mostrados nas figuras 7.13, 7.14 e 7.15. Como vemos, o efeito do dicróico afeta em menos de 10% as galáxias mais afetadas. O efeito é

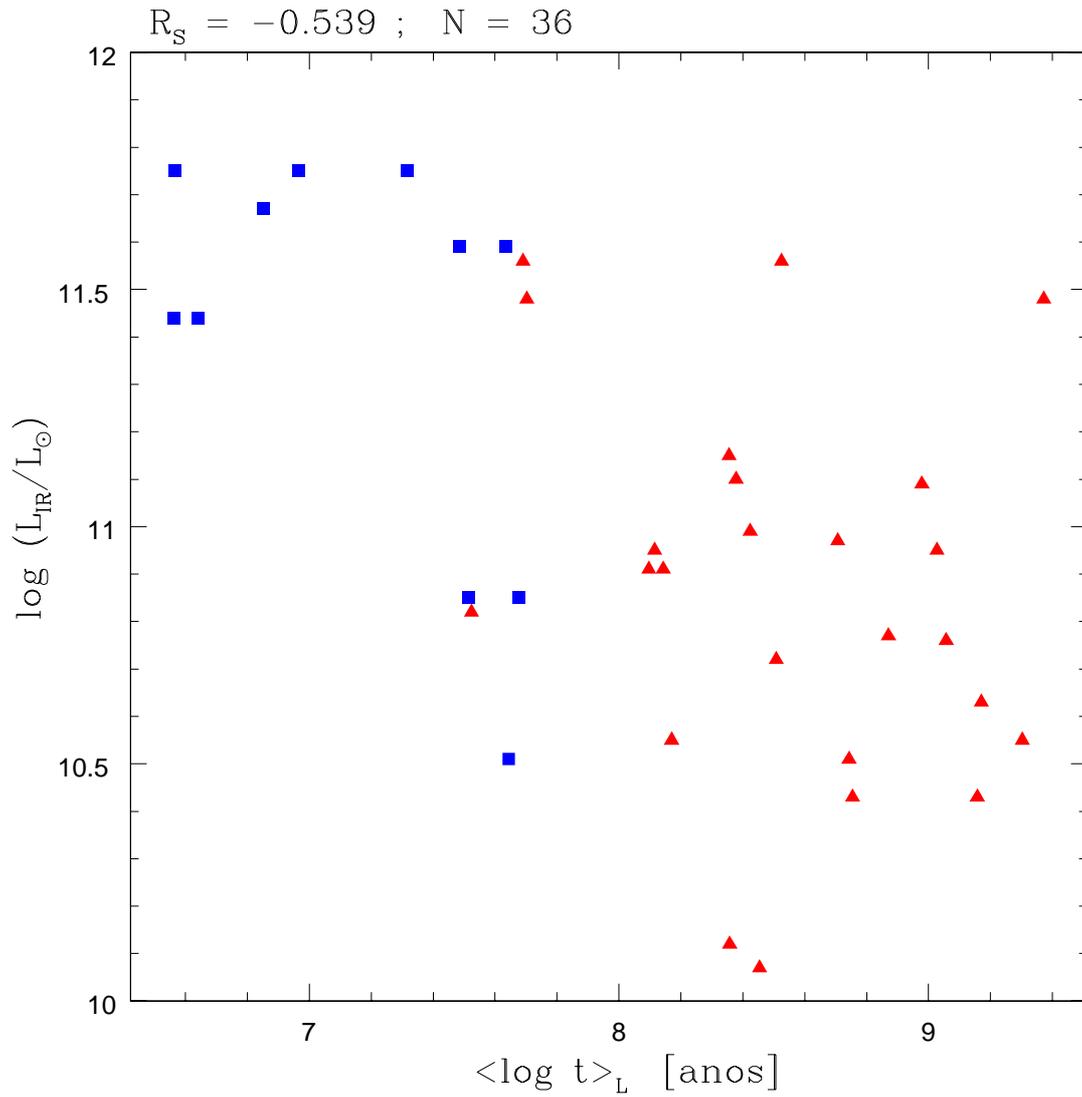


Fig. 7.11: Nesta figura mostramos como a luminosidade no infra-vermelho (um de nossos critérios de seleção da amostra) se relaciona com a idade média ponderada pelo fluxo, que é um dos resultados da síntese. As galáxias WR são representadas por quadrados azuis e as demais por triângulos vermelhos. Como vemos, as galáxias mais luminosas são também as mais jovens, indicando que as altas luminosidades observadas são causadas por formação estelar intensa.

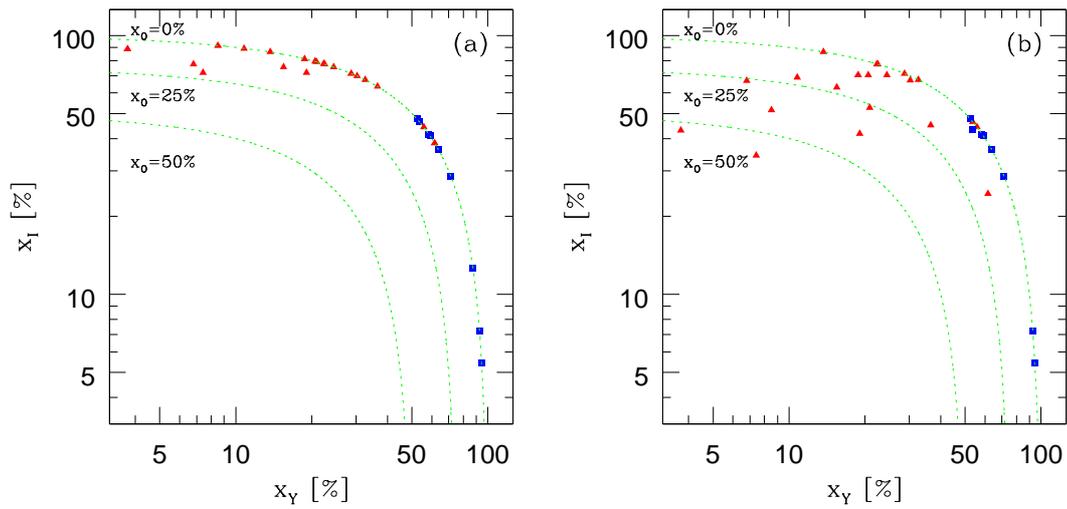


Fig. 7.12: Nesta figura mostramos o diagrama x_Y contra x_I para as galáxias da amostra. A escolha de cores segue o mesmo padrão da figura anterior. Escolhemos duas definições de populações velhas (ver seção 7.3.3) e notamos que algumas galáxias são sensíveis a esta definição e apresentam diferentes posições nos painéis (a) e (b), dependendo da definição de população velha adotada.

naturalmente menor nas demais.

7.5 Atlas dos Espectros Óticos Residuais

Outro produto final da síntese são os espectros óticos residuais apresentados a seguir.

A contribuição estelar que aparece em absorção é particularmente importante para as linhas de Balmer, conforme já discutimos anteriormente. Sem a utilização da síntese para gerar os espectros residuais, seria necessário recorrer a outros métodos para efetuar esta correção, como por exemplo McCall, Rybsky & Shields (1985).

No capítulo 8 e capítulo 10 vamos utilizar estes espectros residuais para medir as linhas de emissão já livres da absorção subjacente. A saliência WR pode também ser medida nestes espectros porque, conforme já explicamos anteriormente neste capítulo, tivemos o cuidado de excluir dos modelos a contribuição das estrelas WR.

Nas Figuras 7.16 a 7.27 mostramos todos os espectros residuais que obtivemos com a síntese para os lados azul e vermelho. Estas figuras já foram corrigidas pelo efeito do dicróico conforme discutimos na seção 7.4.

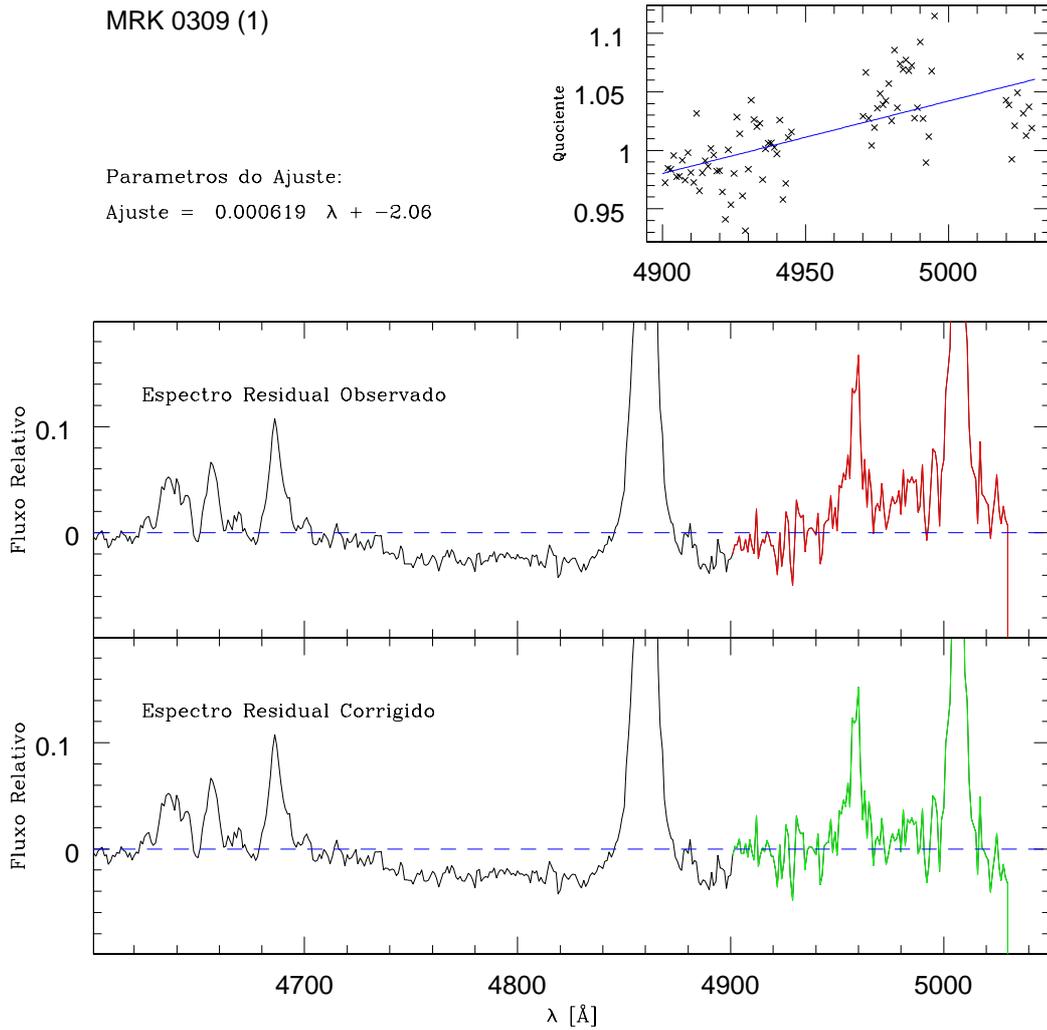


Fig. 7.13: Correção do fluxo acima de 4900 Å para a galáxia Mrk 0309 (1). Esta galáxia e as duas outras mostradas nas duas figuras seguintes foram as mais afetadas pelo problema com o dicróico. Mesmo para estas galáxias, o defeito do dicróico causa erros de apenas 10%. Este problema foi corrigido através do procedimento dos mínimos quadrados descrito no texto. Neste gráfico vemos a região do espectro acima de 4900 Å antes e depois da correção. No canto superior esquerdo mostramos os parâmetros da reta ajustada.

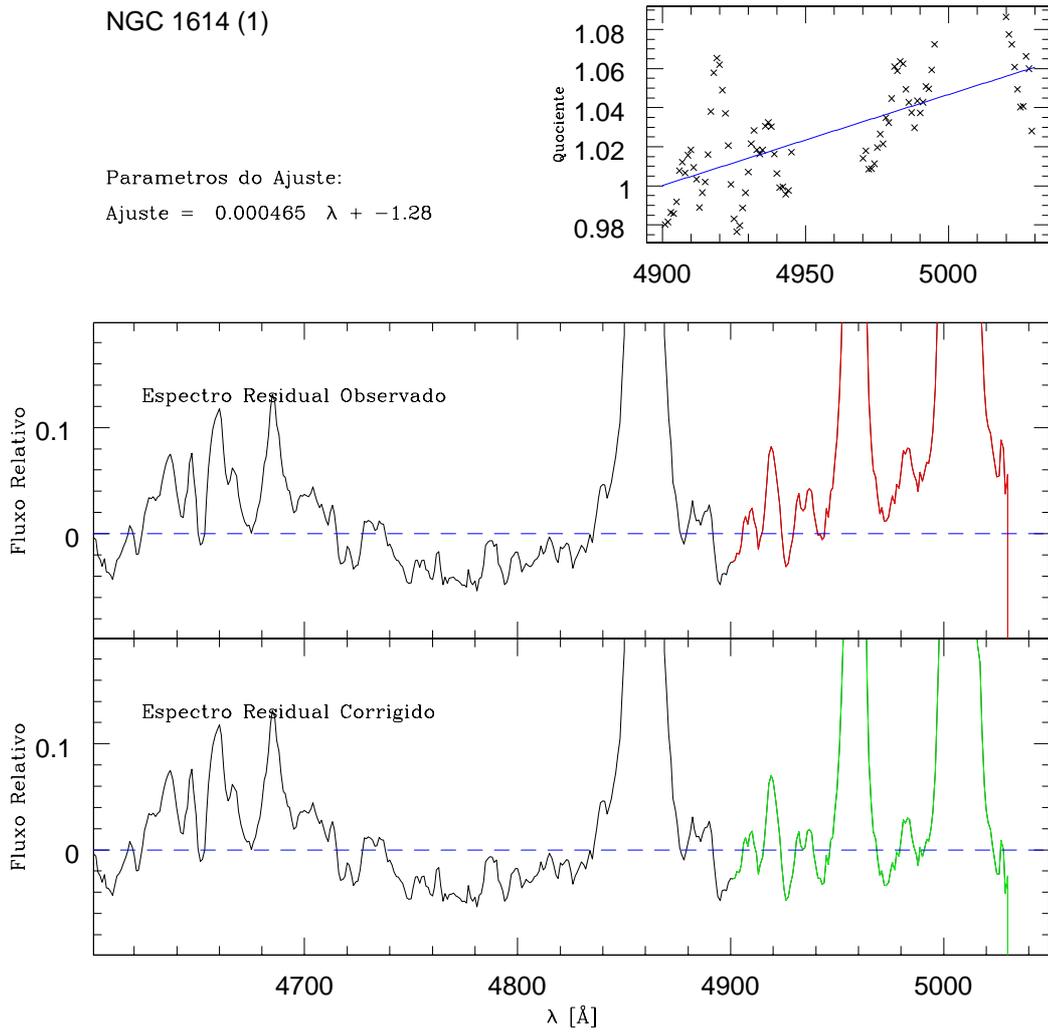


Fig. 7.14: Correção do fluxo acima de 4900 Å para a galáxia NGC 1614 (1). Ver Figura 7.13.

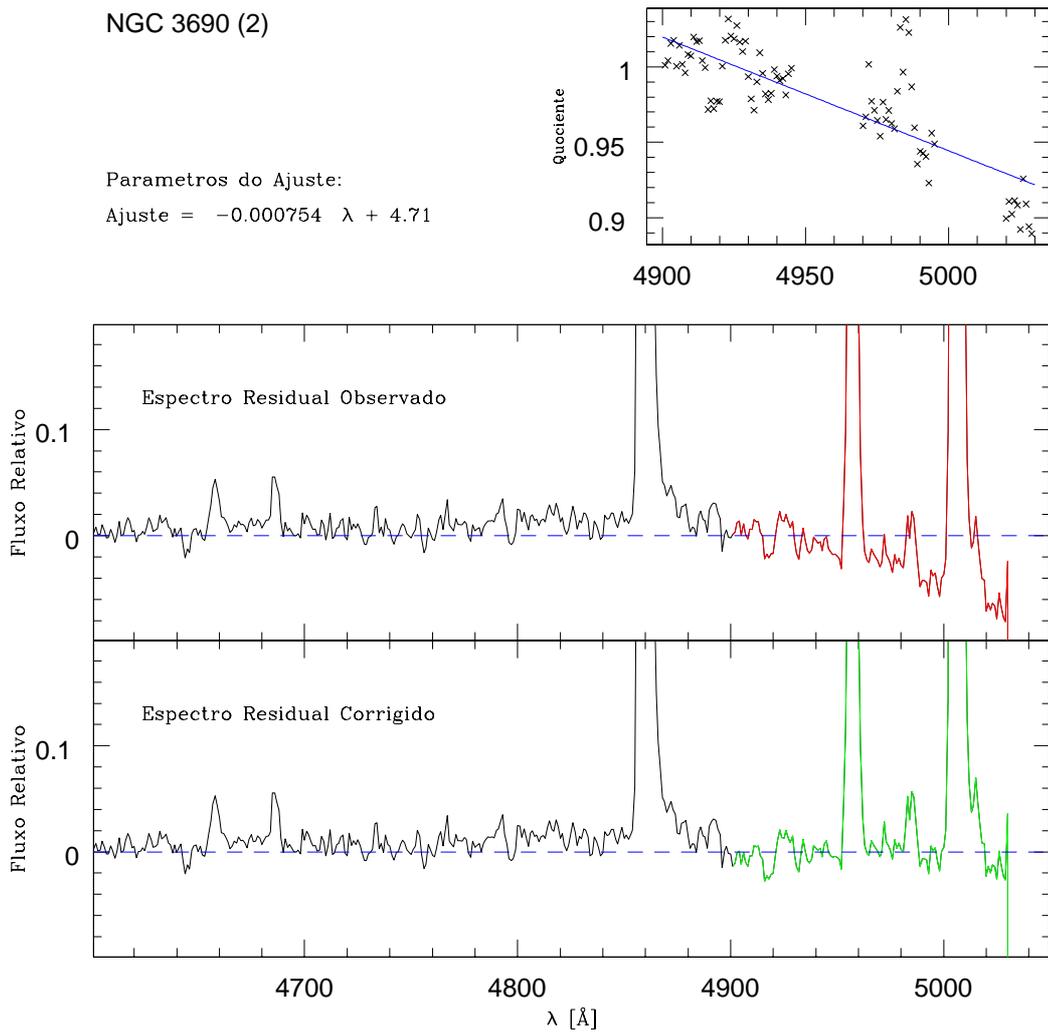


Fig. 7.15: Correção para o fluxo acima de 4900 Å para a galáxia NGC 3690 (1). Ver Figura 7.13.

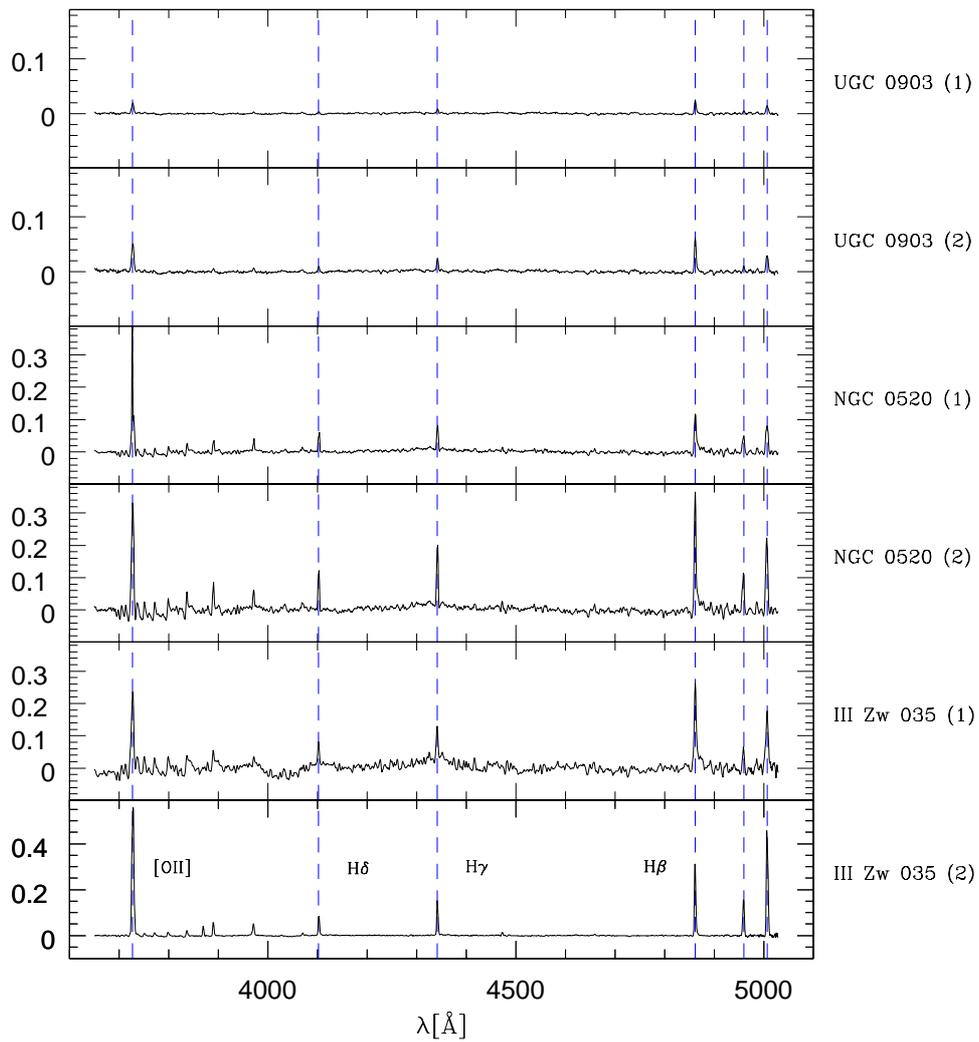


Fig. 7.16: Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas. As principais linhas de emissão medidas estão indicadas. As duas linhas a direita de $H\beta$ são respectivamente as linhas do [OIII] em 4959 e 5007 Å.

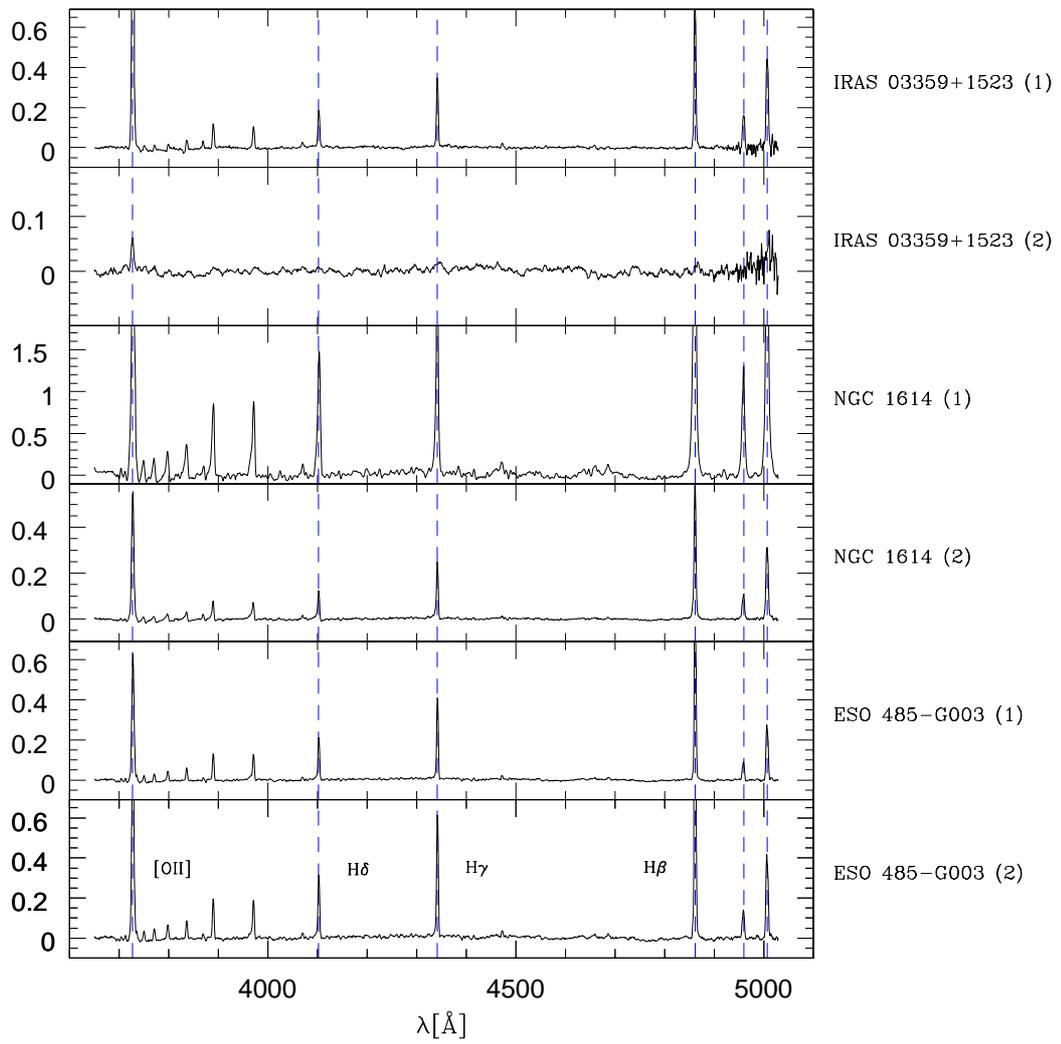


Fig. 7.17: Espectro residual para as galáxias indicadas. Ver Figura 7.16.

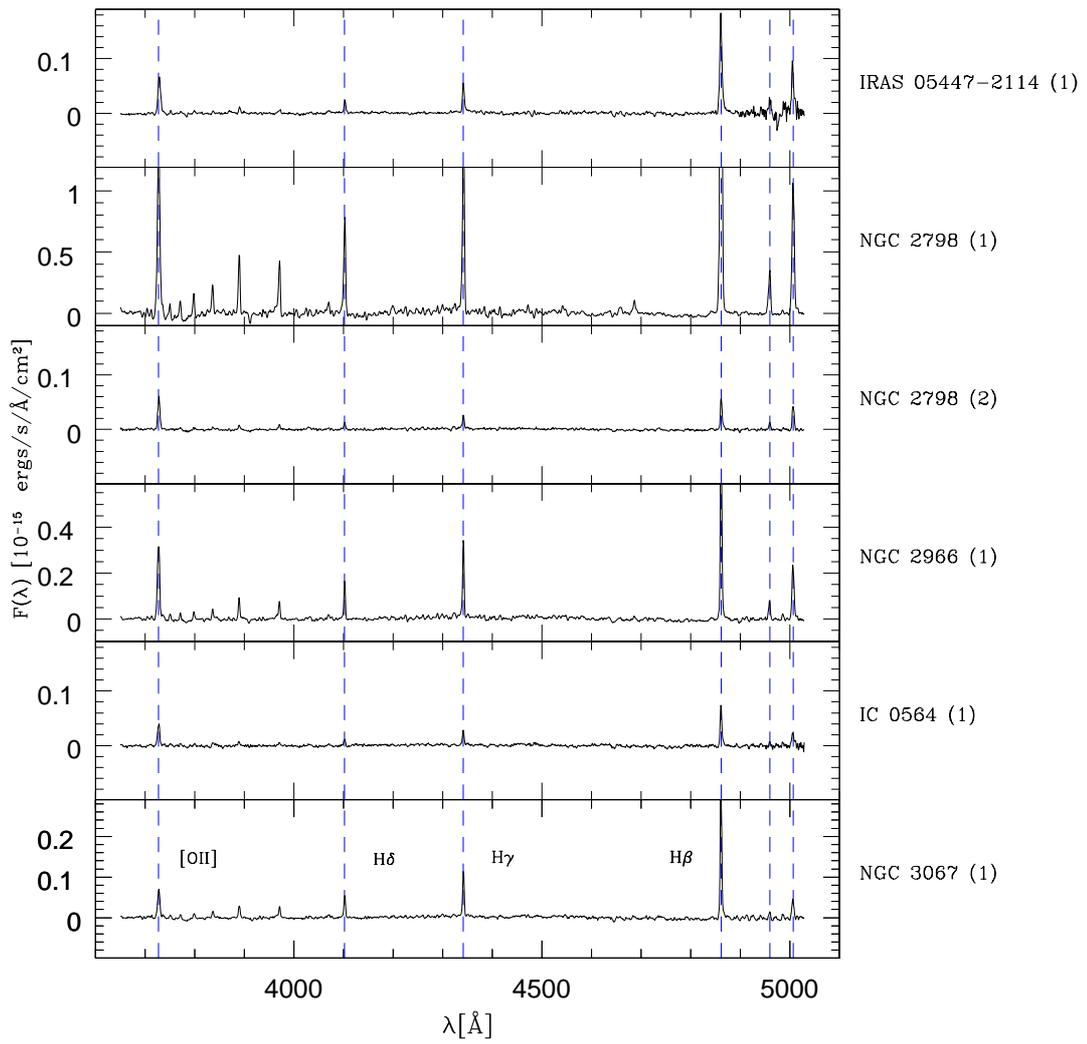


Fig. 7.18: Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas. Ver Figura 7.16.

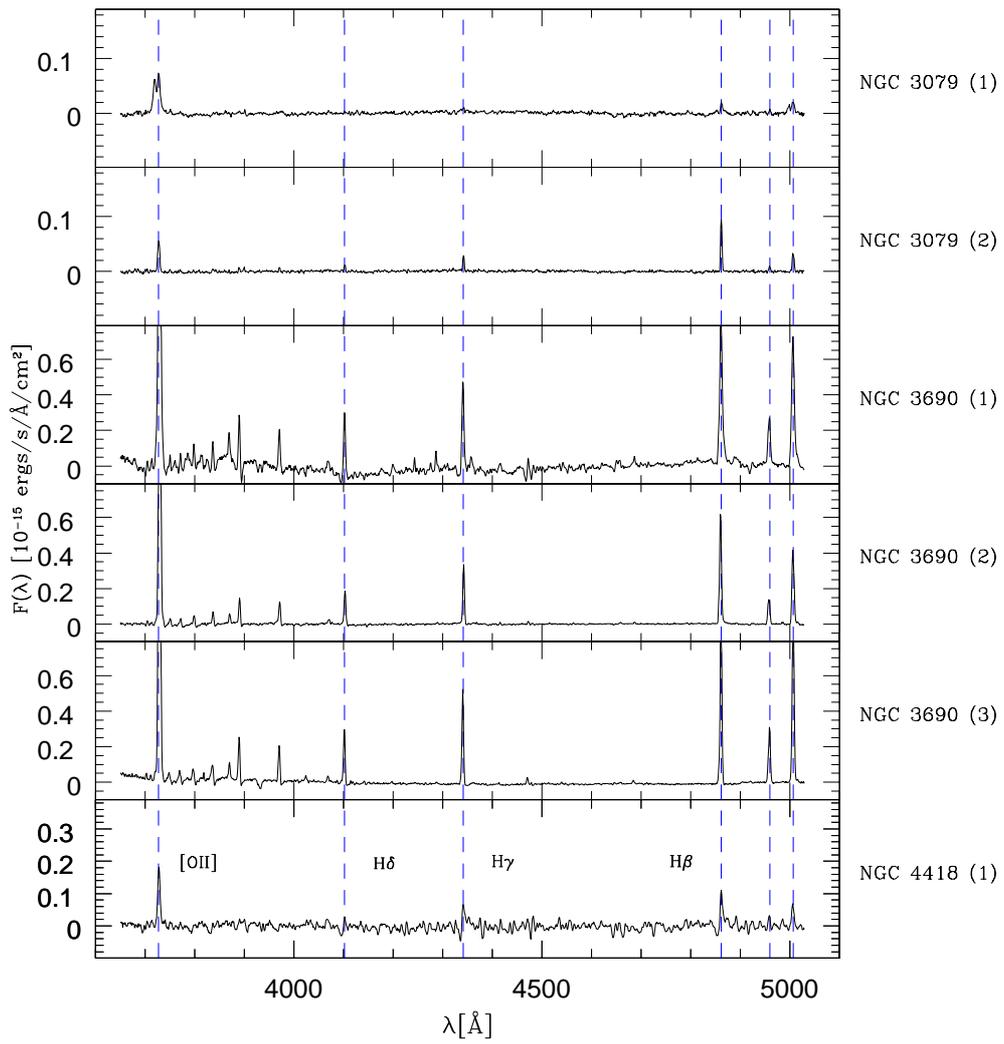


Fig. 7.19: Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas. Ver Figura 7.16.

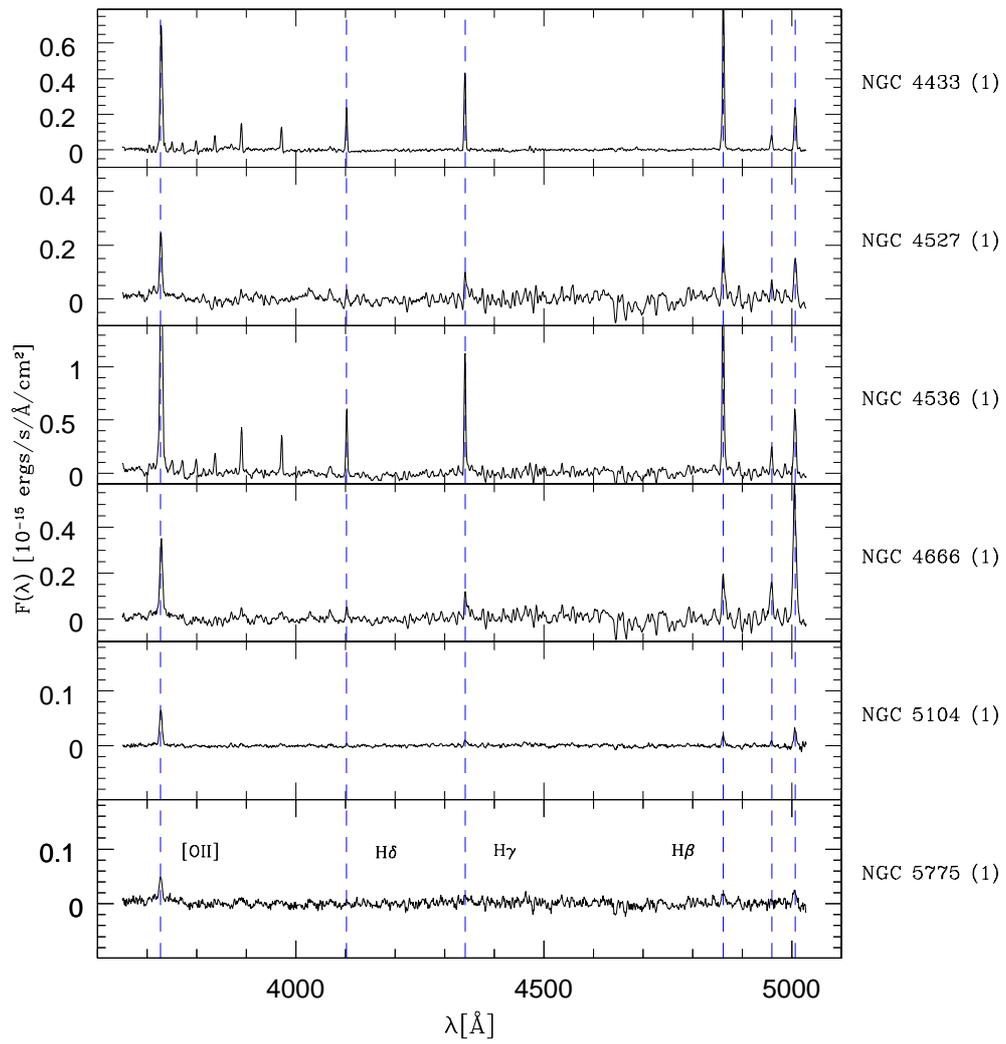


Fig. 7.20: Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas. Ver Figura 7.16.

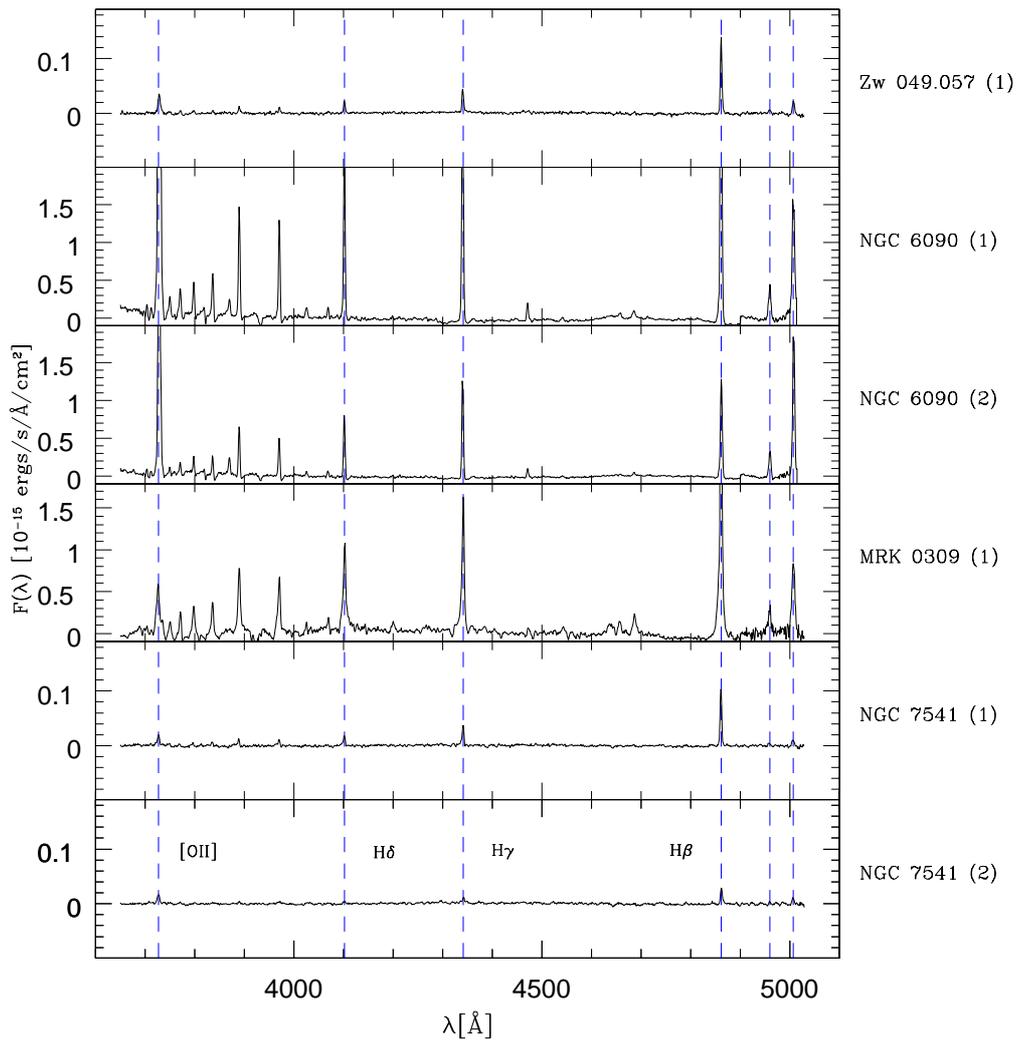


Fig. 7.21: Espectro residual para o lado azul das galáxias indicadas. Ver Figura 7.16.

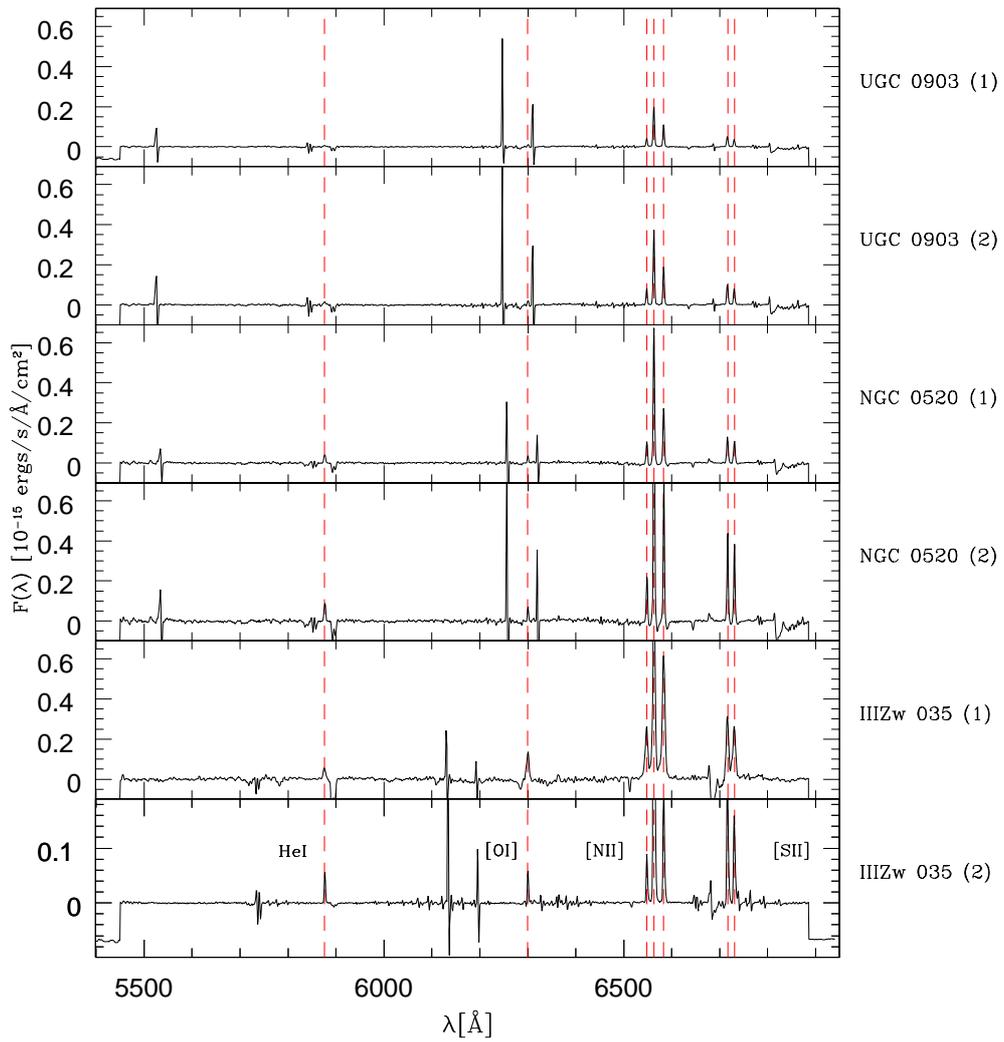


Fig. 7.22: Espectros residuais para o lado vermelho das galáxias indicadas. Algumas das principais linhas de emissão medidas estão indicadas.

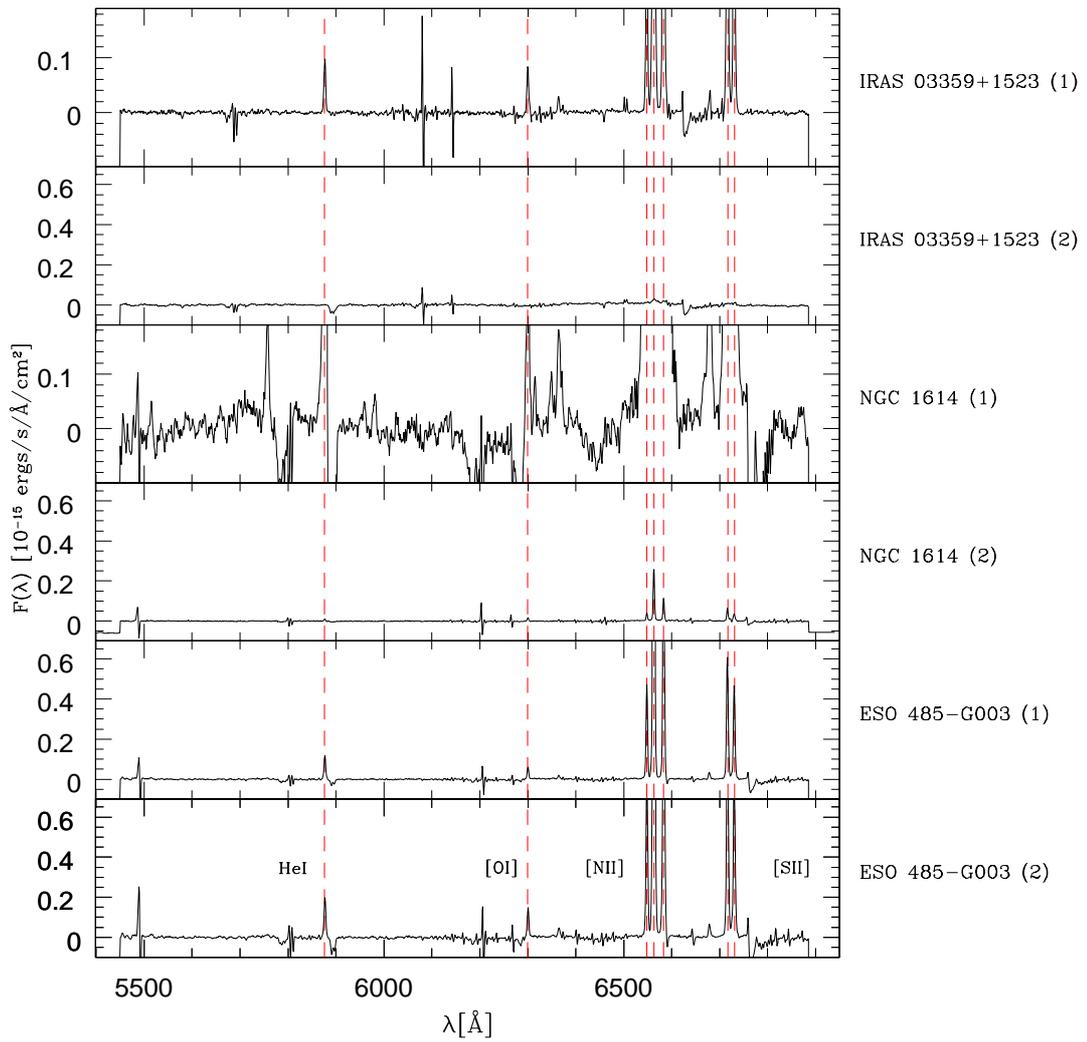


Fig. 7.23: Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas. Ver Figura 7.22.

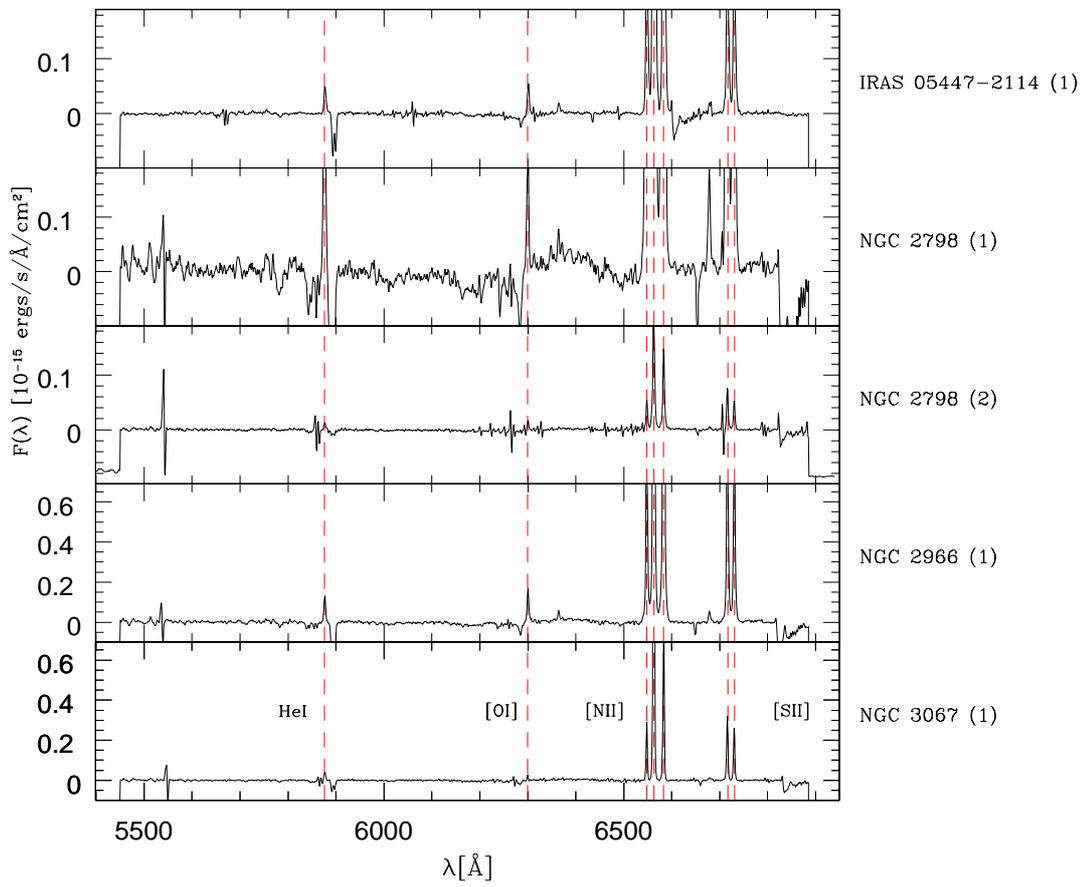


Fig. 7.24: Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas. Ver Figura 7.22.

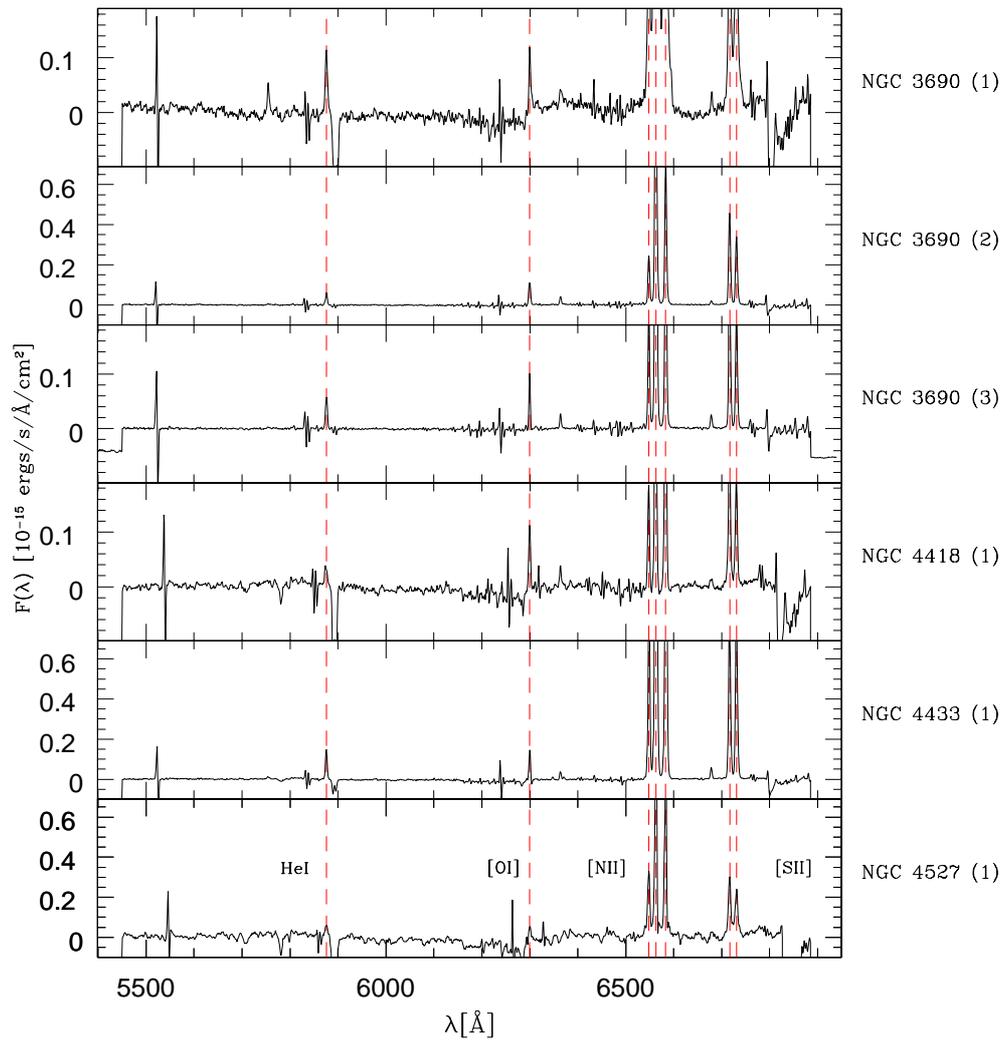


Fig. 7.25: Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas. Ver Figura 7.22.

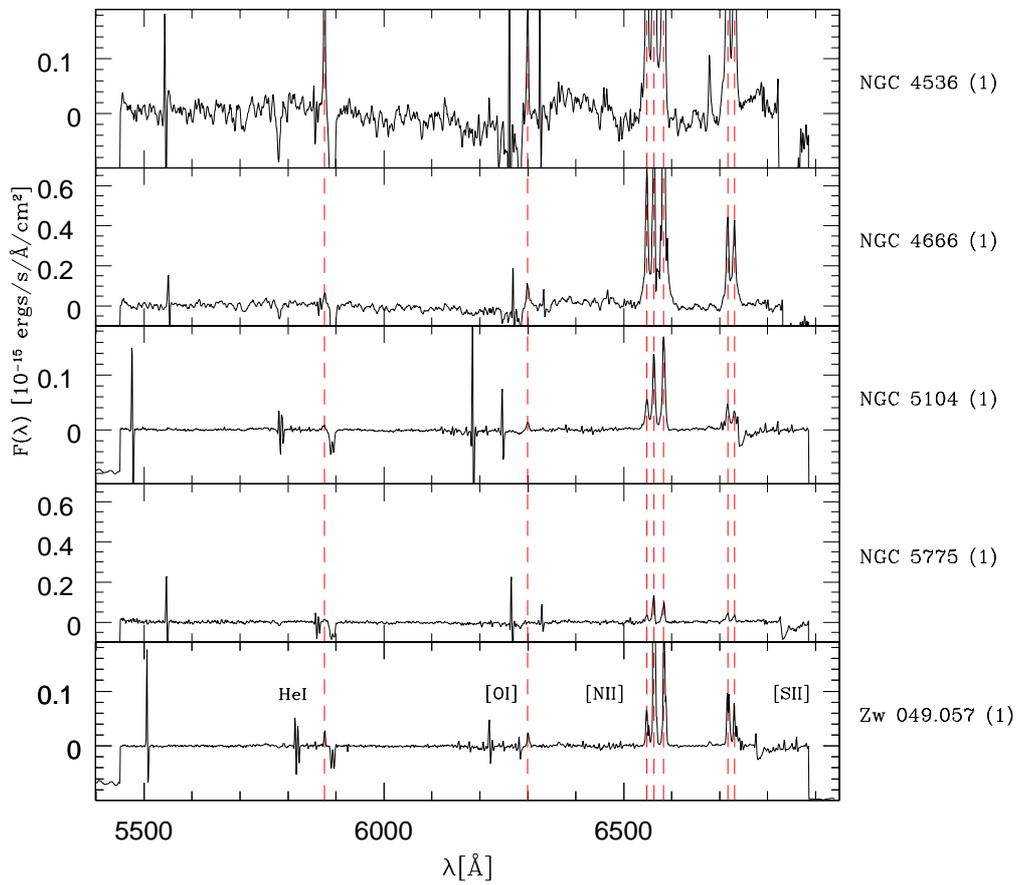


Fig. 7.26: Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas. Ver Figura 7.22.

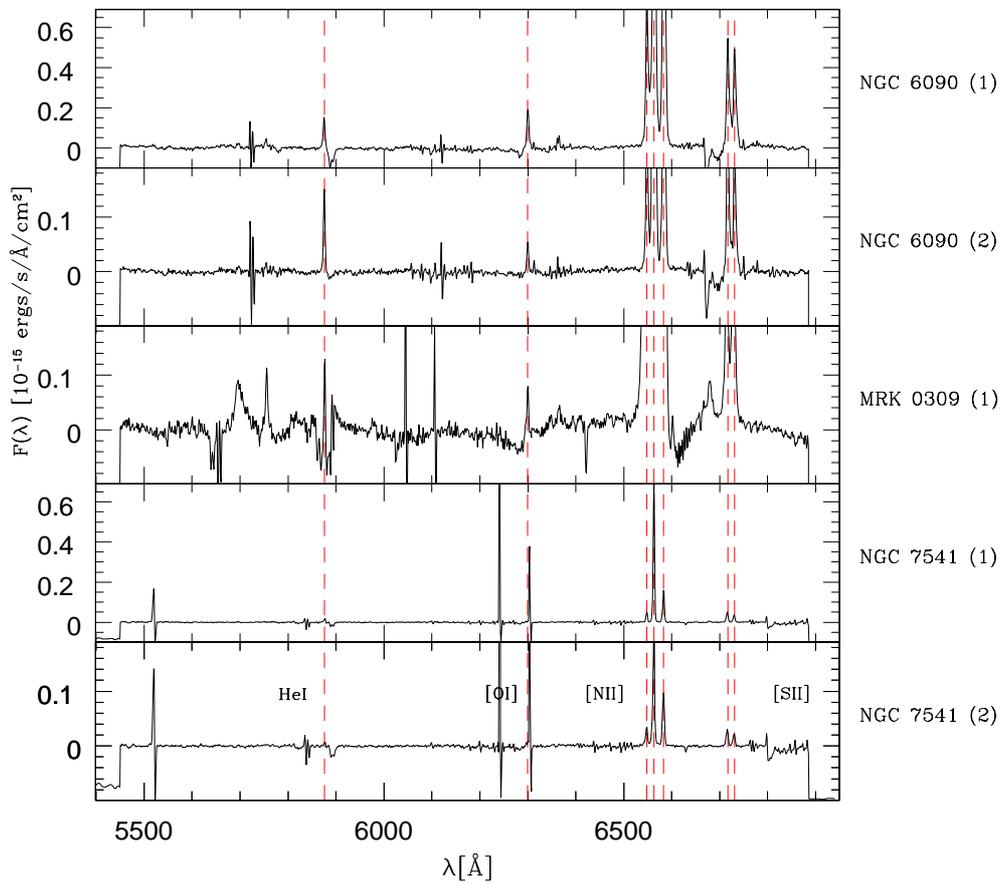


Fig. 7.27: Espectro residual para o lado vermelho das galáxias indicadas. Ver Figura 7.22.

Capítulo 8

Análise das Linhas de Emissão no Ótico

No capítulo 7 vimos que a síntese é capaz de caracterizar as galáxias da amostra através da idade das populações estelares que predominam em cada uma delas. Outro resultado muito importante são os espectros residuais fornecidos pela síntese.

O objetivo deste capítulo é estudar as propriedades nebulares das galáxias da nossa amostra. Para isso vamos medir as linhas de emissão nos espectros residuais e através delas derivar as propriedades do gás, seus mecanismos de excitação, extinção nebulosa e metalicidade.

8.1 Medidas das Linhas de Emissão

Para medir as linhas de emissão, vamos empregar os espectros residuais (R_λ) dos lados azul e vermelho, apresentados em detalhes na seção 7.5, pois eles são livres das absorções subjacentes de origem estelar.

As linhas foram medidas utilizando-se a tarefa SPLOT do IRAF. O que fizemos foi simplesmente integrar o fluxo na linha através de janelas definidas visualmente. Em poucas galáxias (por exemplo: MRK 0309, NGC 1614 e outras) as linhas do [NII] $\lambda 6548, 6583 \text{ \AA}$ e $H\alpha \lambda 6563 \text{ \AA}$ estavam justapostas. Nestes casos, utiliza-se a técnica de *deblend*, uma opção da tarefa SPLOT que permite facilmente separar linhas justapostas. Entretanto, para esta amostra, a diferença nos fluxos medidos com e sem a opção *deblend* não ultrapassa $\sim 2\%$. Nas tabelas 8.1 e 8.2 mostramos as linhas medidas bem como seus respectivos erros (σ).

Estimamos o erro nos fluxos das linhas propagando os erros em R_λ para os erros nos fluxos integrados F :

$$F = \sum_{\lambda} R_{\lambda} \Delta\lambda \quad (8.1)$$

$$\sigma^2(F) = \sum_{\lambda} \left(\frac{dF}{dR_{\lambda}} \right)^2 \sigma^2(R_{\lambda}) \quad (8.2)$$

$$\sigma^2(F) = \sum_{\lambda} \Delta\lambda^2 \sigma^2(R_{\lambda}) \quad (8.3)$$

Linhas Medidas no Ótico (lado azul)								
#	Galáxia	[OII]	$H\delta$	$H\gamma$	$H\beta$	[OIII]	[OIII]	σ
		3727	4102	4341	4861	4959	5007	
1	UGC 0903 (1)	0.11	0.03	0.028	0.13	0.03	0.08	0.01
2	UGC 0903 (2)	0.28	0.06	0.098	0.31	0.05	0.15	0.02
3	NGC 0520 (1)	1.45	0.22	0.30	0.61	0.26	0.45	0.06
4	NGC 0520 (2)	2.15	0.48	0.76	1.81	0.49	1.11	0.10
5	III Zw 035 (1)	1.41	0.29	0.43	1.71	0.40	1.22	0.12
6	III Zw 035 (2)	3.01	0.32	0.52	1.25	0.59	1.65	0.01
7	IRAS 03359+1523 (1)	6.65	0.84	1.58	3.91	0.84	2.16	0.05
8	IRAS 03359+1523 (2)	0.41	—	—	—	—	—	—
9	NGC 1614 (1)	26.48	10.40	16.49	38.35	8.93	26.04	0.32
10	NGC 1614 (2)	3.41	0.66	1.15	2.98	0.59	1.77	0.03
11	ESO 485-G003 (1)	3.72	1.04	1.79	4.44	0.44	1.30	0.03
12	ESO 485-G003 (2)	5.32	1.47	2.85	6.55	0.67	2.13	0.06
13	IRAS 05447-2114 (1)	0.46	0.10	0.28	1.03	0.16	0.43	0.03
14	NGC 2798 (1)	9.73	4.12	7.13	18.81	1.69	5.62	0.19
15	NGC 2798 (2)	0.29	0.06	0.12	0.30	0.05	0.19	0.02
16	NGC 2966 (1)	1.92	0.67	1.33	3.77	0.33	1.21	0.06
17	IC 0564 (1)	0.23	0.06	0.13	0.34	0.03	0.18	0.02
18	NGC 3067 (1)	0.43	0.23	0.46	1.39	0.08	0.25	0.03
19	NGC 3079 (1)	1.01	0.14	0.04	0.02	0.05	0.19	0.03
20	NGC 3079 (2)	0.30	0.05	0.10	0.37	0.04	0.14	0.01
21	NGC 3690 (1)	12.59	1.86	2.63	5.52	1.40	4.84	0.24
22	NGC 3690 (2)	8.22	0.83	1.45	3.00	0.65	1.96	0.03
23	NGC 3690 (3)	11.70	1.38	2.22	4.31	1.39	4.25	0.05
24	NGC 4418 (1)	1.03	0.17	0.39	1.02	0.20	0.45	0.13
25	NGC 4433 (1)	3.97	0.95	1.82	4.19	0.37	1.10	0.04
26	NGC 4527 (1)	1.33	0.29	0.56	1.27	0.36	1.06	0.24
27	NGC 4536 (1)	14.42	2.61	4.72	10.60	1.14	3.06	0.30
28	NGC 4666 (1)	2.22	0.40	0.67	1.73	1.22	4.51	0.32
29	NGC 5104 (1)	0.40	0.03	0.07	0.13	0.04	0.21	0.03
30	NGC 5775 (1)	0.26	0.03	0.09	0.07	0.17	0.27	0.08
31	Zw 049.057 (1)	0.22	0.09	0.179	0.57	0.03	0.11	0.01
32	NGC 6090 (1)	54.25	9.41	16.29	32.82	2.61	9.69	0.36
33	NGC 6090 (2)	20.66	3.43	5.55	6.19	2.00	8.05	0.17
34	MRK 0309 (1)	5.28	7.00	9.42	21.59	1.88	5.99	0.41
35	NGC 7541 (1)	0.11	0.10	0.172	0.45	0.04	0.06	0.01
36	NGC 7541 (2)	0.11	0.03	0.067	0.16	0.03	0.06	0.02

Tab. 8.1: Tabela das linhas medidas nos espectros óticos no **lado azul**. Todos os fluxos estão em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Foi impossível identificar a maioria das linhas para a galáxia IRAS 03359+1523 (2) por se tratar de uma extração bastante fraca.

Linhas Medidas no Ótico (lado vermelho)									
#	Galáxia	HeI	[OI]	[NII]	$H\alpha$	[NII]	[SII]	[SII]	σ
		5876	6300	6548	6563	6584	6717	6731	
1	UGC 0903 (1)	0.04	0.05	0.14	0.75	0.38	0.21	0.15	0.02
2	UGC 0903 (2)	0.11	0.11	0.28	1.37	0.75	0.41	0.31	0.04
3	NGC 0520 (1)	0.19	0.11	0.47	2.56	1.23	0.54	0.48	0.03
4	NGC 0520 (2)	0.37	0.24	0.87	6.08	2.58	1.47	1.28	0.06
5	III Zw 035 (1)	0.36	0.86	1.85	6.03	4.79	2.11	2.20	0.06
6	III Zw 035 (2)	0.18	0.17	0.34	4.80	0.91	0.99	0.77	0.01
7	IRAS 03359+1523 (1)	0.45	0.42	1.53	15.62	5.23	3.20	2.53	0.03
8	IRAS 03359+1523 (2)	—	—	—	—	—	—	—	—
9	NGC 1614 (1)	7.69	2.87	58.70	251.70	198.70	19.54	24.16	0.29
10	NGC 1614 (2)	0.04	0.06	0.14	0.97	0.44	0.27	0.16	0.03
11	ESO 485-G003 (1)	0.55	0.22	1.84	18.15	6.25	2.79	2.14	0.05
12	ESO 485-G003 (2)	0.99	0.61	3.91	34.04	11.31	5.87	4.53	0.10
13	IRAS 05447-2114 (1)	0.27	0.29	2.00	12.10	6.86	2.01	1.81	0.03
14	NGC 2798 (1)	2.87	1.10	15.08	98.91	48.77	12.72	12.25	0.24
15	NGC 2798 (2)	0.08	0.05	0.20	1.12	0.67	0.32	0.24	0.03
16	NGC 2966 (1)	0.64	0.68	4.85	24.49	15.19	5.15	4.55	0.09
17	IC 0564 (1)	—	—	—	—	—	—	—	—
18	NGC 3067 (1)	0.19	0.08	0.99	9.01	3.07	1.19	0.99	0.04
19	NGC 3079 (1)	—	—	—	—	—	—	—	—
20	NGC 3079 (2)	—	—	—	—	—	—	—	—
21	NGC 3690 (1)	0.68	0.50	2.60	19.74	7.74	2.82	3.18	0.10
22	NGC 3690 (2)	0.29	0.57	1.13	8.86	3.65	2.55	1.87	0.05
23	NGC 3690 (3)	0.29	0.35	0.98	8.23	3.03	1.53	1.13	0.03
24	NGC 4418 (1)	0.13	0.60	0.90	3.52	3.26	1.44	1.10	0.07
25	NGC 4433 (1)	0.67	0.57	4.65	28.54	14.20	4.79	4.85	0.08
26	NGC 4527 (1)	0.33	0.50	1.64	5.55	4.29	2.55	2.41	0.12
27	NGC 4536 (1)	1.35	1.03	6.78	33.30	19.93	7.12	5.97	0.12
28	NGC 4666 (1)	0.25	0.71	5.61	7.03	15.94	4.12	4.60	0.12
29	NGC 5104 (1)	0.04	0.11	0.48	0.99	1.29	0.25	0.17	0.02
30	NGC 5775 (1)	0.07	0.04	0.18	0.67	0.58	0.26	0.17	0.04
31	Zw 049.057 (1)	0.10	0.13	0.46	3.48	1.49	0.60	0.27	0.02
32	NGC 6090 (1)	0.83	1.00	5.32	21.87	15.00	4.71	3.96	0.06
33	NGC 6090 (2)	0.77	0.25	1.88	15.02	5.39	2.21	1.87	0.04
34	MRK 0309 (1)	0.85	0.48	26.17	79.17	60.57	2.97	4.17	0.15
35	NGC 7541 (1)	0.09	0.72	0.22	2.63	0.72	0.25	0.19	0.03
36	NGC 7541 (2)	0.04	0.03	0.20	0.99	0.55	0.17	0.13	0.02

Tab. 8.2: Tabela das linhas medidas nos espectros óticos no **lado vermelho**. Todos os fluxos estão em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Não é possível identificar linha alguma no espectro vermelho da galáxia IRAS 03359+1523 (2). As galáxias NGC 3079 e IC 0564 não foram observadas no lado vermelho do ótico.

$$\sigma^2(F) = N\epsilon^2\Delta\lambda^2 \quad (8.4)$$

Desta forma, chegamos à seguinte equação para o erro nas linhas:

$$\sigma(F) = (W\Delta\lambda)^{1/2}\epsilon \quad (8.5)$$

onde N é o número de pontos independentes na linha, W é a largura da janela de integração, $\Delta\lambda$ é a resolução espectral e ϵ é uma medida do ruído em R_λ . Para estimar ϵ medimos o rms em janelas centradas em 4250 Å e 4920 Å no lado azul e centradas em 6500 Å e 6636 Å no lado vermelho. Quanto a W , assumimos uma janela entre $\pm 3\sigma_G$ em torno da linha, onde σ_G é a largura da linha obtida por ajuste de uma Gaussiana. A receita de erros descrita acima é utilizada tanto no lado azul quanto no lado vermelho, bastando utilizar os valores correspondentes.

Nas seções seguintes descrevemos os principais resultados da análise das linhas de emissão.

8.2 Diagramas de Diagnóstico: Fontes de Ionização do Gás

O método clássico para se estudar o tipo de atividade nuclear dominante em uma galáxia é através de diagramas de diagnóstico. Normalmente são graficadas duas razões de linhas sensíveis às condições físicas do gás e à natureza da fonte ionizante. O mecanismo dominante responsável pela ionização do gás pode ser estelar como em regiões HII e Starbursts, ou não estelar, característico de núcleos ativos de galáxias (AGNs), como quasares, núcleos Seyfert e LINERs¹.

Para caracterizar a fonte ionizante das galáxias de nossa amostra vamos utilizar os diagramas encontrados em Veilleux & Osterbrock (1987) (de agora em diante VO87), originalmente propostos por Baldwin, Phillips & Terlevich (1981) (de agora em diante BPT81). Estes autores definem regiões nestes diagramas que definem diferentes mecanismos de ionização sendo que as razões de linhas demonstram a fonte da ionização: choques, AGNs ou estrelas dos tipos O e B, características de regiões com formação estelar. Modelos de fotoionização e choques ajudam a definir os limites onde um determinado mecanismo passa a prevalecer no espectro de uma galáxia (Kewley *et al.* 2001).

Neste trabalho vamos considerar os seguintes diagramas de diagnóstico:

1. $[OIII] \lambda 5007 / H\beta \lambda 4861$ contra $[NII] \lambda 6584 / H\alpha \lambda 6563$
2. $[OIII] \lambda 5007 / H\beta \lambda 4861$ contra $[OI] \lambda 6300 / H\alpha \lambda 6563$
3. $[OIII] \lambda 5007 / H\beta \lambda 4861$ contra $([SII] \lambda 6717 + [SII] \lambda 6731) / H\alpha \lambda 6563$

Todos estes diagramas podem ser encontrados em VO87 e são pouco sensíveis à extinção. Abaixo descrevemos brevemente as razões de linhas consideradas nestes diagramas e os mecanismos de ionização indicados por elas:

¹ LINERs é a sigla em Inglês correspondente a *Low Ionization Nuclear Emission Region*. Ver Heckman *et al.* (1981).

1. A razão das linhas $[OIII] \lambda 5007 / H\beta \lambda 4861$, proposta por BPT81, representa o estado da excitação do gás, pois para a criação do OIII é necessária a ionização do OII por fótons com energia superior a 35 eV. Estes fótons são abundantes no contínuo ionizantes de AGNs, e mais raros no espectro estelar (Krolik 1999). Esta razão de linhas também é sensível à metalicidade do gás, pois o Oxigênio é um dos principais resfriadores do gás. Aumentando a metalicidade do gás, este resfria-se mais rápido e isto diminui a relação $[OIII]/H\beta$.
2. A razão das linhas $[NII] \lambda 6584 / H\alpha \lambda 6563$ representa a região de baixa ionização (potencial de ionização do NI é $\sim 14,5$ eV). Esta razão de linha também foi proposta por BPT e a única possível desvantagem é que a linha de $[NII]$ pode estar justaposta à linha $H\alpha$, problema que não afeta nossos dados.
3. A razão das linhas $[OI] \lambda 6300 / H\alpha \lambda 6563$ mede a profundidade ótica do gás emissor. Ambos OI e HI possuem potenciais de ionização semelhantes, mas o OI é originado na região de ionização parcial. Com a diminuição da profundidade ótica, esta razão de linha tende a diminuir uma vez que diminui também a região parcialmente ionizada (Krolik 1999). Em AGNs esta região parcialmente ionizada é grande, principalmente devido ao alto poder de penetração dos raios X oriundos da fonte central, favorecendo a produção do OI.
4. A razão de linhas $[SII] \lambda 6717 + [SIII] \lambda 6731 / H\alpha \lambda 6563$ representa também a região de baixa ionização uma vez que o potencial de ionização do SI é 10,4 eV. Entretanto, o $[SII]$ é produzido preferencialmente na região parcialmente ionizada (VO87). Esta região é bastante estendida em objetos com grande fração de fótons de alta energia (AGNs), mas ausente em objetos ionizados por estrelas O e B (starbursts). Desta forma, esta razão de linhas também é sensível à profundidade ótica do gás, e deve decrescer à medida que diminui a profundidade ótica do gás emissor.

Como dissemos estes diagramas são pouco sensíveis à extinção nebular intrínseca pois levam em conta linhas próximas em comprimento de onda, minimizando as diferenças de extinção entre as linhas consideradas. Nas Figuras 8.1, 8.2 e 8.3 mostramos a localização de nossas galáxias nos três diagramas descritos acima.

Na Figura 8.1 graficamos a razão $[OIII] \lambda 5007 / H\beta \lambda 4861$ contra $[NII] \lambda 6584 / H\alpha \lambda 6563$. Neste diagrama representamos as galáxias (ou extrações) que apresentam a saliência WR por quadrados azuis e as galáxias sem qualquer indício de serem WR por triângulos vermelhos. As barras de erros foram estimadas através de propagação simples dos erros nas linhas e estão mostradas nas figuras. Vemos que a grande maioria das nossas galáxias estão localizadas na região pertencente a regiões HII e galáxias Starbursts, segunda as definições de VO87 (linha verde, contínua) e Kewley *et al.* (2001) (curva azul, traçada), cuja equação mostramos abaixo:

$$\log \left(\frac{[OIII] \lambda 5007}{H\beta \lambda 4861} \right) = \frac{0.61}{\log([NII] \lambda 6584 / H\alpha \lambda 6563) - 0.47} + 1.19 \quad (8.6)$$

Para classificar nossas galáxias como starbursts utilizamos a curva de Kewley *et al.* (2001) pois esta parametrização leva em conta os modelos teóricos mais atuais.

Mostramos a curva de VO87 somente por referência, uma vez que nossas conclusões estão baseadas na curva teórica de Kewley *et al.* (2001). O mesmo é válido para as Figuras 8.2 e 8.3.

Na Figura 8.2 mostramos o diagrama $[OIII] \lambda 5007 / H\beta \lambda 4861$ contra $[OI] \lambda 6300 / H\alpha \lambda 6563$, seguindo a mesma convenção de cores da Figura 8.1, sendo que a curva (traçada) azul (traçada) de Kewley *et al.* (2001) é dada por:

$$\log \left(\frac{[OIII] \lambda 5007}{H\beta \lambda 4861} \right) = \frac{0.73}{\log([OI] \lambda 6300 / H\alpha \lambda 6563) + 0.59} + 1.19 \quad (8.7)$$

Novamente notamos que a maioria das galáxias está localizada na parte esquerda-inferior do diagrama, à esquerda das linhas verde (contínua) e azul (traçada): elas são claramente dominadas por formação estelar intensa. As galáxias localizadas à direita desta linha podem abrigar LINERs de baixo poder de ionização. Este resultado revela a característica dual dos LIRGs e ULIRGs, que podem abrigar múltiplos mecanismos de ionização (Sanders *et al.* 1998). Além disso existe o conhecido problema de que a razão observada de $[OI]/H\alpha$ tende a ser maior do que predizem os modelos. Ver por exemplo Stasinska, Leitherer & Schaerer (1999). Novamente, apenas a galáxia NGC 5775 aparece na região das Seyferts.

Por fim, na Figura 8.3 plotamos $[OIII] \lambda 5007 / H\beta \lambda 4861$ contra $([SII] \lambda 6717 + [SII] \lambda 6731) / H\alpha \lambda 6563$. Aqui também seguimos a mesma convenção de cores das 2 figuras anteriores. Desta vez a curva azul (traçada) (Kewley 2001) é representada por:

$$\log \left(\frac{[OIII] \lambda 5007}{H\beta \lambda 4861} \right) = \frac{0.72}{\log([SII]/H\alpha \lambda 6563) - 0.32} + 1.30 \quad (8.8)$$

onde $[SII]$ é a soma das duas linhas de Enxofre: $[SII] = [SII] \lambda 6717 + [SII] \lambda 6731$.

Neste último diagrama recuperamos um resultado idêntico às duas figuras anteriores e podemos ver que nossas galáxias estão localizadas novamente na parte esquerda-inferior do diagrama. Apenas 3 galáxias estão localizadas na região dos LINERs, com outras 2 exatamente na fronteira entre Starbursts e LINERs. Novamente a galáxia NGC 5775 está no domínio das Seyferts.

Nos três diagramas apenas uma de nossas galáxias (NGC 5775) foi consistentemente posicionada acima desta linha azul traçada, correspondente às galáxias Seyfert, embora não tenhamos encontrado no NED nenhum indício de que se trate realmente de uma Seyfert. Outra propriedade interessante é que a maioria das galáxias está preferencialmente localizada na parte esquerda-inferior do diagrama, na região característica das galáxias Starburst de alta metalicidade. Apenas algumas galáxias estão localizadas na região dos LINERs ou próximas da fronteira entre Starbursts e LINERs.

Estes resultados são interessantes pois esperávamos justamente obter uma amostra de LIRGs onde predominam starbursts de alta metalicidade de acordo com nosso critério de seleção discutido na seção 4.2. De modo geral, os três diagramas apontam que nossa amostra é dominada por galáxias cujo mecanismo de ionização predominante é o de formação estelar intensa, em especial Starbursts de alta metalicidade.

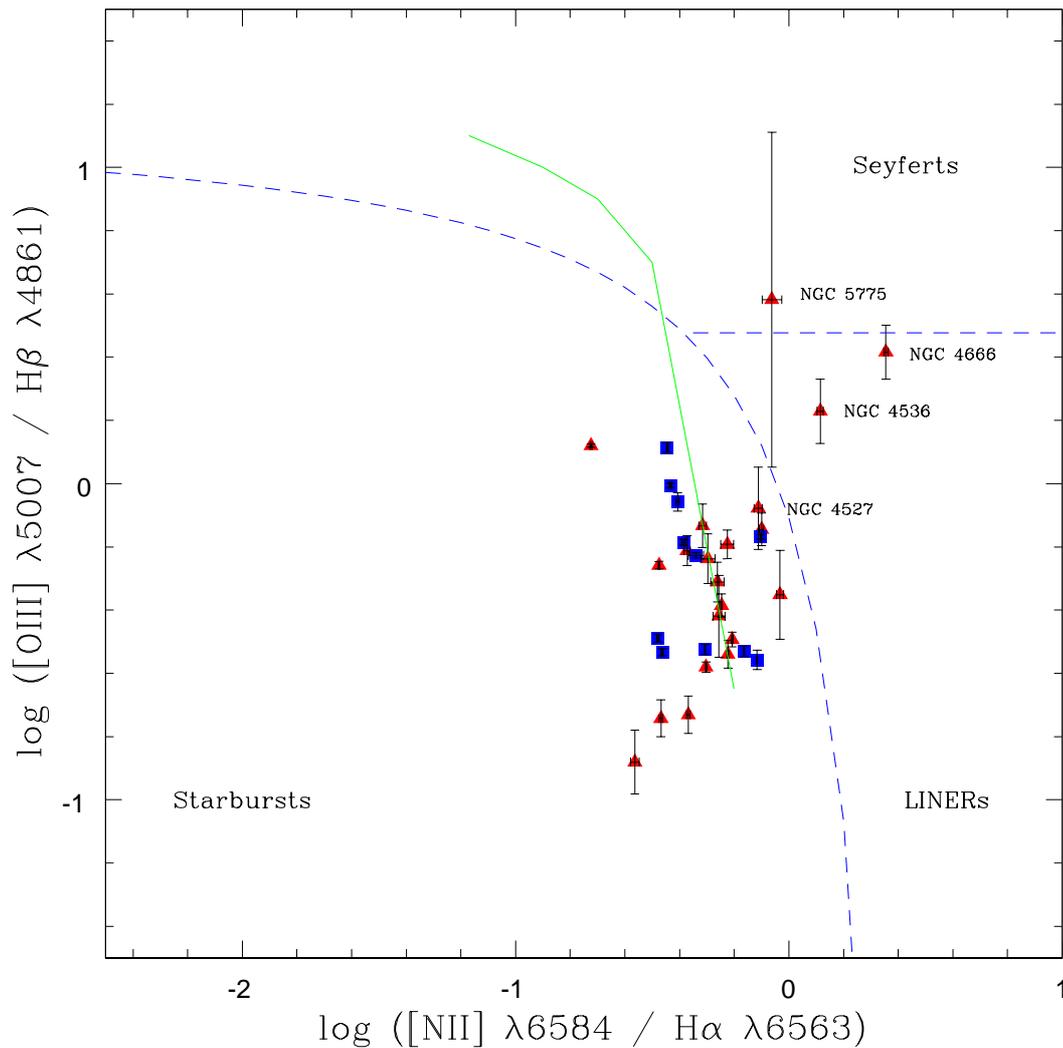


Fig. 8.1: Diagrama de diagnóstico $[OIII]/H-\beta$ vs. $[NII]/H-\alpha$ com as barras de erro. Neste diagrama vemos que nossas galáxias estão localizadas na parte centro-inferior, característica de regiões HII e galáxias Starburst de alta metalicidade. A linha contínua verde corresponde à separação entre AGNs e Starbursts de VO87. A linha tracejada azul corresponde à curva teórica de Kewley *et al.* (2001). Novamente, as galáxias WR são representadas por quadrados azuis e as demais por triângulos vermelhos. Identificadas pelo nome estão a única galáxia da amostra classificada como Seyfert, as que podem ser classificadas como LINERs ou as que estão perto da interface entre starbursts e LINERs.

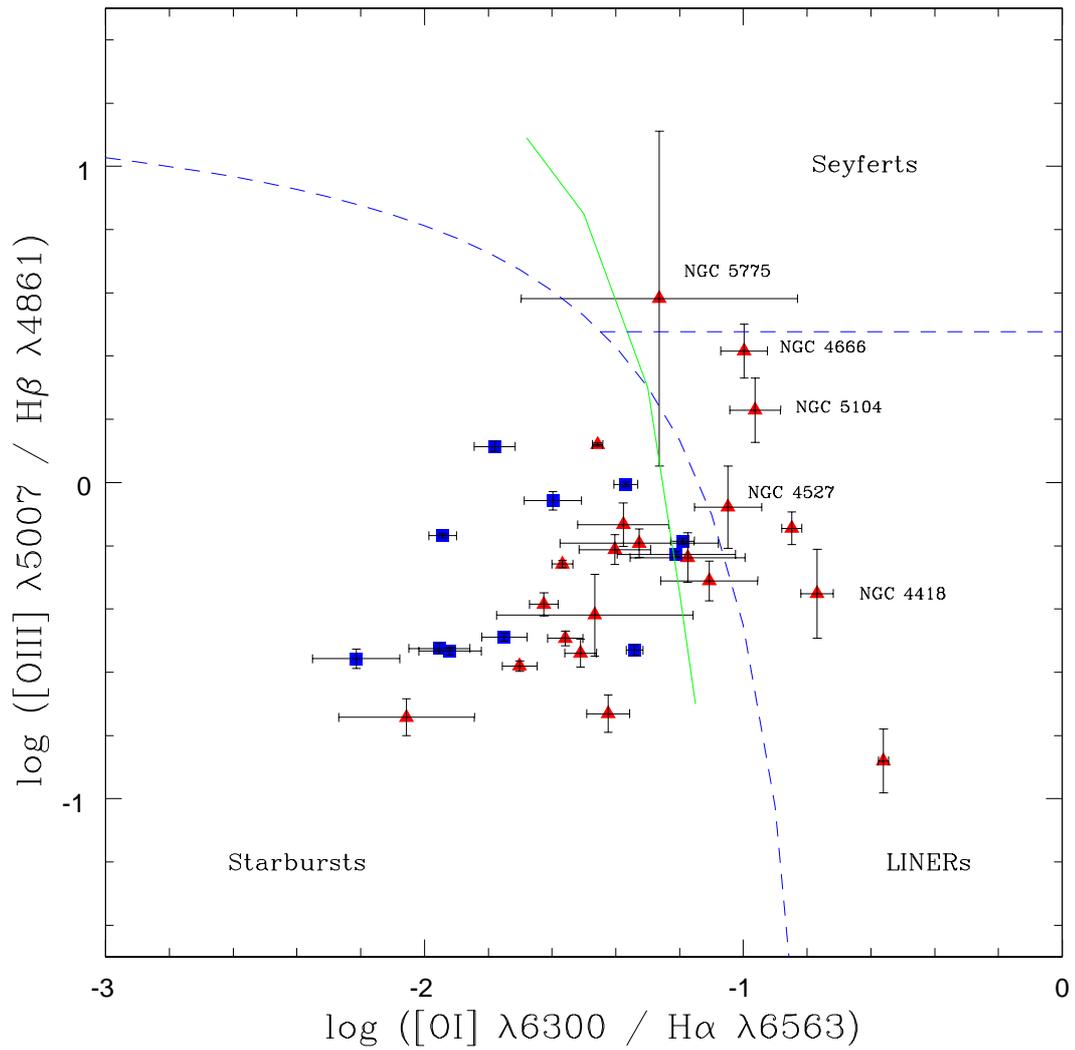


Fig. 8.2: Diagrama de diagnóstico [OIII]/H-β vs. [OI]/H-α com as barras de erro. Neste diagrama vemos também que nossas galáxias estão localizadas na parte centro-inferior, característica de regiões HII e galáxias Starburst de alta metalicidade. As linhas e definições de cores correspondem às mesmas do diagrama da Figura 8.1.

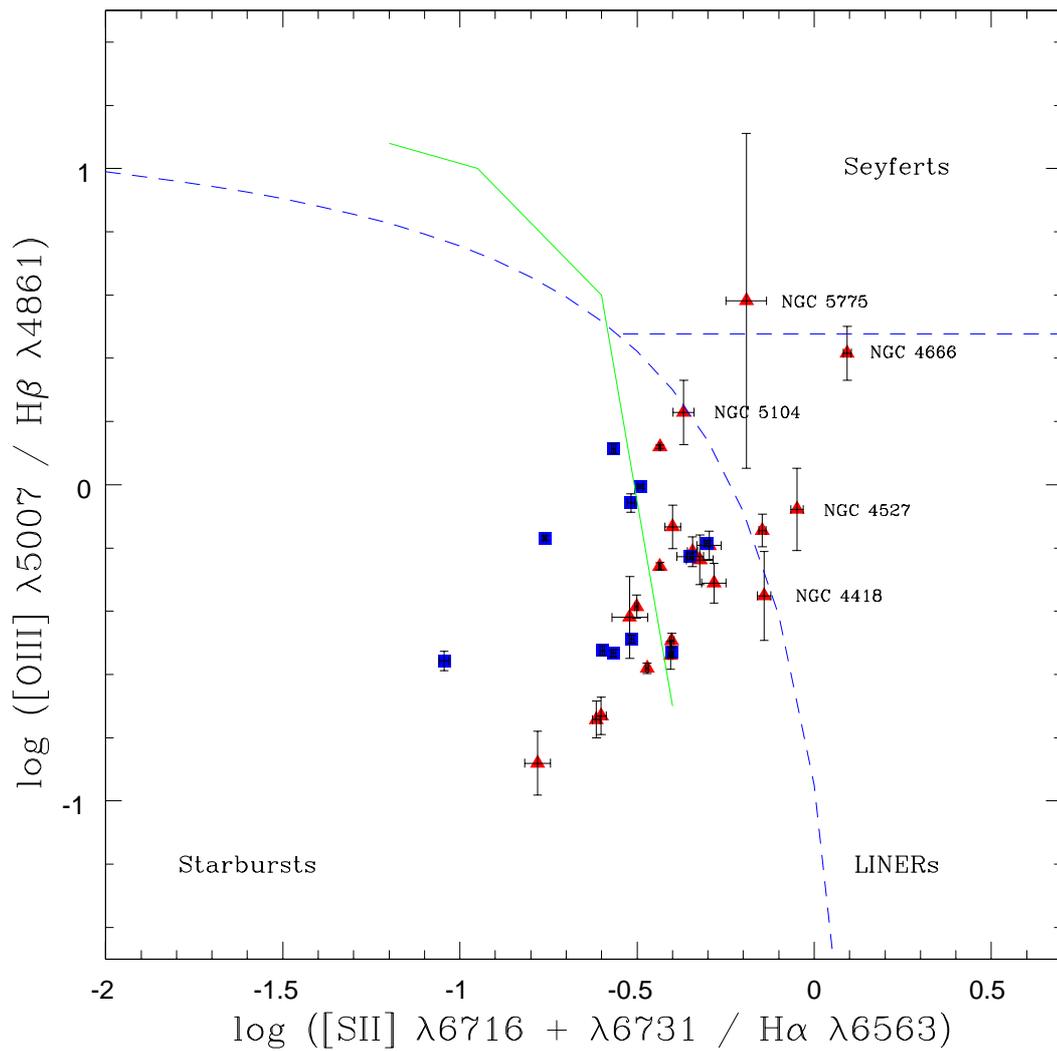


Fig. 8.3: Diagrama de diagnóstico $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ vs. $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$ com as barras de erro. Este diagrama, com as mesmas definições de cores dos dois anteriores apenas reforça os resultados dos dois diagramas acima. Novamente vemos que as galáxias da amostra são de fato dominadas por formação estelar intensa.

Outra conclusão é que existe uma pequena contribuição de AGNs de baixa ionização (LINERs) em nossa amostra.

Existe uma clara consistência entre os três diagramas pois as galáxias que aparecem no domínio dos LINERs ou na fronteira entre LINERs e Starbursts nos três diagramas são sempre as mesmas: NGC 4418, NGC 4527, NGC 5104 e NGC 4666. Além destas, as galáxias NGC 1614 e NGC 7541 aparecem como LINERs (ou muito próximas da interface entre Starbursts e LINERs) nos diagramas das Figuras 8.1 e 8.2 respectivamente. No NED, encontramos que as galáxias NGC 4527, NGC 5104 e NGC 4666 são de fato classificadas como LINERs.

O cenário proposto por Sanders (1988) para explicar a origem da alta luminosidade no infra-vermelho dos LIRGs e ULIRGs afirma que a fração de LINERs e Seyferts é função da luminosidade. Nossa amostra no ótico cobre a faixa de luminosidades $\log(L_{IR}/L_{\odot})$ entre 10.07 e 11.77, sendo a mediana da luminosidade igual $\log(L_{IR}/L_{\odot}) = 10.90$. A fração de LINERs+Seyferts que encontramos foi de: 7+1/24 ou $\sim 34\%$. Nossos resultados apontam uma excelente concordância com Veilleux *et al.* (1995), que encontram, para esta faixa de luminosidades, um fração esperada de LINERs+Seyferts igual a $\sim 35\%$.

Por fim, pelo consistente posicionamento na parte inferior esquerda das nossas galáxias nos três diagramas, **concluimos que estes objetos são galáxias Starburst de alta metalicidade**, conforme esperávamos pelo nosso critério de seleção. Chegaremos a esta mesma conclusão na seção 8.5, onde calculamos a metalicidade nebular destes objetos.

8.3 Cálculo da Extinção Nebular no Ótico

O método clássico de medir a extinção intrínseca que afeta as nuvens de formação estelar é através das linhas de recombinação do Hidrogênio. As razões intrínsecas destas linhas são conhecidas através da teoria de recombinação e pouco variam com as propriedades físicas do gás (Osterbrock 1987). Desta forma, pode-se utilizar razões de linha como $H\alpha/H\beta$, $H\beta/H\gamma$, etc. É evidente que a intensidade das linhas determina a precisão com que se pode calcular a extinção do gás. É por essa razão que sempre que possível deve-se preferir a utilização de linhas intrinsecamente mais fortes como $H\alpha$ e $H\beta$. Na prática entretanto, a presença da componente estelar em absorção nas linhas de Balmer torna o cálculo da extinção nebular muitas vezes incerto ou até mesmo inviável.

Neste trabalho adotamos, sempre que possível, a extinção obtida pela relação entre $H\alpha$ e $H\beta$, entretanto, para algumas galáxias da nossa amostra utilizamos a relação $H\beta/H\gamma$.

Sabemos, pela teoria da recombinação, que a razão entre as intensidades intrínsecas de $H\alpha$ e $H\beta$ é dada por:

$$F_{H\alpha}^{int}/F_{H\beta}^{int} = 2.87 \quad (8.9)$$

Entretanto o fluxo observado é menor do que o que realmente é emitido, devido à extinção. Considerando que a linha de $H\alpha$ sofra extinção $A_{H\alpha}$, podemos escrever o fluxo observado da seguinte forma:

$$F_{H\alpha}^{obs} = F_{H\alpha}^{int} 10^{-0.4A_{H\alpha}} \quad (8.10)$$

onde assumimos que a extinção é bem descrita por uma camada de poeira na linha de visada. Da mesma forma, o fluxo observado de $H\beta$, afetado pela extinção $A_{H\beta}$ pode ser escrito como:

$$F_{H\beta}^{obs} = F_{H\beta}^{int} 10^{-0.4A_{H\beta}} \quad (8.11)$$

A extinção em $H\alpha$ pode ser escrita como: $A_{H\alpha} = A_V(A_{H\alpha}/A_V) \equiv A_V q_{H\alpha}$. Analogamente, $A_{H\beta} = A_V q_{H\beta}$. Utilizando-se estas relações e dividindo a equação 8.10 pela equação 8.11, tirando-se o logarítmo e rearranjando os termos chegamos a:

$$A_V = \frac{-2.5}{(q_{H\alpha} - q_{H\beta})} \log \left(\frac{F_{H\alpha}^{obs}/F_{H\beta}^{obs}}{F_{H\alpha}^{int}/F_{H\beta}^{int}} \right) \quad (8.12)$$

A equação acima é idêntica para quaisquer outras combinações de linhas que se deseje utilizar, bastando é claro, utilizar os valores corretos da razão intrínseca das linhas consideradas, bem como os valores correspondentes da lei de avermelhamento.

Utilizaremos a lei de avermelhamento de Calzetti *et al.* (1994), a qual prevê $q_{H\alpha} = 0.8212$ e $q_{H\beta} = 1.135$. Substituindo-se estes valores e o valor intrínseco da relação $H\alpha/H\beta$ (equação 8.9) obtemos finalmente:

$$A_V = 7.97 \log \left(\frac{F_{H\alpha}^{obs}/F_{H\beta}^{obs}}{2.87} \right) \quad (8.13)$$

Utilizamos a equação acima para calcular a extinção nebulosa para cada uma de nossas galáxias. Para a maioria delas, utilizamos a razão $H\alpha/H\beta$, mas para algumas delas foi necessário utilizar a relação $H\beta/H\gamma$. A razão para isso é que para algumas galáxias (NGC3079 e IC0564) não obtivemos observações no lado vermelho, enquanto que para outras o ajuste entre os lados azul e vermelho do espectro ótico não foi tão perfeito. Em outros a extinção é quase impossível de ser calculada pois a componente estelar (em absorção) de $H\beta$ é muito forte e a componente nebulosa é muito fraca, mesmo no espectro residual. Este é o caso, por exemplo, de NGC 520.

Na tabela 8.3 mostramos os valores adotados da extinção para cada uma das galáxias bem como a explicação da razão de linhas escolhida.

Como vemos, em alguns casos os valores de A_V possuem grandes erros, refletindo as incertezas inerentes ao cálculo das extinções. Por isso, vamos evitar tirar conclusões que dependam fortemente da extinção nebulosa. Como veremos nas seções seguintes, é possível deduzir diversos parâmetros de interesse que não dependem fortemente da extinção.

Um produto direto do cálculo das extinções são as tabelas 8.4 e 8.5, onde mostramos as linhas de emissão no ótico (lados azul e vermelho respectivamente) corrigidas pelos efeitos da extinção. Esta correção é feita com o auxílio da tabela 8.3 e da equação 8.10 (devidamente adaptada para cada linha sendo considerada).

Além desses dados, listamos na tabela 8.6 as luminosidade de $H\beta$ e $H\alpha$ corrigidas pela extinção, obtidas a partir da familiar equação:

Extinção Nebular					
#	Galáxia Nome	Extinção Adotada	σ	Indicador	Observações
1	UGC 0903 (1)	2.35	0.33	$H\alpha/H\beta$	
2	UGC 0903 (2)	1.48	0.24	$H\alpha/H\beta$	
3	NGC 0520 (1)	1.32	0.33	$H\alpha/H\beta$	
4	NGC 0520 (2)	0.54	0.20	$H\alpha/H\beta$	
5	III Zw 035 (1)	0.72	0.24	$H\alpha/H\beta$	
6	III Zw 035 (2)	1.01	0.04	$H\alpha/H\beta$	
7	IRAS 03359+1523 (1)	1.15	0.05	$H\alpha/H\beta$	
8	IRAS 03359+1523 (2)	0.00	0.05	—	(b)
9	NGC 1614 (1)	2.86	0.03	$H\alpha/H\beta$	
10	NGC 1614 (2)	1.57	0.23	$H\beta/H\gamma$	(c)
11	ESO 485-G003 (1)	1.23	0.03	$H\alpha/H\beta$	
12	ESO 485-G003 (2)	2.05	0.03	$H\alpha/H\beta$	
13	IRAS 05447-2114 (1)	4.86	0.11	$H\alpha/H\beta$	
14	NGC 2798 (1)	2.09	0.04	$H\alpha/H\beta$	
15	NGC 2798 (2)	0.96	0.22	$H\alpha/H\beta$	
16	NGC 2966 (1)	2.83	0.06	$H\alpha/H\beta$	
17	IC 0564 (1)	1.69	1.19	$H\beta/H\gamma$	(a)
18	NGC 3067 (1)	2.83	0.08	$H\alpha/H\beta$	
19	NGC 3079 (1)	0.00	0.00	—	(a),(b)
20	NGC 3079 (2)	4.28	1.17	$H\beta/H\gamma$	(a)
21	NGC 3690 (1)	0.76	0.15	$H\alpha/H\beta$	
22	NGC 3690 (2)	0.10	0.04	$H\alpha/H\beta$	
23	NGC 3690 (3)	0.00	0.00	—	(d)
24	NGC 4418 (1)	0.65	0.46	$H\alpha/H\beta$	
25	NGC 4433 (1)	0.57	0.20	$H\beta/H\gamma$	(c)
26	NGC 4527 (1)	1.47	0.67	$H\alpha/H\beta$	
27	NGC 4536 (1)	0.31	0.10	$H\alpha/H\beta$	
28	NGC 4666 (1)	1.21	0.63	$H\alpha/H\beta$	
29	NGC 5104 (1)	3.47	0.70	$H\alpha/H\beta$	
30	NGC 5775 (1)	4.12	4.09	$H\alpha/H\beta$	
31	Zw 049.057 (1)	3.33	0.69	$H\beta/H\gamma$	(c)
32	NGC 6090 (1)	0.00	0.04	—	(d)
33	NGC 6090 (2)	0.00	0.10	—	(d)
34	MRK 0309 (1)	0.85	0.07	$H\alpha/H\beta$	
35	NGC 7541 (1)	2.50	0.11	$H\alpha/H\beta$	
36	NGC 7541 (2)	2.63	0.38	$H\alpha/H\beta$	

(a) Não dispomos do espectro vermelho: $H\alpha$ inexistente.

(b) Impossível calcular a extinção: lado azul apresenta absorção extrema.

(c) Existem inconsistências entre os lados azul e vermelho.

(d) Impossível determinar a extinção: imperfeições no contínuo desta galáxia.

Tab. 8.3: Tabela das extinções adotadas, indicadores escolhidos e os erros. Para a maioria das galáxias a razão $H\alpha/H\beta$ foi adotada. Apenas nos casos (a) e (c) foi necessário utilizar a razão $H\beta/H\gamma$.

$$L(H\beta) = 4\pi D^2 F^{int}(H\beta) \quad (8.14)$$

onde D é a distância até a galáxia.

Desta forma, dispomos de tabelas com os fluxos e as luminosidades corrigidas pela extinção nebulosa intrínseca.

8.3.1 Comparação entre Extinção Nebular e Extinção Estelar

É interessante comparar a extinção nebulosa e a extinção estelar para as galáxias da nossa amostra. De maneira geral, as nuvens de gás onde se formam estrelas em regiões HII típicas sofrem maior extinção que aquela afetando populações estelares mais velhas (Calzetti *et al.* 1994). Isto ocorre porque o próprio gás que alimenta o processo de formação estelar encontra-se em regiões onde é alta a presença de poeira - a maior responsável pela extinção.

É importante salientar entretanto que a extinção nebulosa ($A_V^{nebulosa}$) e a estelar (A_V^*) são derivadas de modos totalmente independentes: a estelar é produto da síntese e a nebulosa é calculada pelas linhas de emissão do espectro residual, como visto acima.

Na Figura 8.4 apresentamos a comparação entre as extinções nebulosa e estelar. Vemos que apesar de uma forte correlação entre as duas quantidades, com o coeficiente de Spearman $R_S \sim 0.54$, existe um claro espalhamento. Segundo Fanelli *et al.* (1988), Calzetti *et al.* (1994) e confirmado de maneira independente por Cid Fernandes *et al.* (2005), esperávamos encontrar $A_V^{nebulosa} \sim 2A_V^*$. Em nossos dados, porém, encontramos $A_V^{nebulosa}/A_V^* \sim 1.09$ na média. Entre os possíveis fatores contribuindo para a discrepância que encontramos podemos citar as incertezas na medida de $A_V^{nebulosa}$ (ver os erros na tabela 8.3). Outra razão é que estamos amostrando regiões pequenas nestas galáxias (ver seção 5.1.4), enquanto que os trabalhos acima citados foram obtidos para espectros integrados. Por fim, dada a possibilidade de que diferentes populações sofram diferentes extinções o próprio conceito (valor) de A_V^* passa a ser um tanto vago.

Existem ainda muitas incertezas a respeito de como tratar o problema da extinção. Na maioria dos casos, faz-se a hipótese de que a poeira esteja distribuída numa fina camada entre o observador e o objeto sendo estudado². Além disso, assume-se que a poeira esteja uniforme e homogeneamente distribuída. Não é preciso pensar muito para perceber que estas duas condições são improváveis na natureza, ou muito raramente encontradas. O mais natural é vermos grandes colunas de gás e poeira envolvendo as estrelas recém-formadas, fazendo com que estas apareçam em vermelho em fotos tiradas no ótico. Uma consequência natural dessa distribuição tão estreita de gás e poeira em torno das estrelas é que os ventos estelares provenientes das estrelas O e B geram ondas de choque que eventualmente varrem a poeira e modificam a estrutura e distribuição espacial das colunas de gás e poeira. Desta forma, ocorre uma redistribuição do gás e da poeira de maneira não uniforme. Posteriormente, explosões de Super-Novas fazem o mesmo, introduzindo ainda mais desordem nas nuvens de gás. Ver por exemplo, Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann 1996.

² Esta hipótese é conhecida na literatura como *Dust Screen Model* - do Inglês: modelo da tela de poeira, numa tradução livre.

Linhas Medidas No Ótico (lado azul) – Corrigidas Pela Extinção							
#	Galáxia Nome	[OII] 3727	$H\delta$ 4102	$H\gamma$ 4341	$H\beta$ 4861	[OIII] 4959	[OIII] 5007
1	UGC 0903 (1)	2.48	0.44	0.44	1.55	0.31	0.83
2	UGC 0903 (2)	2.02	0.34	0.55	1.47	0.22	0.69
3	NGC 0520 (1)	8.41	1.16	1.42	2.43	1.01	1.71
4	NGC 0520 (2)	4.39	0.93	1.42	3.19	0.85	1.92
5	III Zw 035 (1)	3.67	0.70	0.99	3.62	0.84	2.54
6	III Zw 035 (2)	11.55	1.10	1.69	3.59	1.66	4.59
7	IRAS 03359+1523 (1)	30.45	3.40	5.99	12.94	2.71	6.90
8	IRAS 03359+1523 (2)	0.41	—	—	—	—	—
9	NGC 1614 (1)	1188.00	348.30	462.80	764.00	167.90	475.60
10	NGC 1614 (2)	27.42	4.52	7.15	15.35	2.92	8.67
11	ESO 485-G003 (1)	18.95	4.68	7.47	15.97	1.53	4.51
12	ESO 485-G003 (2)	81.45	18.28	31.19	56.04	5.50	17.08
13	IRAS 05447-2114 (1)	296.00	38.08	81.75	166.80	23.10	59.31
14	NGC 2798 (1)	157.50	53.88	81.91	168.10	14.48	47.13
15	NGC 2798 (2)	1.04	0.19	0.38	0.81	0.14	0.50
16	NGC 2966 (1)	82.21	21.54	35.80	72.45	5.94	21.37
17	IC 0564 (1)	2.16	0.48	0.93	1.98	0.17	0.99
18	NGC 3067 (1)	18.62	7.26	12.33	26.73	1.43	4.44
19	NGC 3079 (1)	1.01	0.14	0.03	0.02	0.05	0.19
20	NGC 3079 (2)	88.02	9.77	15.36	32.96	3.28	11.11
21	NGC 3690 (1)	34.75	4.74	6.40	12.26	3.07	10.50
22	NGC 3690 (2)	9.37	0.93	1.63	3.33	0.72	2.16
23	NGC 3690 (3)	11.70	1.38	2.21	4.31	1.39	4.25
24	NGC 4418 (1)	2.44	0.39	0.82	2.00	0.38	0.87
25	NGC 4433 (1)	8.45	1.92	3.54	7.59	0.66	1.96
26	NGC 4527 (1)	9.34	1.76	3.08	5.87	1.61	4.69
27	NGC 4536 (1)	21.86	3.84	6.80	14.70	1.57	4.20
28	NGC 4666 (1)	11.05	1.76	2.73	6.11	4.20	15.35
29	NGC 5104 (1)	39.88	2.11	3.94	4.74	1.45	7.23
30	NGC 5775 (1)	63.04	4.22	10.36	5.25	11.82	17.69
31	Zw 049.057 (1)	18.06	5.33	8.62	18.49	0.93	3.11
32	NGC 6090 (1)	54.25	9.41	16.29	32.82	2.61	9.69
33	NGC 6090 (2)	20.66	3.43	5.55	6.19	2.00	8.05
34	MRK 0309 (1)	16.29	19.81	25.31	52.39	4.48	14.16
35	NGC 7541 (1)	3.10	2.08	3.15	6.05	0.50	0.74
36	NGC 7541 (2)	3.56	0.73	1.44	2.52	0.48	0.89

Tab. 8.4: Tabela das linhas medidas nos espectros óticos no **lado azul** corrigidas pela extinção. As extinções são mostradas na tabela 8.3. Todos os fluxos estão em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Os erros são os mesmos da tabela 8.1.

Linhas Medidas no Ótico (lado vermelho) – Corrigidas Pela Extinção								
#	Galáxia Nome	HeI 5876	[OI] 6300	[NII] 6548	$H\alpha$ 6563	[NII] 6584	[SII] 6717	[SII] 6731
1	UGC 0903 (1)	0.28	0.32	0.84	4.44	2.23	1.19	0.81
2	UGC 0903 (2)	0.38	0.35	0.86	4.21	2.30	1.22	0.91
3	NGC 0520 (1)	0.58	0.31	1.28	6.96	3.35	1.44	1.25
4	NGC 0520 (2)	0.59	0.37	1.31	9.14	3.87	2.19	1.90
5	III Zw 035 (1)	0.66	1.51	3.18	10.38	8.23	3.57	3.72
6	III Zw 035 (2)	0.43	0.37	0.74	10.31	1.94	2.08	1.61
7	IRAS 03359+1523 (1)	1.19	1.05	3.65	37.14	12.39	7.42	5.85
8	IRAS 03359+1523 (2)	—	—	—	—	—	—	—
9	NGC 1614 (1)	89.09	27.61	514.60	2193.00	1717.00	159.80	196.50
10	NGC 1614 (2)	0.13	0.21	0.44	3.16	1.44	0.86	0.50
11	ESO 485-G003 (1)	1.56	0.58	4.65	45.84	15.72	6.85	5.25
12	EO 485-G003 (2)	5.75	3.07	18.55	160.80	53.11	26.53	20.36
13	IRAS 05447-2114 (1)	17.40	13.40	80.00	478.80	267.50	71.29	63.79
14	NGC 2798 (1)	17.23	5.77	73.89	482.40	236.40	59.24	56.82
15	NGC 2798 (2)	0.17	0.11	0.42	2.32	1.37	0.65	0.49
16	NGC 2966 (1)	7.22	6.34	41.40	207.90	127.90	41.10	36.13
17	IC 0564 (1)	—	—	—	—	—	—	—
18	NGC 3067 (1)	2.12	0.74	8.45	76.72	25.87	9.55	7.91
19	NGC 3079 (1)	—	—	—	—	—	—	—
20	NGC 3079 (2)	—	—	—	—	—	—	—
21	NGC 3690 (1)	1.31	0.91	4.63	35.18	13.75	4.93	5.57
22	NGC 3690 (2)	0.31	0.62	1.22	9.55	3.93	2.74	2.01
23	NGC 3690 (3)	0.29	0.35	0.98	8.23	3.03	1.53	1.13
24	NGC 4418 (1)	0.23	1.00	1.47	5.75	5.32	2.32	1.77
25	NGC 4433 (1)	1.09	0.89	7.17	43.89	21.80	7.27	7.36
26	NGC 4527 (1)	1.15	1.59	4.99	16.86	12.96	7.51	7.06
27	NGC 4536 (1)	1.76	1.32	8.59	42.19	25.23	8.96	7.51
28	NGC 4666 (1)	0.71	1.84	14.0	17.54	39.60	10.00	11.14
29	NGC 5104 (1)	0.72	1.67	6.62	13.59	17.52	3.23	2.14
30	NGC 5775 (1)	2.29	0.95	4.03	15.08	12.91	5.35	3.49
31	Zw 049.057 (1)	1.75	1.82	5.72	43.10	18.28	6.95	3.07
32	NGC 6090 (1)	0.83	1.00	5.32	21.87	15.00	4.71	3.96
33	NGC 6090 (2)	0.77	0.25	1.88	15.02	5.39	2.21	1.87
34	MRK 0309 (1)	1.77	0.95	49.79	150.40	114.70	5.53	7.77
35	NGC 7541 (1)	0.72	5.21	1.44	17.37	4.71	1.54	1.18
36	NGC 7541 (2)	0.34	0.27	1.45	7.22	3.97	1.18	0.87

Tab. 8.5: Tabela das linhas medidas nos espectros óticos no **lado vermelho**, corrigidas pela extinção. As extinções são mostradas na tabela 8.3. Todos os fluxos estão em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Os erros são os mesmos da tabela 8.2.

Luminosidades de $H\alpha$ e $H\beta$ – Corrigidas Pela Extinção			
#	Galáxia Nome	log L($H\alpha$) erg/s	log L($H\beta$) erg/s
1	UGC 0903 (1)	38.78	38.32
2	UGC 0903 (2)	38.75	38.30
3	NGC 0520 (1)	38.89	38.43
4	NGC 0520 (2)	39.01	38.55
5	III Zw 035 (1)	40.17	39.72
6	III Zw 035 (2)	40.17	39.71
7	IRAS 03359+1523 (1)	40.95	40.49
8	IRAS 03359+1523 (2)	—	—
9	NGC 1614 (1)	42.03	41.57
10	NGC 1614 (2)	39.19	39.87
11	ESO 485-G003 (1)	40.31	39.85
12	ESO 485-G003 (2)	40.85	40.39
13	IRAS 05447-2114 (1)	42.16	41.70
14	NGC 2798 (1)	40.49	40.03
15	NGC 2798 (2)	38.17	37.71
16	NGC 2966 (1)	40.27	39.81
17	IC 0564 (1)	—	39.18
18	NGC 3067 (1)	39.55	39.09
19	NGC 3079 (1)	—	35.64
20	NGC 3079 (2)	—	38.94
21	NGC 3690 (1)	39.86	39.40
22	NGC 3690 (2)	39.30	38.84
23	NGC 3690 (3)	39.23	38.95
24	NGC 4418 (1)	38.76	38.31
25	NGC 4433 (1)	39.92	39.16
26	NGC 4527 (1)	39.03	38.58
27	NGC 4536 (1)	39.47	39.01
28	NGC 4666 (1)	38.94	38.49
29	NGC 5104 (1)	39.95	39.50
30	NGC 5775 (1)	38.96	38.50
31	Zw 049.057 (1)	40.14	39.78
32	NGC 6090 (1)	40.56	40.73
33	NGC 6090 (2)	40.39	40.01
34	MRK 0309 (1)	41.71	41.25
35	NGC 7541 (1)	39.42	38.97
36	NGC 7541 (2)	39.04	38.58

Tab. 8.6: Tabela com as luminosidades corrigidas de $H\alpha$ e $H\beta$. Note que para as galáxias NGC 3079 (1), NGC 3079 (2) e IC 0564 (1) não dispomos de espectros no lado vermelho do ótico. A galáxia IRAS 03359+1523 (2) tem o espectro muito ruidoso tornando impossível a identificação da maioria das linhas de emissão

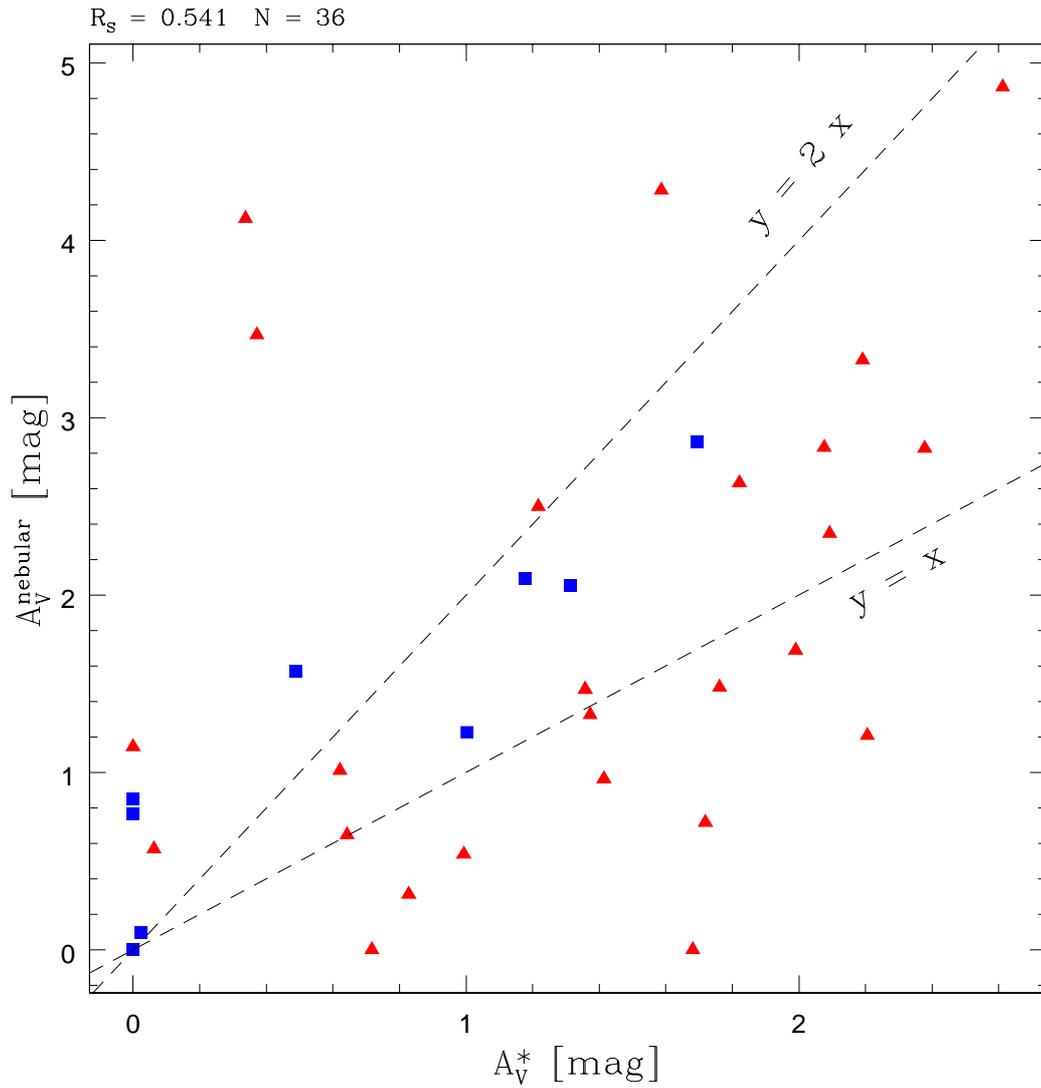


Fig. 8.4: Comparação entre a extinção nebulas (derivada a partir das linhas de emissão) e a extinção estelar (determinada pela síntese). As galáxias (ou extrações) suspeitas de serem WR são indicadas por quadrados (azuis) e as demais galáxias estão indicadas por triângulos (vermelhos). Como vemos, apesar de uma boa correlação ($R_S = 0.54$) existe um grande espalhamento. As linhas traçadas correspondem a $A_V^{nebulas} = A_V^*$ e $A_V^{nebulas} = 2 \times A_V^*$.

A conclusão é que ainda carecemos de modelos mais precisos sobre a distribuição espacial da poeira em galáxias. O trabalho de Witt *et al.* (1992) é bastante esclarecedor a este respeito.

8.4 O Dupleto do Sódio

O dupleto do Sódio ($\lambda 5890$ e $\lambda 5896$ Å) ou linhas D do Sódio (NaD) são as linhas mais fortes observadas em absorção no ótico. O dupleto do Sódio é produzido no meio inter-estelar (ISM)³ e nas fotosferas de estrelas do tipo tardio, como o próprio Sol. Precisamente devido a esta componente não estelar, a região do NaD foi mascarada em nossos ajustes dos espectros óticos que vimos no capítulo anterior. Quando as componente estelar e gasosa do NaD têm diferentes cinemáticas e os dados tiverem alta resolução espectral, é possível separá-las, fato que tem sido usado para estudar super-ventos em galáxias Starburst (Veilleux *et al.* 2005). Nossos dados não permitem este tipo de estudo. Podemos, porém, usar esta linha de absorção como indicador da quantidade de absorção devida ao ISM. Esta é uma informação bemvinda, uma vez que, como vimos acima, nossas medidas da extinção interestelar através do decremento de Balmer sofrem incertezas consideráveis.

Convém lembrar que nossos ajustes espectrais foram feitos utilizando os modelos de evolução estelar do Starburst99, os quais incluem a componente estelar do NaD. Qualquer excesso (diferença entre modelos e espectro observado) de absorção nestas linhas é portanto atribuível à componente do ISM.

Para ilustrar este fato, a Figura 8.5 mostra 5 de nossas galáxias na região do NaD. Nesta figura mostramos tanto o O_λ (espectro observado, linha preta contínua) quanto o M_λ (ajuste encontrado pela síntese, linha vermelha traçada). As galáxias estão ordenadas de cima para baixo em ordem crescente de $A_V^{nebular}$. Pode-se ver que a diferença entre M_λ e O_λ aumenta à medida que também aumenta $A_V^{nebular}$, conforme esperado se ambas grandezas são indicadores do ISM.

Podemos ainda quantificar a contribuição do ISM através do cálculo da largura equivalente da linha NaD no espectro residual. Este índice, que chamaremos ΔW_{NaD} , é definido como o fluxo residual ($O_\lambda - M_\lambda$) integrado entre 5883 and 5905 Å e dividido pelo contínuo em 5893 Å, definido pela linha reta que une as medianas dos fluxos sintéticos em duas janelas à esquerda ($5835 \leq \lambda \leq 5855$ Å) e à direita ($5910 \leq \lambda \leq 5930$ Å) do dupleto do Na. O índice ΔW_{NaD} mede a contribuição da componente do ISM uma vez que, como já observado, os ajustes espectrais respondem apenas pela componente estelar.

Para melhor ilustrar o que dissemos acima, mostramos na Figura 8.6 como ΔW_{NaD} relaciona-se com os avermelhamentos nebular ($A_V^{nebular}$) e estelar (A_V^*). O coeficiente de Spearman é mostrado para cada caso e encontramos que a correlação de ΔW_{NaD} com A_V^* é ligeiramente melhor. Apesar das incertezas na extinção nebular, é gratificante ver como estas correlações surgem com algo derivado de maneira independente.

³ Do Inglês: *Inter-Stellar Medium*

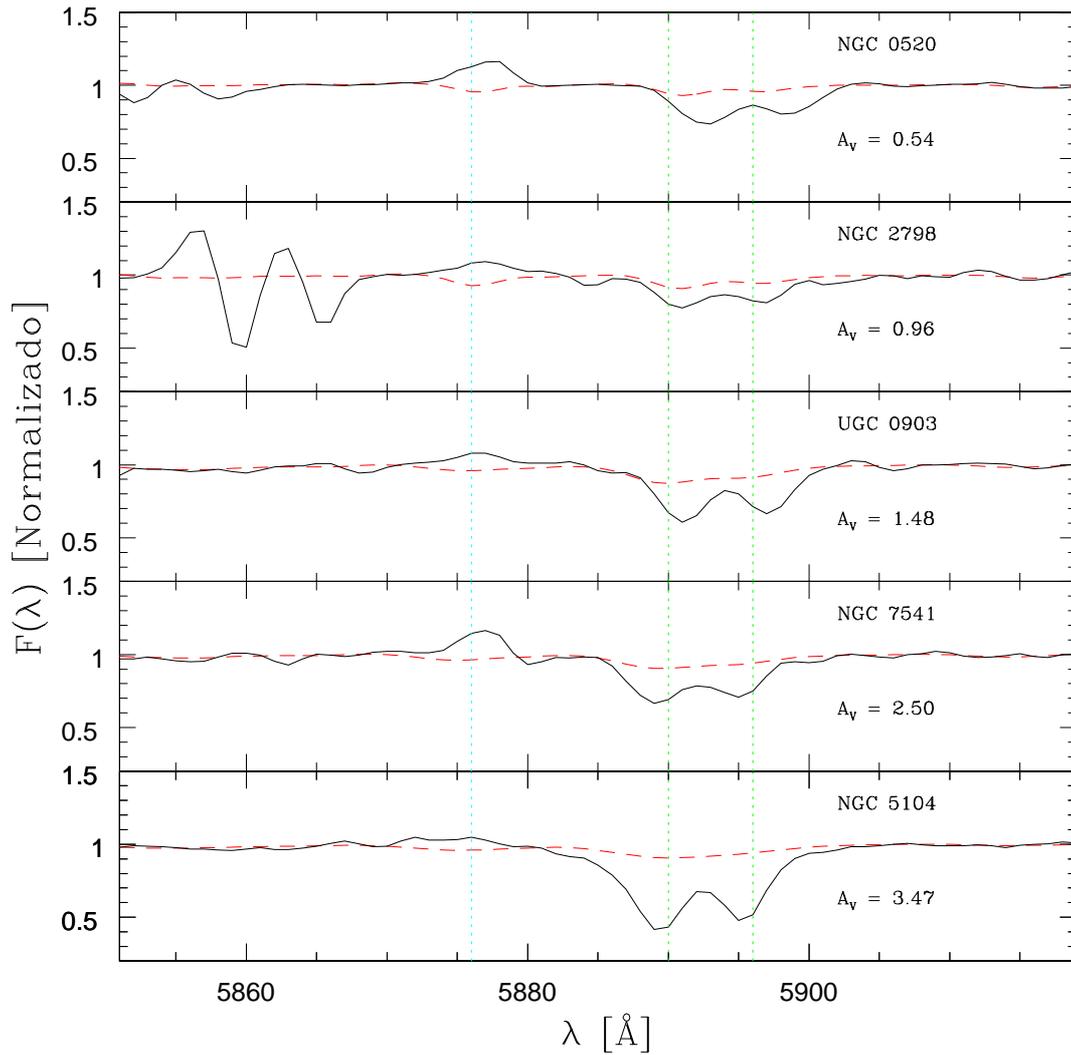


Fig. 8.5: Ajuste da população estelar na região do NaD. Nesta figura o espectro observado (linha preta contínua) e o ajuste encontrado pela síntese (linha vermelha traçada) são mostrados para 5 de nossas galáxias na região da linha NaD. De cima para baixo aumenta o valor de $A_V^{nebulas}$. Pode-se ver que a diferença entre M_λ e O_λ aumenta a medida que também aumenta $A_V^{nebulas}$, conforme esperado se ambas grandezas são indicadoras do ISM.

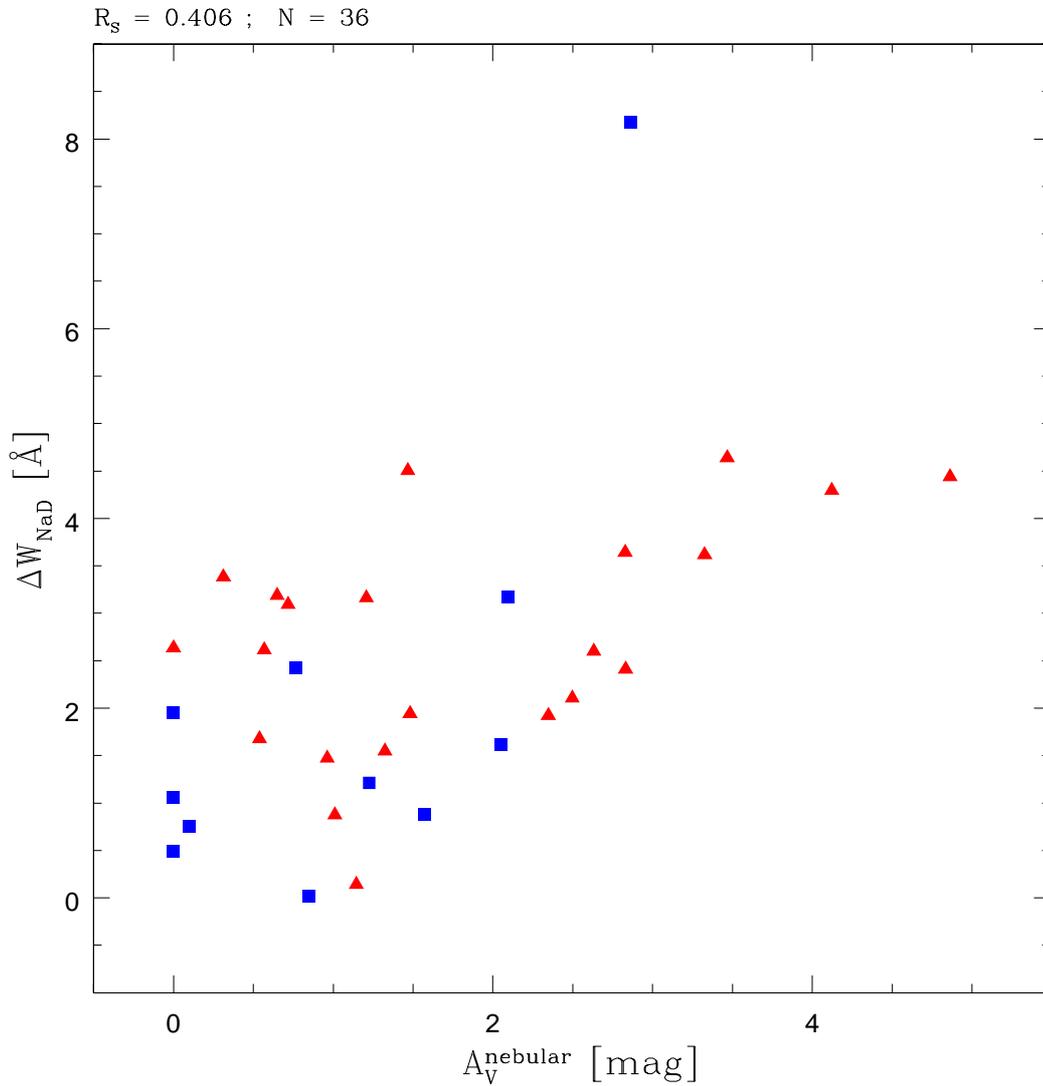


Fig. 8.6: Relação entre ΔW_{NaD} e A_V^{nebular} . Os valores do coeficiente de correlação de Spearman (R_s) estão indicados.

8.5 Cálculo da Metalicidade Nebular

A determinação da metalicidade de galáxias serve o propósito de entender a história de enriquecimento químico das galáxias, pois sabemos que diferentes gerações de estrelas contribuem para um gradual enriquecimento químico do ISM e o consequente aumento da metalicidade das galáxias.

Neste trabalho estamos interessados na determinação da metalicidade do gás, representada por $12 + \log(O/H)$, pois queremos estudar o fenômeno Starburst e em particular a frequência de estrelas WR no regime da alta metalicidade. Na seção 8.2 estudamos a posição das nossas galáxias nos diagramas de diagnóstico e estes nos indicaram que nossas galáxias estão localizadas na região característica de galáxias com alta metalicidade (baixa relação $[OIII]/H\beta$ e $[NII]/H\alpha$ alto).

8.5.1 Introdução

Historicamente as primeiras tentativas de se estimar abundâncias de Hélio em regiões HII foram feitas por Aller & Faulkner (1962) e Mathis (1962) nas Nuvens de Magalhães e em M33. Posteriormente, através da análise de linhas proibidas, Peimbert & Spinrad (1970), Searle (1971) e Searle & Sargent (1972) estudaram a abundância de elementos pesados em regiões HII extragalácticas.

Idealmente a determinação de abundâncias químicas deve ser feita através do método direto (ou método T_e), que exige, em primeiro lugar, a determinação da densidade (N_e) e da temperatura eletrônica (T_e). A densidade é obtida pela razão de linhas do enxofre ($[SII]\lambda 6717/[SII]\lambda 6731$) e a temperatura é obtida através das linhas de Oxigênio ($[OIII]\lambda 4959$, $[OIII]\lambda 5007$ e $[OIII]\lambda 4363$ (Osterbrock 1989 e Pagel 1992). Entretanto, não detectamos a linha do $[OIII]\lambda 4363$ nas galáxias da nossa amostra, por razões que discutiremos a seguir. Desta forma, ficamos impossibilitados de utilizar este método pois não é possível determinar a temperatura eletrônica.

A linha auroral $[OIII]\lambda 4363$ é geralmente bastante fraca e decai rapidamente com o aumento da metalicidade. O método T_e é muito útil para sistemas de baixa metalicidade ($12 + \log(O/H) < 8.2$) onde observa-se com facilidade a linha do $[OIII]\lambda 4363$. Entretanto, para abundâncias próximas da solar, $12 + \log(O/H) = 8.66$ (Allende Prieto *et al.* 2002; Apstlund *et al.* 2004), o resfriamento radiativo da nebulosa ocorre de maneira mais eficiente, levando ao conhecido problema de que o aumento de metais acaba por diminuir a temperatura eletrônica e portanto a intensidade das linhas metálicas excitadas colisionalmente. Em nenhuma de nossas galáxias vemos $[OIII]\lambda 4363$, o que já é uma indicação de abundâncias elevadas. Por outro lado, a partir dos resultados da seção 8.2, temos boas indicações de que nossa amostra é de fato composta principalmente por galáxias de alta metalicidade e por isso não nos surpreende o fato de não detectarmos esta linha do Oxigênio.

Na ausência da linha $[OIII]\lambda 4363$ a solução é utilizar os métodos de linhas fortes (Pagel *et al.* 1979 e MacGaugh 1991)⁴. Neste método as seguintes linhas são consideradas: $[OII]\lambda 3727$, $[OIII]\lambda 4959$, $[OIII]\lambda 5007$ e $H\beta\lambda 4861$. A soma dos fluxos das linhas do Oxigênio dividida pelo fluxo de $H\beta$ define o parâmetro R_{23} . Existem diversos trabalhos na literatura, (por exemplo: Pagel *et al.* 1979, Edmunds & Pagel 1984 e Skillman 1989) que propõem calibrações entre o parâmetro R_{23} e a abundância do Oxigênio, $12 + \log(O/H)$. A dificuldade em utilizar este método está associada à bimodalidade da relação entre R_{23} e a metalicidade. No regime da alta metalicidade ($12 + \log(O/H) > 8.5$), R_{23} aumenta com a diminuição da metalicidade, enquanto que no domínio das baixas metalicidades ($12 + \log(O/H) < 8.0$), R_{23} decai à medida que diminui a metalicidade. A mudança em comportamento ocorre ao redor de $12 + \log(O/H) = 8.1-8.3$, quando a relação entre R_{23} e a metalicidade torna-se degenerada (MacGaugh 1991, 1994; Miller & Hodge 1996; Oloffson 1997). Devido a estas complicações não vamos utilizar este método neste trabalho.

A seguir descrevemos os métodos que adotamos para determinar a metalicidade nebular da nossa amostra no ótico.

⁴ Conhecido na literatura como *Strong Line Methods*.

8.5.2 Métodos

Conforme discutimos na seção 7.4, as linhas do [OIII], para a maioria das nossas galáxias, está justamente localizada na região problemática do dicróico. Embora tenhamos feito correções para este problema na seção 7.4, não desejamos utilizar métodos baseados unicamente nas linhas do [OIII]. Esta é mais uma razão pela qual não utilizaremos o método de linhas fortes com o parâmetro R_{23} . Neste trabalho utilizaremos 3 diferentes calibrações para definir a metalicidade nebular.

A primeira, proposta por Pettini e Pagel (2004, daqui em diante PP04), define o indicador $O3N2$:

$$O3N2 \equiv \log \left(\frac{[OIII]/H\beta}{[NII]/H\alpha} \right) \quad (8.15)$$

A correspondente calibração deste indicador com a metalicidade nebular é dada por:

$$12 + \log(O/H) = 8.73 - 0.32 \times O3N2 \quad (8.16)$$

A segunda, também proposta por PP04 é baseada apenas no quociente entre [NII] e $H\alpha$:

$$N2 \equiv \log([NII]/H\alpha) \quad (8.17)$$

cuja relação com a abundância do Oxigênio é dada por:

$$12 + \log(O/H) = 8.90 + 0.57 \times N2 \quad (8.18)$$

Anteriormente a PP04, Denicoló, Terlevich & Terlevich (2002, daqui em diante DTT02) já haviam proposto a utilização do indicador N2 como traçador de metalicidade. No entanto, eles chegam a uma relação para a calibração ligeiramente diferente daquela proposta por PP04:

$$12 + \log(O/H) = 9.12 + 0.73 \times N2 \quad (8.19)$$

Na tabela 8.7 listamos os valores de $12 + \log(O/H)$ para as 3 calibrações descritas acima. Elas diferem entre si de 0.16 dex em rms. Note que entre a calibração de DTT02 e a de PP04 ($O3N2$) existe uma diferença sistemática de 0.17 dex em média. No restante deste trabalho usaremos as abundâncias calculadas com o indicador proposto por DT02.

Apesar de menos precisas do que os chamados métodos diretos, estas calibrações são bastante razoáveis, principalmente se considerarmos as incertezas que apontamos acima em relação aos nossos dados e os próprios métodos alternativos (T_e e R_{23}).

A grande vantagem destes indicadores é que eles são muito pouco sensíveis à extinção ou a problemas de calibração em fluxo, pois estão baseados em quocientes de linhas muito próximas.

Metalicidade Nebular — $12+\log(\text{O}/\text{H})$				
#	Galáxia	DTT02	PP04	PP04
	Nome	[NII]	[NII]	[OIII]/[NII]
1	UGC 0903 (1)	8.90	8.73	8.71
2	UGC 0903 (2)	8.93	8.75	8.75
3	NGC 0520 (1)	8.89	8.72	8.67
4	NGC 0520 (2)	8.85	8.69	8.68
5	III Zw 035 (1)	9.05	8.84	8.74
6	III Zw 035 (2)	8.59	8.49	8.46
7	IRAS 03359+1523 (1)	8.77	8.63	8.66
8	IRAS 03359+1523 (2)	—	—	—
9	NGC 1614 (1)	9.05	8.84	8.75
10	NGC 1614 (2)	8.87	8.71	8.69
11	ESO 485-G003 (1)	8.78	8.64	8.75
12	ESO 485-G003 (2)	8.77	8.63	8.73
13	IRAS 05447-2114 (1)	8.94	8.76	8.77
14	NGC 2798 (1)	8.90	8.73	8.80
15	NGC 2798 (2)	8.96	8.77	8.72
16	NGC 2966 (1)	8.97	8.78	8.82
17	IC 0564 (1)	—	—	—
18	NGC 3067 (1)	8.78	8.63	8.82
19	NGC 3079 (1)	—	—	—
20	NGC 3079 (2)	—	—	—
21	NGC 3690 (1)	8.82	8.67	8.62
22	NGC 3690 (2)	8.84	8.68	8.67
23	NGC 3690 (3)	8.80	8.65	8.59
24	NGC 4418 (1)	9.10	8.88	8.83
25	NGC 4433 (1)	8.90	8.73	8.82
26	NGC 4527 (1)	9.04	8.84	8.72
27	NGC 4536 (1)	8.96	8.77	8.83
28	NGC 4666 (1)	9.38	9.10	8.71
29	NGC 5104 (1)	9.20	8.97	8.69
30	NGC 5775 (1)	9.08	8.87	8.52
31	Zw 049.057 (1)	8.85	8.69	8.85
32	NGC 6090 (1)	9.00	8.81	8.85
33	NGC 6090 (2)	8.80	8.65	8.55
34	MRK 0309 (1)	9.03	8.83	8.87
35	NGC 7541 (1)	8.71	8.58	8.83
36	NGC 7541 (2)	8.93	8.75	8.78

Tab. 8.7: Tabela das metalicidades nebulares calculadas a partir das três calibrações discutidas no texto. As galáxias NGC 3079 (1), NGC 3079 (2) e IC 0564 (1) não possuem espectros no lado vermelho do ótico. A galáxia IRAS 03359+1523 (2) tem o espectro muito ruidoso tornando impossível a identificação da maioria das linhas de emissão.

8.6 Resultados

Nesta seção vamos apresentar outros resultados da análise das linhas.

Primeiramente vamos investigar na Figura 8.7 como a metalicidade das galáxias da amostra variam com o tempo. Como já esperávamos não encontramos relação alguma. Entretanto lembramos que nossa amostra cobre faixas retricas em metalicidades, de acordo com nosso critério de seleção.

Outra questão interessante é investigar como metalicidade nebular se relaciona com a magnitude integrada. Vários trabalhos exploram uma clara correlação entre metalicidade e luminosidade, como por exemplo Tremonti *et al.* (2004), Melbourne & Salzer (2002) e referências lá citadas.

Motramos na Figura 8.8 a relação entre metalicidade e magnitude na banda B. Utilizamos a metalicidade derivada na seção anterior de acordo com DTT02. A magnitude na banda B foi compilada do NED para as nossas galáxias. Como comprovamos nas seções 8.2 e 8.5, estamos considerando uma faixa bastante restrita em metalicidades, uma vez que estamos tratando de galáxias Starburst de alta metalicidade - de acordo com nosso método de seleção. Assim, para ilustrar todos os possíveis valores da metalicidade nebular, graficamos a Figura 8.8 na escala da figura 6 encontrada em Melbourne & Salzer (2002) que cobre faixas maiores em metalicidade e magnitude. A região que compreende os dados de Melbourne & Salzer (2002) está representada pelo paralelogramo. Como esperado, a relação que encontramos não é tão forte, com um coeficiente de Spearman $R_S = 0.04$. Ainda assim vemos que nossas galáxias ocupam a parte esquerda-superior do diagrama, indicando que a relação entre metalicidade nebular e magnitude também é válida para estas galáxias luminosas no infra-vermelho.

O cenário preferido para explicar esta relação é a perda seletiva de metais através de ventos estelares intensos e por explosões de super-novas, que expõem gás quimicamente enriquecido. Se estes eventos ocorrem em galáxias de menor massa (galáxias anãs, pouco luminosas), eles serão capazes de impulsionar este material para fora do potencial gravitacional da galáxia hospedeira. Por outro lado, quando estes eventos ocorrem em galáxias de maior massa (mais luminosas) o material expelido continua ligado gravitacionalmente à galáxia hospedeira (ver Mac Low & Ferrara 1999, Gannett 2002 e referências lá citadas). Desta forma, galáxias de maior massa ou mais luminosas são capazes de manter condições para que as várias gerações possam ser continuamente formadas a partir de um substrato já enriquecido por uma geração anterior de estrelas, contribuindo assim para um aumento da metalicidade geral da galáxia.

Outros resultados da análise das linhas de emissão são as larguras equivalentes, em particular a de $H\beta$ (ver tabela 8.6). Como vimos no capítulo 3, estas grandezas podem ser utilizadas como indicadoras do estágio evolutivo do Starburst (Dottori 1981; Copetti *et al.* 1986; Leitherer & Heckman 1995). Desta forma, as larguras equivalentes funcionam como verdadeiros “relógios empíricos”, que relacionam a largura equivalente, uma grandeza observada, à idade do Starburst - que é uma propriedade global.

Na Figura 8.9 plotamos $W_{H\beta}$ contra $\langle \log t \rangle_L$ (idade média ponderada pela luz) e vemos uma excelente anticorrelação, com $R_S = -0.87$. Este resultado é totalmente

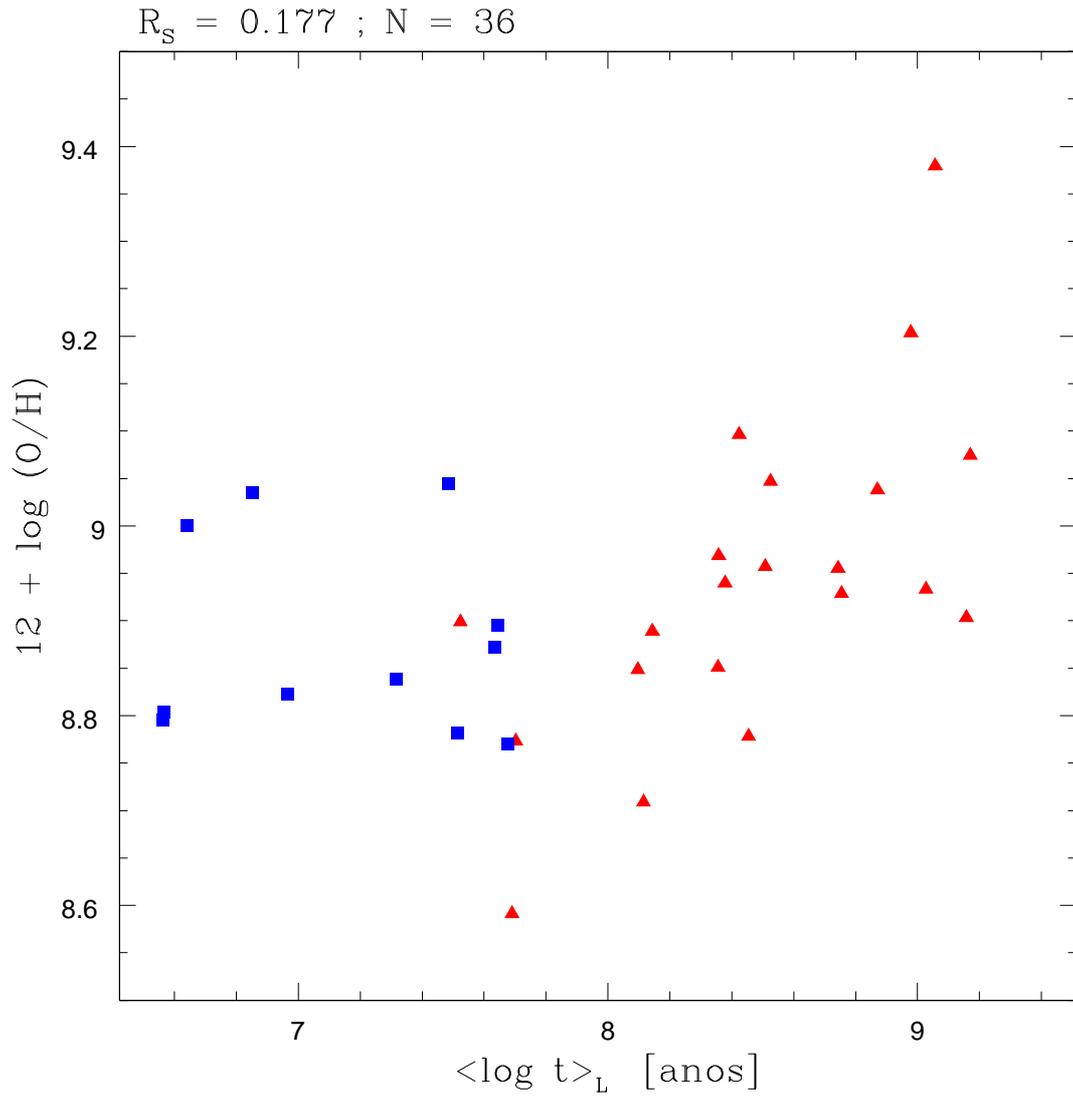


Fig. 8.7: Relação entre $\langle \log t \rangle_L$ e a metalicidade $12 + \log(O/H)$ de acordo com DTT02. As convenções de cores são as mesmas adotadas até agora. Naturalmente não encontramos correlação alguma porque estamos amostrando uma pequena parte do espaço $\langle \log t \rangle_L$ vs. $12 + \log(O/H)$.

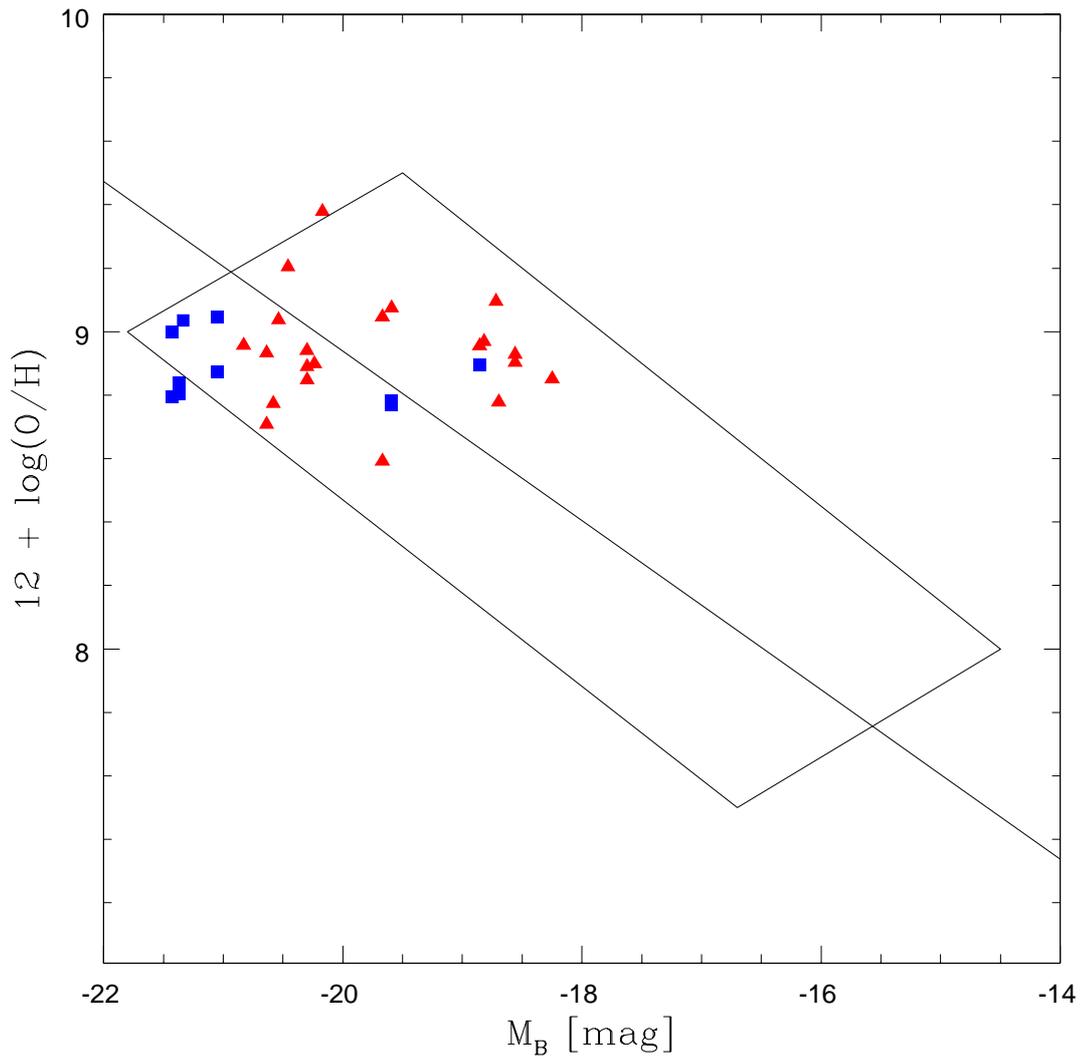


Fig. 8.8: Relação entre magnitude absoluta na banda B e a metalicidade segundo a calibração AN2 de DTT02. O paralelogramo indica a posição das galáxias de Melbourne & Salzer (2002). Como vemos, nossas galáxias ocupam a parte esquerda-superior do diagrama, indicando suas altas metalicidades e luminosidades.

análogo ao que encontramos no capítulo 3, ainda que para uma amostra diferente e que a metodologia aqui empregada seja diferente. Nota-se outra vez como as galáxias WR (representadas pelos quadrados azuis) são as mais jovens e encontram-se entre as que possuem as maiores larguras equivalentes de $H\beta$. Isto demonstra, conforme os modelos (Starburst99, por exemplo) apontam, que as populações de estrelas WR são preferencialmente encontradas em Starbursts jovens, com idades de alguns milhões de anos.

Por fim, mostramos na Figura 8.10 o comportamento da luminosidade de $H\beta$ em função de $\log(L_{IR}/L_{\odot})$. A luminosidade de $H\beta$, como vimos, é um conhecido indicador da taxa de formação estelar (ver referências citadas acima). Como podemos ver, encontramos uma razoável correlação, com $R_S = 0.41$. Fica claro que as galáxias WR estão entre as mais luminosas tanto no infra-vermelho quanto em $H\beta$.

Os resultados das Figuras 8.9 e 8.10 mostram que as galáxias WR são claramente encontradas em sistemas jovens e conseqüentemente mais luminosos.

8.7 Resumo do Capítulo

- Na seção 8.1 mostramos o procedimento da medida das linhas e da definição dos erros nas mesmas.
- Em seguida, na seção 8.2 construímos diagramas de diagnóstico que empregam razões de linhas medidas anteriormente. A principal conclusão desta seção é que as galáxias da amostra são de fato Starbursts de alta metalicidade.
- Na seção 8.3 calculamos através das linhas de Balmer a extinção nebular e corrigimos as linhas observadas por este efeito. Apesar das incertezas inerentes ao método e aos nossos dados, encontramos, na seção 8.4, relações entre a extinção nebular e a linha (dubleto) do sódio (NaD).
- Na seção 8.5 calculamos a metalicidade nebular. Optamos por calibrações simples para determinar a metalicidade. Novamente comprovamos que nossas galáxias são Starbursts de alta metalicidade.
- Por fim, na seção 8.6, mostramos que a metalicidade derivada na seção anterior relaciona-se com a magnitude (luminosidade). Esta conhecida relação só é encontrada se compararmos nossa amostra (exclusivamente rica em metais) com outras galáxias de variadas metalicidades e magnitudes. Outra conclusão é que as populações de estrelas WR são preferencialmente encontradas em sistemas jovens.

No próximo capítulo vamos analisar os espectros infra-vermelhos e chegar a outras conclusões a respeito destas galáxias.

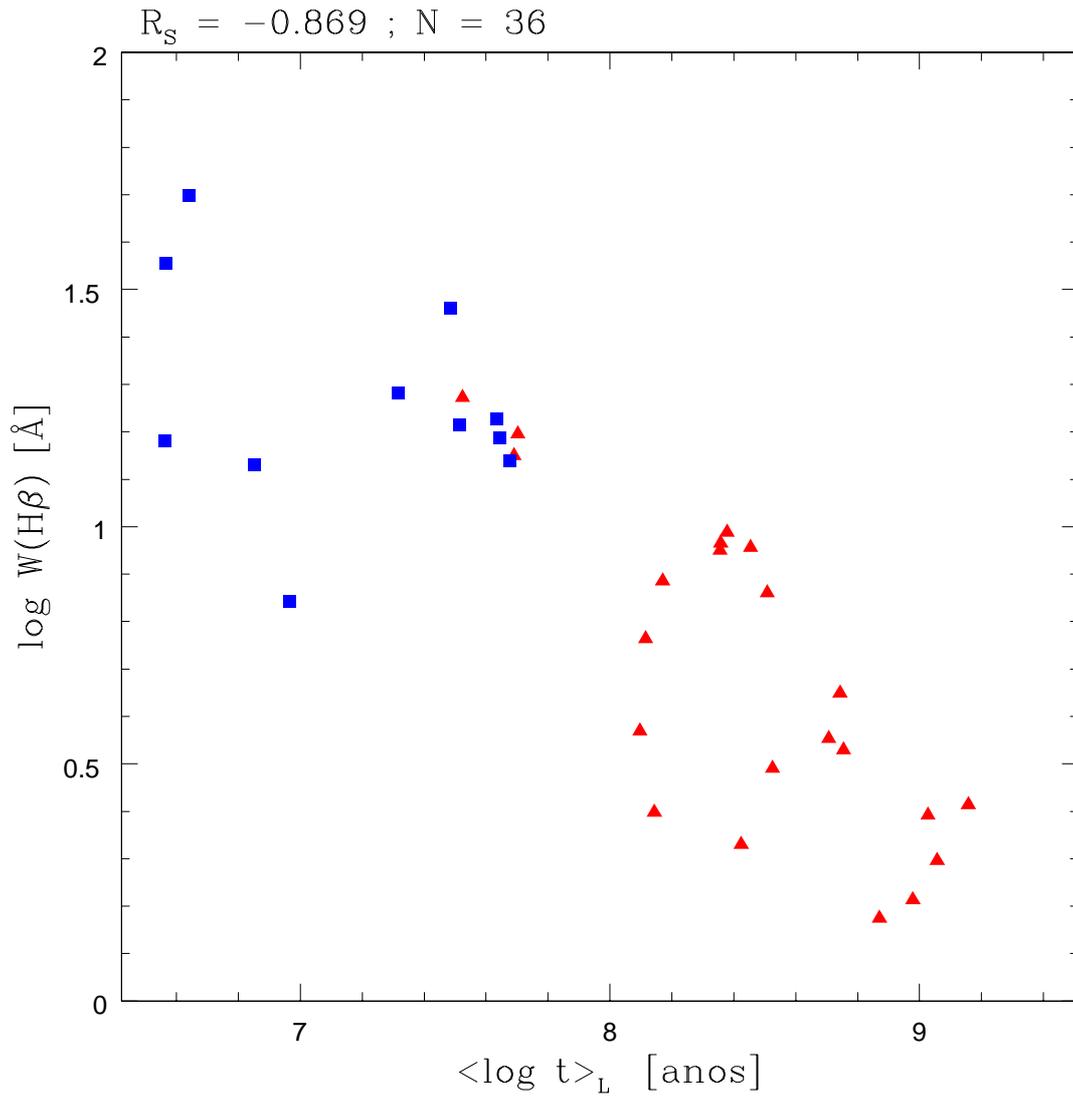


Fig. 8.9: Variação da largura equivalente de $H\beta$ com a idade média das galáxias. Este comportamento concorda com modelos evolutivos (Leitherer & Heckman 1995). Fica bastante claro que $EW(H\beta)$ decai com o tempo. Sobretudo é possível identificar claramente que a idade é de fato um fator determinante para se encontrar galáxias WR.

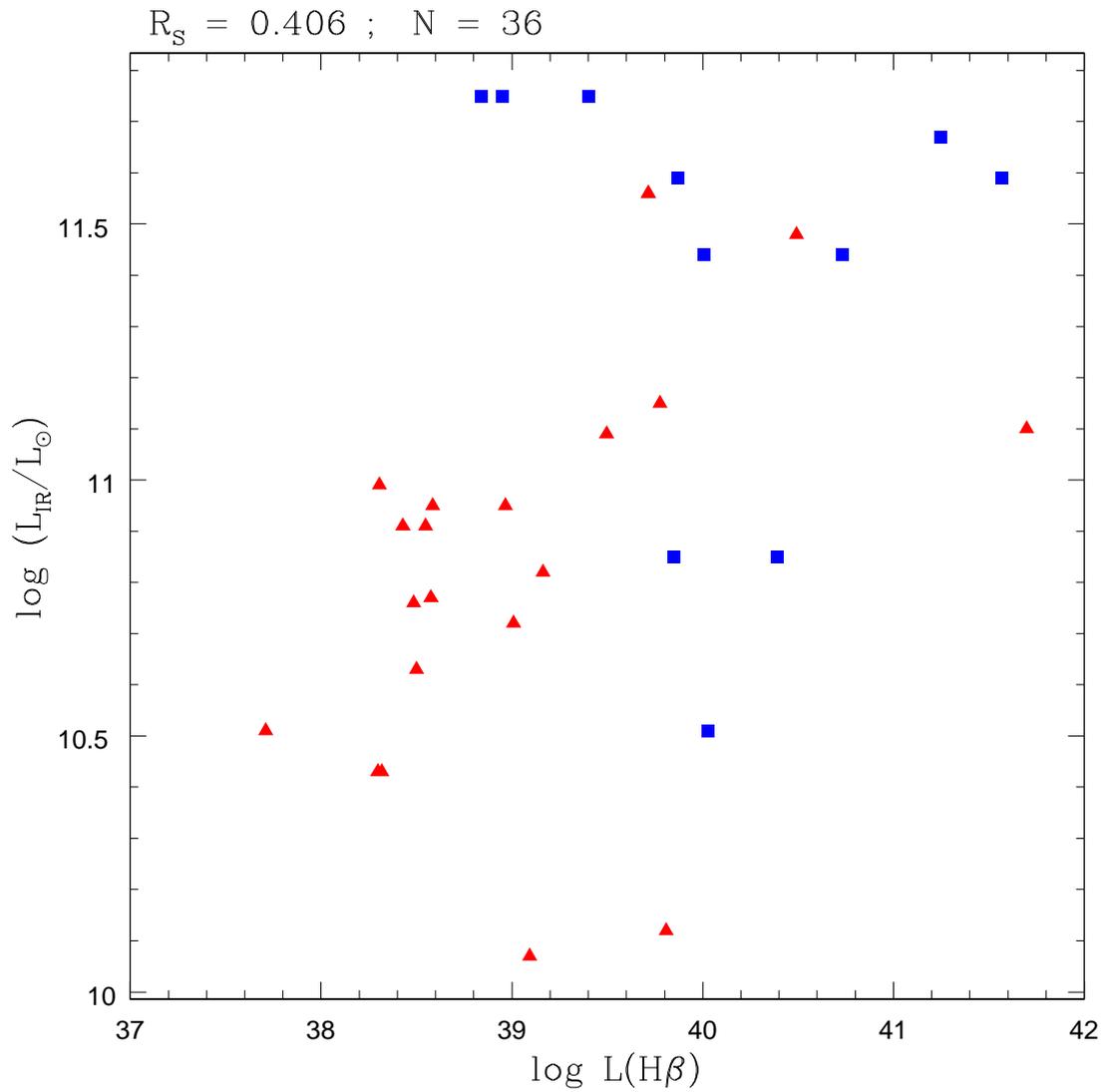


Fig. 8.10: Relação entre a luminosidade de $H\beta$ corrigida pela extinção e a luminosidade no infra-vermelho. Como vemos, existe uma clara correlação entre elas, com $R_S = 0.41$. Vemos ainda que as galáxias WR (quadrados azuis) estão claramente entre as mais luminosas.

Capítulo 9

Análise das Populações Estelares no Infra-Vermelho

Idealmente, para se estudar em detalhes certos objetos, deve-se observá-los em amplas faixas de comprimentos de onda, desde os Raios-X e Ultra-Violeta até o ótico e o Infra-Vermelho. Apesar dos estudos pan-cromáticos serem ideais para se revelar em detalhes as peculiaridades dos objetos em estudo, eles são dispendiosos tanto do ponto de vista observacional e logístico quanto do ponto de vista dos dados: enormes quantidades de dados são coletadas por instrumentos com características distintas.

Neste trabalho escolhemos o ótico para estudar as populações estelares (capítulo 7), as propriedades do gás (capítulo 8) e as características de estrelas massivas independentes das propriedades do gás (conforme veremos no capítulo 10). Entretanto, escolhemos também o infra-vermelho por este conter a assinatura das super-gigantes vermelhas (RSG), estrelas mais evoluídas que as estrelas WR. Além disso, como veremos, esta faixa contém linhas de emissão que permitem estudar outras propriedades dos Starbursts.

Neste capítulo vamos analisar, através dos espectros no infra-vermelho próximo as propriedades das galáxias da nossa amostra. Primeiramente, na seção 9.1, apresentamos uma breve introdução às características e propriedades desta faixa espectral. Em seguida, na seção 9.2, vamos mostrar quais linhas vamos considerar, como elas foram medidas e como estimamos os erros nas mesmas. Na seção 9.3 calculamos a extinção do gás e na seção 9.4 vamos estudar a assinatura espectral das super-gigantes vermelhas, precursoras (em alguns casos) das estrelas WR. Estudamos brevemente na seção 9.5 as propriedades do Hidrogênio molecular presente nestas galáxias. Dedicamos a seção 9.6 ao estudo da linha de $Br - \gamma$ e suas propriedades. Por fim, na seção 9.7 apresentamos nossas conclusões a respeito das propriedades do gás, taxas de super-novas e taxas de formação estelar.

A análise apresentada neste capítulo foi feita de uma maneira completamente independente daquela que fizemos no capítulos 7 e 8 e servirá para complementar as conclusões que lá encontramos.

Janelas Atmosféricas no Infra-Vermelho

Faixa em λ [μm]	Banda	Transparência do Céu	Brilho do Céu
1.1 - 1.4	J	alta	Baixo de noite
1.5 - 1.8	H	alta	Muito baixo
2.0 - 2.4	K	alta	Muito baixo

Tab. 9.1: Faixas do infra-vermelho possíveis de se observar do solo.

9.1 Introdução ao Infra-Vermelho

A região espectral do infra-vermelho (IV) estende-se desde 1 μm até 300 μm e pode ser subdividida em quatro sub-faixas: O IV próximo (1–5 μm), o IV intermediário (5–30 μm), o IV distante (30–300 μm).

Nos ambientes ricos em poeira das galáxias Starburst, grande parte dos fótons emitidos no ultra-violeta e ótico por estrelas jovens e de alta massa, por exemplo, é absorvido e eventualmente re-emitido na faixa do IV. Por outro lado, outras estrelas mais velhas podem emitir grande parte de sua luz no infra-vermelho propriamente dito. O gás e a poeira, abundantes em galáxias com intensa formação estelar, também irradiam energia nesta faixa do espectro. Assim, estrelas em diferentes estados evolutivos e de diferentes idades, além do gás e da poeira inter-estelar emitem radiação no IV. Esta região espectral é pouco afetada pela extinção e nos possibilita vislumbrar detalhes que são invisíveis no ótico. Para uma excelente introdução aos métodos e características das observações no IV, aplicações e técnicas, ver Telesco (1993).

Grande parte do IV (exceto raras janelas visíveis da Terra, ver tabela 9.1) fica invisível aos telescópios de terra devido aos efeitos da absorção atmosférica. Desta forma, os observatórios espaciais desempenham um papel fundamental quando se trata de espectroscopia e imageamento no IV.

Apenas nos últimos 20 anos é que observações no IV começaram a ser feitas do espaço. Quem inaugurou, em 1983, a era das observações espaciais no IV foi o satélite IRAS¹ que varreu 96% do céu em quatro bandas largas (12, 25, 60 e 100 μm ; Soifer *et al.* 1987). Posteriormente, entre 1995 e 1998 o satélite ISO² fez observações entre 2.5 to 240 μm . Mais recentemente os Telescópios Espaciais Hubble (desde 1990) e Spitzer (desde 2003) operam diversos instrumentos que permitem tanto espectroscopia quanto imageamento no IV em bandas variadas³.

A grande utilidade da região espectral IV é que ela contém assinaturas de distintos fenômenos que ocorrem (muitas vezes simultaneamente) em galáxias e em especial em galáxias com formação estelar intensa. Entre essas assinaturas podemos citar (em ordem crescente de comprimento de onda):

- Estrelas vermelhas (gigantes e supergigantes vermelhas) entre 1 e 10 μm
- Poeira aquecida por um Starburst ou AGN entre 10 e 50 μm

¹ *Infra-Red Astronomical Satellite*: Um projeto conjunto das Agências Espaciais Americana (NASA), Holandesa (NIVP) e do Conselho Britânico de Ciência e Engenharia (SERC).

² *Infrared Space Observatory*, da Agência Espacial Européia (ESA).

³ Ver por exemplo: www.stsci.edu e www.spitzer.caltech.edu.

- Poeira aquecida por Starbursts entre 50 e 100 μm
- Poeira fria acima de 100 μm

Desta forma vemos que a faixa do IV é bastante rica em informações que auxiliam no diagnóstico da origem e propriedades das fontes emissoras.

Neste trabalho, realizamos observações no IV próximo entre 1.44 e 2.5 μm (bandas H e K, ver tabela 9.1), conforme discutimos nas seções 4.3.2 e 5.2. Nesta faixa, as principais linhas de diagnóstico são:

- As linhas de recombinação: Pa- α ($\lambda 1.87 \mu m$) e Br- γ ($\lambda 2.17 \mu m$) que são indicadoras das condições físicas do gás como a taxa de fótons ionizantes.
- A linha do FeII ($\lambda 2.17 \mu m$), indicadora da abundância química (metalicidade), estado de ionização e taxas de Super-Novas. Na seção 9.7, abordaremos este problema.
- A linha do HeI ($\lambda 2.06 \mu m$) prova a temperatura do plasma em regiões de formação estelar.
- A linha do Hidrogênio molecular ($\lambda 2.12 \mu m$) denota a transição de vibração-rotação ($v = 1-0 S(1)$) na molécula de H_2 . Ver por exemplo Beckwith *et al.* (1983).
- A assinatura do CO em absorção das super-gigantes vermelhas entre 2.3 e 2.4 μm , que utilizaremos na seção 9.4 para estimar a quantidade de super-gigantes vermelhas e a idade do burst de formação estelar.

As linhas de recombinação discutidas acima originam-se em átomos neutros e ionizados. Entretanto, grande parte das reservas gasosas das galáxias Starburst está na forma de Hidrogênio molecular (H_2). Diversas linhas devido às transições de vibração e rotação podem ser observadas no IV. Na seção 9.5 abordaremos esta questão em maiores detalhes.

Como já dissemos, as observações no IV nos permitem penetrar nas regiões mais afetadas pela extinção da poeira inter-estelar. Para estimar o avermelhamento estelar que afeta as galáxias da nossa amostra utilizaremos a razão de linhas Pa- α /Br- γ (seção 9.3). Uma vez que o avermelhamento em 2.17 μm é uma fração daquele encontrado na banda V, com $A(\text{Br-}\gamma) = 0.12 A_V$, pode-se estudar regiões muitíssimo afetadas pela extinção.

Antes de prosseguirmos, convém lembrar que nas figuras deste capítulo vamos utilizar grandezas que foram derivadas para as galáxias da amostra do ótico que apresenta uma ligeira diferença em relação à amostra do IV. Isto pode gerar dois efeitos:

1. As galáxias com mais de uma extração podem aparecer mais de uma vez em determinadas figuras, pois tratamos anteriormente cada extração como uma galáxia diferente

2. Certas galáxias da amostra do IV podem não aparecer em certas figuras. Isto só ocorre para aquelas galáxias que estão presentes na amostra do IV e não constam da amostra no ótico

Os efeitos acima só ocorrem quando utilizamos parâmetros derivados com os dados no ótico como $\langle \log t \rangle_L$ e a metalicidade nebular. Entretanto, salvo os cuidados necessários a esta diferenciação, estes efeitos em nada atrapalham as conclusões que vamos derivar a respeito destes dados.

9.2 Medida das Linhas no Infra-Vermelho

No capítulo 6 apresentamos os espectros observados no IV. Apesar de existirem diversas linhas de emissão e absorção na faixa compreendida entre 1.4 e 2.4 μm , apenas um pequeno grupo de linhas foi consistentemente encontrado em todas as galáxias. Ver por exemplo a Figura 9.1. Neste trabalho vamos nos concentrar justamente na análise destas linhas.

As linhas foram medidas utilizando-se a tarefa SPLOT do IRAF. O procedimento utilizado foi simplesmente integrar o fluxo na linha através de janelas definidas visualmente. Nos gráficos de S/R em função do comprimento de onda, que discutidos na seção 5.2, medimos a razão S/R nas vizinhanças das linhas de Pa- α ($\lambda 1.87 \mu m$) e Br- γ ($\lambda 2.17 \mu m$). Consideramos ainda que o ruído no contínuo ao redor de Pa- α representa os erros para $\lambda \lesssim 1.87 \mu m$ e que o ruído ao redor de Br- γ representa os erros para $\lambda \gtrsim 1.87 \mu m$. Isto ocorre porque a linha de Pa- α determina o limite entre as bandas H e K e também determina uma mudança na qualidade dos espectros no infra-vermelho, como fica claro a partir das Figuras 5.7 e 5.8. Estas medidas da razão sinal-ruído foram usadas na determinação dos erros nos fluxos das linhas de acordo com a seguinte equação:

$$\sigma = \frac{1}{(S/R)} F_\lambda \quad (9.1)$$

onde F_λ é o fluxo em uma dada linha. Utilizamos a medida correspondente da razão S/R dependendo da localização da linha em questão.

Na tabela 9.2 mostramos as linhas medidas bem como os erros (σ), para Pa- α e Br- γ . Todos os fluxos estão em unidades de $W m^{-2}$. Na tabela 9.2 mostramos as larguras equivalentes.

9.3 O Avermelhamento Nebular no Infra-Vermelho

Na seção 8.3 determinamos a extinção nebular a partir dos espectros óticos primariamente a partir da razão de linhas $H\alpha/H\beta$. Nesta seção vamos também determinar o avermelhamento nebular, desta vez a partir dos espectros no IV, mais especificamente da razão das linhas de recombinação Pa- α /Br- γ do Hidrogênio. Normalmente, no IV utiliza-se a a razão de linhas Pa- β /Br- γ , mas Pa- β não encontra-se na faixa de comprimento de ondas que cobrem nossos espectros e por isso utilizaremos a razão Pa- α /Br- γ .

Linhas Medidas no Infra-Vermelho									
#	Galáxia	Si	FeII	Pa- α	HeI	H_2	Br- γ	$\sigma(a)$	$\sigma(b)$
		1.590	1.644	1.870	2.059	2.122	2.166	1.870	2.166
1	ESO 485-G003	1.01	0.23	5.84	0.19	0.36	0.38	0.26	0.01
2	IC 0564	0.68	2.24	4.85	0.26	1.48	0.12	0.20	0.00
3	III Zw 035	2.33	3.37	11.18	0.41	4.17	1.38	0.15	0.01
4	IRAS 03359+1523	0.94	—	1.14	—	—	0.26	0.09	0.01
5	IRAS 05447-2124	0.30	2.14	18.73	0.91	0.58	1.68	0.85	0.04
6	MRK 0309	1.36	2.55	47.33	1.87	1.07	4.28	0.78	0.04
7	NGC 1614	59.92	21.28	145.00	18.20	3.25	31.23	1.48	0.12
8	NGC 2798	1.80	6.18	37.07	1.68	2.11	4.16	0.44	0.02
9	NGC 2966	2.46	12.33	53.82	1.67	4.26	4.53	0.89	0.06
10	NGC 3067	0.69	0.78	9.41	0.30	0.49	1.18	0.24	0.02
11	NGC 3079	7.32	9.21	18.04	5.15	10.45	6.80	0.17	0.03
12	NGC 3690	76.37	349.00	5441.00	271.70	407.90	622.60	360.80	16.59
13	NGC 4433	0.99	5.37	83.79	2.85	1.83	6.80	3.92	0.06
14	NGC 4527	3.34	41.60	65.81	1.59	3.89	15.73	1.63	0.06
15	NGC 4536	7.53	68.88	7.90	0.99	4.17	20.53	0.10	0.09
16	NGC 4666	10.38	26.65	2.40	0.67	1.78	9.90	0.06	0.05
17	NGC 5775	—	11.88	13.28	0.68	1.42	3.80	0.84	0.04
18	NGC 6090	1.45	2.86	6.99	0.69	0.82	0.89	0.41	0.02
19	NGC 7541	—	1.36	5.03	0.94	0.82	1.50	0.31	0.02
20	UGC 0903	—	—	1.57	—	0.29	—	0.08	0.01
21	Zw 049.057	—	1.20	3.93	0.21	2.80	1.11	0.15	0.01
22	NGC 4088	4.04	5.99	8.39	0.41	0.37	3.09	0.21	0.02
23	NGC 4818	16.22	25.76	546.50	12.63	8.23	38.71	11.65	0.22
24	NGC 5073	1.79	5.23	23.63	1.95	2.32	6.77	1.87	0.07
25	NGC 5461	1.80	2.45	15.76	—	0.48	7.19	8.89	0.58
26	NGC 5900	0.85	8.11	12.34	0.22	1.07	2.65	0.29	0.02
27	NGC 6240	3.59	62.33	65.07	1.90	57.28	5.12	2.36	0.02
28	NGC 3627	11.08	7.62	4.01	1.73	3.61	11.86	0.06	0.07
29	NGC 3885	1.73	27.21	8.57	1.88	—	2.16	0.21	0.01

(a) Erro válido para $\lambda \lesssim 1.870 \mu m$

(b) Erro válido para $\lambda \gtrsim 1.870 \mu m$

Tab. 9.2: Tabela das linhas medidas nos espectros infra-vermelhos. Todos os fluxos estão em unidades de $10^{-18} W/m^2$. Note que nem todas as linhas foram identificadas para todas as galáxias.

Larguras Equivalentes Medidas no Infra-Vermelho							
#	Galáxia	Si	FeII	Pa- α	HeI	H_2	Br- γ
		1.590	1.644	1.870	2.059	2.122	2.166
1	ESO 485-G003	6.138	1.403	48.720	1.969	4.070	4.452
2	IC 0564	3.209	11.040	30.350	2.138	13.610	1.095
3	III Zw 035	6.319	8.747	35.950	1.610	17.430	6.210
4	IRAS 03359+1523	8.560	—	16.060	—	—	5.200
5	IRAS 05447-2124	1.619	11.830	126.600	7.469	5.101	15.490
6	MRK 0309	4.622	8.256	196.000	9.016	5.501	23.150
7	NGC 1614	17.970	5.977	45.050	7.417	1.395	14.150
8	NGC 2798	1.685	5.914	39.190	2.432	3.233	6.651
9	NGC 2966	1.843	9.761	52.550	2.185	5.837	6.400
10	NGC 3067	1.719	1.987	28.840	1.275	2.224	5.545
11	NGC 3079	5.698	6.598	13.220	4.341	9.044	6.000
12	NGC 3690	6.023	25.130	413.600	18.05	27.120	41.580
13	NGC 4433	2.487	12.820	209.300	8.885	5.992	22.890
14	NGC 4527	1.371	17.920	32.550	1.096	2.871	11.860
15	NGC 4536	2.000	19.680	2.949	0.443	1.906	9.485
16	NGC 4666	6.811	18.110	2.651	0.802	2.293	12.970
17	NGC 5775	—	11.920	17.100	1.003	2.163	5.822
18	NGC 6090	5.797	11.590	40.260	5.383	6.916	7.883
19	NGC 7541	—	5.698	28.230	5.002	4.149	7.909
20	UGC 0903	—	—	15.440	—	3.549	—
21	Zw 049.057	—	4.273	18.260	1.141	15.650	6.533
22	NGC 4088	7.332	10.440	19.510	1.178	1.100	9.582
23	NGC 4818	6.438	9.603	250.900	6.152	4.264	20.080
24	NGC 5073	3.516	9.461	51.850	4.272	5.117	15.240
25	NGC 5461	61.530	75.000	1572.000	—	26.220	382.200
26	NGC 5900	1.280	11.740	23.230	0.000	2.369	5.891
27	NGC 6240	1.936	31.330	34.820	1.210	38.640	3.569
28	NGC 3627	5.660	3.747	2.706	1.394	3.187	10.980
29	NGC 3885	0.724	11.830	4.773	1.336	—	1.707

Tab. 9.3: Tabela das larguras equivalentes medidas nos espectros infra-vermelhos. Valores em Å.

A razão intrínseca das intensidades de Pa- α e Br- γ vem da teoria de recombinação. Usando os coeficientes de Osterbrock (1989), obtém-se:

$$F_{Pa-\alpha}^{int}/F_{Br-\gamma}^{int} = 12.1 \quad (9.2)$$

Assumindo novamente que a extinção é bem descrita por uma camada de poeira na linha de visada, podemos, de maneira análoga à seção 8.3, escrever a extinção nebulosa dada pela razão Pa- α /Br- γ da seguinte forma:

$$A_V = \frac{-2.5}{(q_{Pa-\alpha} - q_{Br-\gamma})} \log \left(\frac{F_{Pa-\alpha}^{obs}/F_{Br-\gamma}^{obs}}{F_{Pa-\alpha}^{int}/F_{Br-\gamma}^{int}} \right) \quad (9.3)$$

onde $q_\lambda = A_\lambda/A_V$. Na seção 8.3 adotamos a lei de Calzetti (1994) para o cálculo da extinção. Por consistência, adotaríamos a mesma lei no IV, mas a lei de Calzetti não introduziu avanços em relação às outras leis de extinção nesta faixa de comprimento de ondas. Desta forma, adotamos a lei de Clayton, Cardelli & Mathis (1989, de agora em diante CCM89). A partir da lei de CCM89, obtemos os valores: $q_{Pa-\alpha} = 0.1460$ e $q_{Br-\gamma} = 0.1154$. Substituindo-se estes valores e o valor intrínseco da relação Pa- α /Br- γ (equação 9.2) obtemos finalmente:

$$A_V = 81.70 \log \left(\frac{F_{Pa-\alpha}^{obs}/F_{Br-\gamma}^{obs}}{12.1} \right) \quad (9.4)$$

Utilizamos a equação acima para calcular a extinção nebulosa para cada uma de nossas galáxias e os resultados encontram-se na tabela 9.4, onde mostramos os valores adotados da extinção para cada uma das galáxias. Ainda na mesma tabela mostramos a extinção correspondente na banda K, de acordo com CCM89:

$$A_V = 8.77 \times A_K \quad (9.5)$$

Uma simples inspeção da tabela 9.4 mostra que as extinções derivadas a partir dos espectros IV são bem maiores que aquelas derivadas a partir dos espectros óticos mostradas na tabela 8.3. Isto mostra que o IV é de fato capaz de penetrar muito mais em regiões que sofrem grande extinção. De posse das extinções nebulares construímos a tabela 9.5 com os fluxos observados corrigidos pela extinção.

9.4 Super-Gigantes Vermelhas

Um dos principais diagnósticos que podemos obter das observações no IV são as super-gigantes vermelhas. Estas estrelas, conforme vimos na seção 1.3.4, podem ser progenitoras das estrelas WR. Entretanto, algumas estrelas massivas podem passar pela fase de Super-Gigante Vermelha sem no entanto experimentar a fase WR.

A assinatura característica destas estrelas no IV aparece na forma de fortes absorções que aparecem nos espectros observados acima de $2.3 \mu m$. Podemos observar estas absorções nas figuras do capítulo 6. Para melhor visualização, reproduzimos na Figura 9.1 apenas os espectros da banda K. Nesta seção vamos investigar como a quantidade destas estrelas se relaciona com a idade das galáxias hospedeiras.

Extinção Nebular no Infra-Vermelho				
#	Galáxia	Extinção	Extinção	Observações
		Banda V	Banda K	
1	ESO 485-G003	0	0	(a)
2	IC 0564	0	0	(a)
3	III Zw 035	14.240	1.624	
4	IRAS 03359+1523	36.120	4.119	
5	IRAS 05447-2124	2.980	0.340	
6	MRK 0309	3.216	0.367	
7	NGC 1614	33.880	3.863	
8	NGC 2798	10.790	1.230	
9	NGC 2966	0.615	0.070	
10	NGC 3067	14.850	1.693	
11	NGC 3079	53.660	6.119	
12	NGC 3690	11.510	1.312	
13	NGC 4433	0	0	(a)
14	NGC 4527	37.560	4.283	
15	NGC 4536	0	0	(b)
16	NGC 4666	0	0	(b)
17	NGC 5775	43.890	5.005	
18	NGC 6090	15.460	1.763	
19	NGC 7541	45.260	5.161	
20	UGC 0903	0	0	(c)
21	Zw 049.057	43.560	4.967	
22	NGC 4088	52.820	6.023	
23	NGC 4818	0	0	(a)
24	NGC 5073	43.970	5.014	
25	NGC 5461	60.400	6.887	
26	NGC 5900	33.740	3.847	
27	NGC 6240	0	0	(a)
28	NGC 3627	0	0	(b)
29	NGC 3885	39.450	4.498	

(a) A Linha Br- γ é muito fraca.

(b) A Linha Pa- α é muito fraca.

(c) A Linha Br- γ é inexistente ou indetectável.

Tab. 9.4: Tabela das extinções adotadas para cada galáxia. No Infra-Vermelho utilizamos como indicador de extinção a razão Pa- α /Br- γ . Para as galáxias cuja estimativa de avermelhamento está prejudicada (problemas (a)-(c)), adotamos $A_V = A_K = 0$.

Linhas Medidas no Infra-Vermelho – Corrigidas Pela Extinção									
#	Galáxia	Si	FeII	Pa- α	HeI	H_2	Br- γ	$\sigma(a)$	$\sigma(b)$
		1.590	1.644	1.870	2.059	2.122	2.166	1.870	2.166
1	ESO 485-G003	0.101	0.024	0.584	0.019	0.036	0.038	0.262	0.00
2	IC 0564	0.068	0.224	0.485	0.026	0.148	0.012	0.197	0.00
3	III Zw 035	2.803	3.549	7.587	0.210	1.988	0.627	0.149	0.00
4	IRAS 03359+1523	51.690	—	14.650	—	—	1.211	0.087	0.00
5	IRAS 05447-2124	0.050	0.350	2.796	0.128	0.081	0.231	0.848	0.04
6	MRK 0309	0.238	0.434	7.294	0.271	0.153	0.603	0.777	0.04
7	NGC 1614	2223.000	578.000	1380.000	90.250	13.350	114.100	1.482	0.11
8	NGC 2798	1.184	3.681	15.820	0.582	0.690	1.307	0.438	0.03
9	NGC 2966	0.274	1.365	5.846	0.180	0.456	0.483	0.886	0.03
10	NGC 3067	0.917	0.911	6.928	0.166	0.250	0.573	0.243	0.02
11	NGC 3079	8588.000	6592.000	2455.000	249.500	376.300	202.900	0.169	0.02
12	NGC 3690	57.000	234.300	2558.000	102.300	144.200	211.400	360.800	16.50
13	NGC 4433	0.099	0.537	8.379	0.285	0.183	0.680	3.923	0.00
14	NGC 4527	235.500	2077.000	1028.000	12.070	23.930	84.920	1.629	0.00
15	NGC 4536	0.753	6.888	0.790	0.099	0.417	2.053	0.096	0.08
16	NGC 4666	1.038	2.665	0.240	0.067	0.178	0.990	0.056	0.04
17	NGC 5775	—	1690.000	485.700	10.630	17.480	40.140	0.837	0.03
18	NGC 6090	2.151	3.695	5.586	0.407	0.445	0.462	0.405	0.03
19	NGC 7541	—	242.100	221.200	17.220	11.770	18.280	0.306	0.02
20	UGC 0903	—	—	0.157	—	0.029	—	0.078	0.00
21	Zw 049.057	—	161.400	137.600	3.204	33.270	11.370	0.149	0.03
22	NGC 4088	4093.000	3736.000	1019.000	17.810	12.040	84.230	0.206	0.02
23	NGC 4818	1.622	2.576	54.650	1.263	0.823	3.871	11.650	0.22
24	NGC 5073	386.800	754.600	873.600	30.940	28.820	72.190	1.871	0.07
25	NGC 5461	6866.000	5347.000	5308.000	—	36.350	438.600	8.889	0.53
26	NGC 5900	31.110	215.200	115.300	1.090	4.316	9.528	0.294	0.02
27	NGC 6240	0.359	6.233	6.507	0.190	5.728	0.512	2.361	0.02
28	NGC 3627	1.108	0.762	0.401	0.173	0.361	1.186	0.058	0.00
29	NGC 3885	169.800	1857.000	172.600	17.710	—	14.270	0.212	0.03

(a) Erro válido para $\lambda \lesssim 1.870 \mu m$

(b) Erro válido para $\lambda \gtrsim 1.870 \mu m$

Tab. 9.5: Tabela das linhas medidas nos espectros infra-vermelhos corrigidas pela extinção. Os fluxos foram corrigidos de acordo com a extinção nebulosa derivada para cada galáxia, conforme mostrado na tabela 9.4. Todos os fluxos estão em unidades de $10^{-17} W/m^2$. Observe que na tabela 9.2 os fluxos estão em unidades de $10^{-18} W/m^2$.

9.4.1 Cálculo do Índice de CO

Nosso objetivo principal é comparar a intensidade destas absorções devidas às super-gigantes vermelhas observadas em nossos espectros com a intensidade das absorções previstas pelo código Starburst99. Para facilitar nossa comparação, adotamos as mesmas definições utilizadas pelo código, que emprega um parâmetro chamado índice de CO, originalmente introduzido por Frogel *et al.* (1978) e mais recentemente reformulado por Doyon, Joseph & Wright (1994)⁴. O cálculo deste parâmetro envolve os seguintes passos:

1. Ajusta-se uma curva ao contínuo de cada galáxia entre 2 e 2.29 μm , evitando-se as linhas de emissão. Para fazer isso, consideramos apenas a banda K e utilizamos a tarefa SPECFIT do IRAF. O resultado deste ajuste pode ser visto na Figura 9.1.
2. Divide-se o espectro observado pela curva do ajuste obtido no passo anterior. O resultado é um espectro normalizado, onde ficam evidentes as absorções de CO. Apresentamos apenas um exemplo de um destes espectros na Figura 9.2.
3. Calcula-se o valor de $\langle R_{2.36} \rangle$, que é o valor médio do espectro normalizado (obtido no passo 2) entre 2.31 e 2.40 μm . Este valor é medido com o IRAF no espectro normalizado. Para o cálculo dos erros, repetimos esta medida 3 vezes.
4. Calcula-se o valor do índice de CO (espectroscópico) segundo a equação 9.6:

$$CO_{sp} = -2.5 \log \langle R_{2.36} \rangle \quad (9.6)$$

A equação acima é avaliada 3 vezes, com os respectivos valores de $\langle R_{2.36} \rangle$ calculados no passo 3.

5. Por fim, o índice de CO é a média entre os três valores obtidos pela equação 9.6 e o erro é a raiz quadrada da variância.

Assim, o índice de CO é definido de tal maneira que quanto maior o seu valor, maior as bandas de absorção de CO observadas e maior a contribuição de RSG para o espectro observado. Os passos 1–5 foram repetidos para todas as galáxias da amostra. Na tabela 9.6 mostramos o valor dos índices de CO obtidos. Os erros são muito pequenos e portanto não estão listados.

Como já dissemos, o índice de CO reflete a quantidade de super-gigantes vermelhas presentes nas galáxias em estudo. De acordo com a evolução estelar, esperamos que este parâmetro varie com o tempo. Para investigarmos isso, mostramos na Figura 9.3 a variação deste parâmetro com o tempo (idade média ponderada pelo fluxo, conforme definimos no capítulo 7). As escolhas de cores são as mesmas dos capítulos anteriores. Como vemos, notamos que o índice de CO aumenta à medida que a idade das galáxias aumenta. Em especial, para as nossas galáxias mais jovens,

⁴ Para maiores detalhes e limitações sobre o emprego deste parâmetro, ver o apêndice A de Doyon, Joseph & Wright (1994).

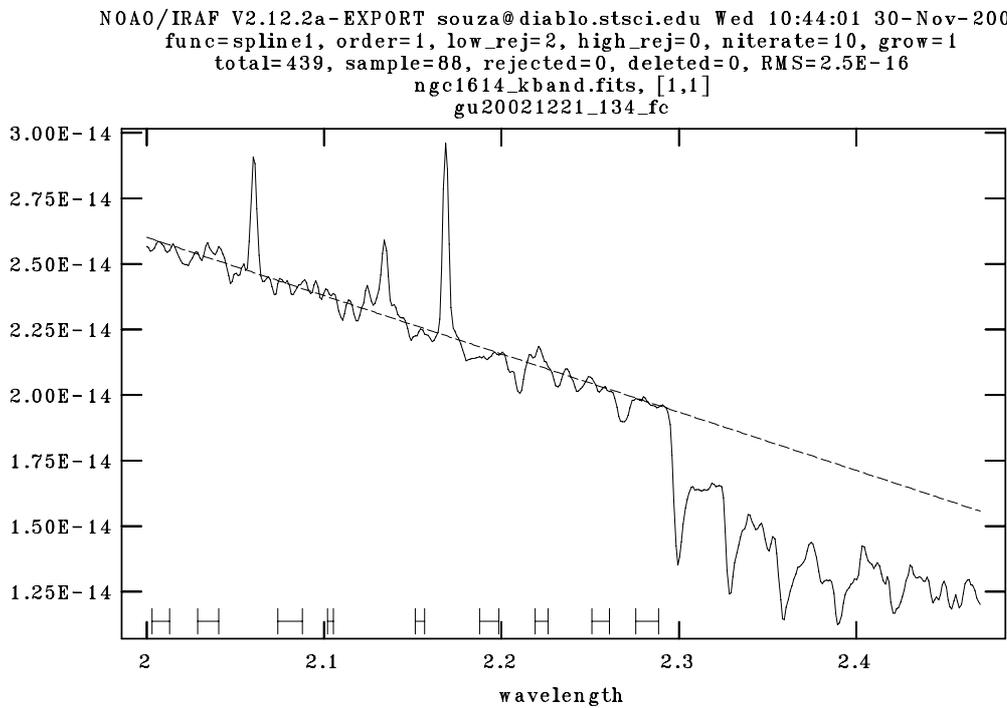


Fig. 9.1: Exemplo do ajuste do contínuo para a galáxia NGC 1614. Notar a absorção devido à molécula de CO a partir de $2.3 \mu\text{m}$. Este ajuste é necessário (ver passo 1) para o cálculo do índice de CO.

O Índice de CO

	Galáxia	Índice de CO (CO_{sp})	σ
#	Nome		
1	ESO 485-G003	0.12	
2	IC 0564	0.21	
3	III Zw 035	0.21	
4	IRAS 03359+1523	0.10	
5	IRAS 05447-2114	0.19	
6	MRK 0309	0.20	
7	NGC 1614	0.27	
8	NGC 2798	0.23	
9	NGC 2966	0.21	
10	NGC 3067	0.18	
11	NGC 3079	0.26	
12	NGC 3690	0.19	
13	NGC 4433	0.23	
14	NGC 4527	0.21	
15	NGC 4536	0.25	
16	NGC 4666	0.21	
17	NGC 5775	0.24	
18	NGC 6090	0.16	
19	NGC 7541	0.29	
20	UGC 0903	0.20	
21	ZW 049.057	0.22	
22	NGC 4088	0.23	
23	NGC 4818	0.21	
24	NGC 5073	0.25	
25	NGC 5461	0.00	
26	NGC 5900	0.24	
27	NGC 6240	0.25	
28	NGC 3627	0.24	
29	NGC 3885	0.22	

Tab. 9.6: Tabela com o índice de CO para cada galáxia com seus respectivos erros. Note que a galáxia NGC 5461 (uma região HII, alvo de oportunidade), possui um índice de CO tecnicamente nulo. Os erros no índice de CO foram estimados a partir da variância de três medidas independentes.

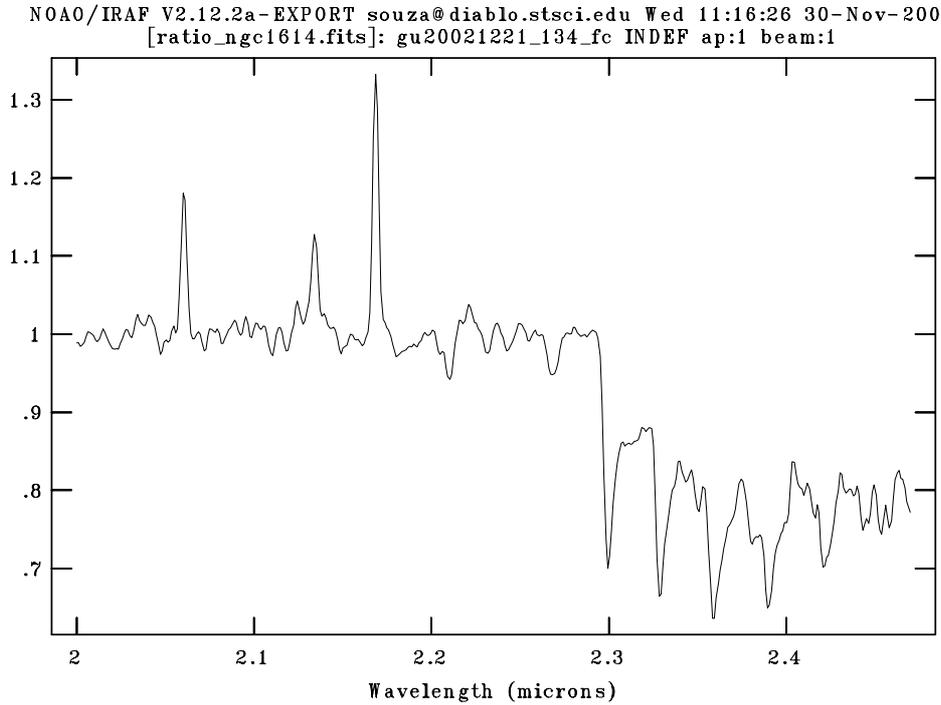


Fig. 9.2: Espectro normalizado da galáxia NG1614 (ver passo 2). Note as três importantes linhas de emissão do HeI, H_2 e Br- γ .

com $\langle \log t \rangle_L < 10^{7.5}$ anos, vemos que o valor do parâmetro é da ordem de 0.2 (ou menor) e para as galáxias mais velhas da amostra, vemos que o valor do índice de CO se aproxima de 0.3.

Para comparar este resultado com os modelos do Starburst99, calculamos através deste código o valor teórico do índice de CO em função do tempo. Utilizamos como parâmetros de entrada uma taxa de formação estelar contínua e uma função de massa inicial (FMI) de Salpeter com $M_{low} = 0.1$ e $M_{upp} = 100.0 M_{\odot}$ (vale notar que o comportamento do índice de CO depende pouco da FMI utilizada) Além disso, utilizamos os traços evolutivos de Padova (AGB)⁵, com metalicidade $Z = 0.05$. Na Figura 9.3, o modelo está representado pela curva verde. Como vemos, observa-se um comportamento similar ao que observamos com nossos dados. Por um lado, observa-se um aumento no valor do índice de CO em torno de $\langle \log t \rangle_L \sim 7.5$ e por outro observamos também que as galáxias mais jovens (como é o caso das galáxias WR) apresentam, em média valores mais baixos do índice de CO. Este é um resultado interessante pois os valores de $\langle \log t \rangle_L$ saem da definição apresentada no capítulo 7 e indicam a idade ponderada pela luz das nossas galáxias. Esta definição de “idade” difere daquela adotada no Starburst99, que refere-se à idade do evento de formação estelar. O fato de haver uma razoável concordância entre estas duas maneiras de definir a idade das populações estelares das nossas galáxias é bastante encorajador. Entretanto, devido às diferentes definições esta correspondência tem

⁵ Os traços evolutivos de Padova são os mais indicados para modelar estrelas frias, como as RSG.

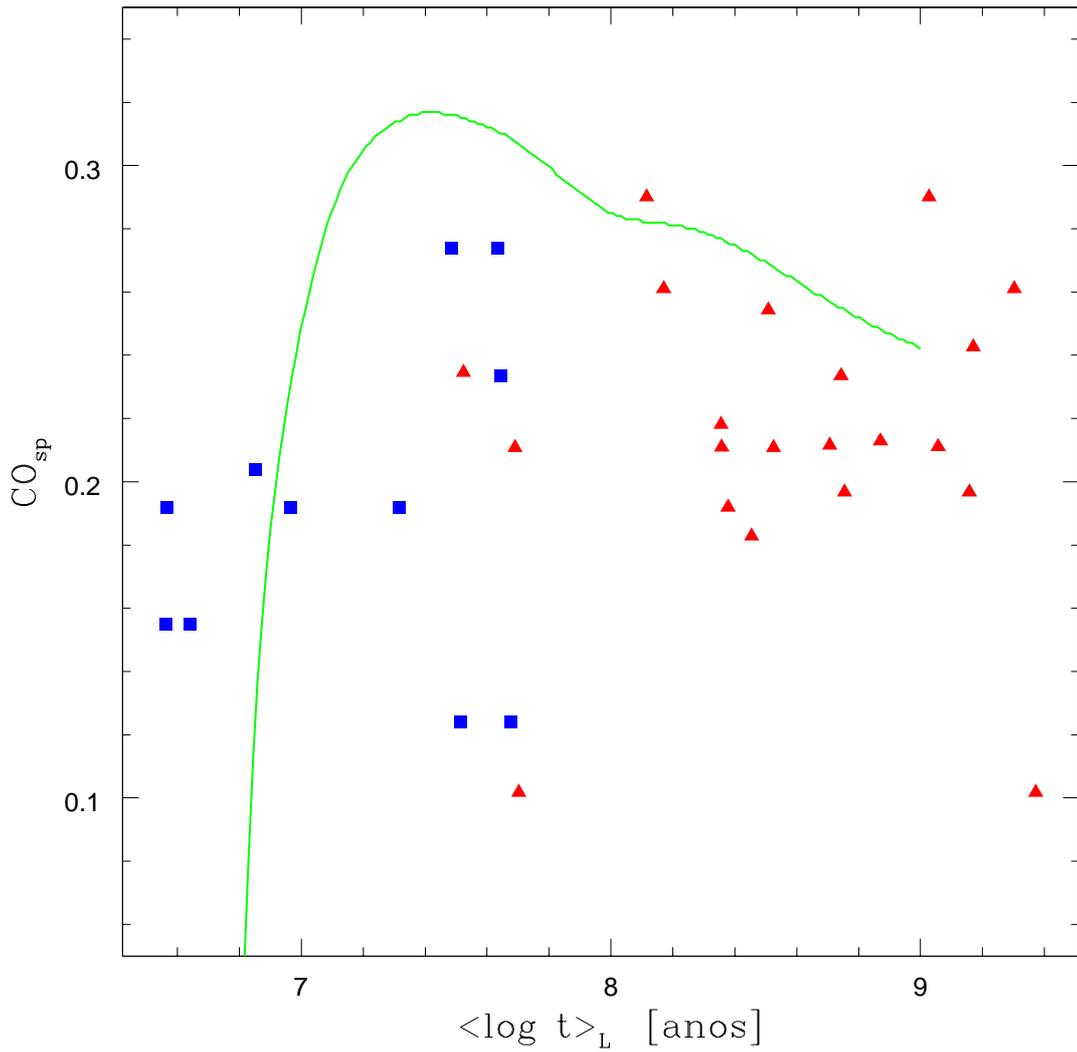


Fig. 9.3: Variação do índice de CO com o tempo. Note a descontinuidade em torno de $\langle \log t \rangle_L = 7.5$. A curva verde mostra a evolução do índice de CO de acordo com o Starburst99 calculado com os traços evolutivos de Padova. Existe uma concordância qualitativa entre o modelo e as observações.

que ser interpretada com cautela.

O índice de CO aumenta repentinamente a partir de $\langle \log t \rangle_L \sim 7.5$ porque para $t \lesssim 8 \cdot 10^6$ anos a população estelar destas galáxias é dominada por estrelas O e B que produzem forte ionização e pouco contínuo na banda K. Após 8 milhões de anos as primeiras RSGs começam a contribuir no balanço geral das populações estelares. Como existe uma clara descontinuidade em torno de $\langle \log t \rangle_L \sim 7.5$ anos, o índice de CO atua como um “relógio natural” que nos ajuda a datar estas galáxias.

Como vimos na seção 1.3.4, nem todas as WR necessariamente passam pela fase RSG. Desta forma, a partir destes espectros apenas, não é possível inferir sobre a possibilidade de que as galáxias que abrigam grandes quantidades de estrelas WR possam um dia vir a abrigar RSGs.

9.5 Análise do Hidrogênio Molecular

Como já discutimos anteriormente, a principal característica das galáxias da nossa amostra é que elas são muito ricas em poeira e gás. Estes LIRGs possuem morfologias variadas que em geral são resultados de interações gravitacionais recentes. Estas interações acabam por propiciar a formação estelar intensa mas também perturbam o gás e o posicionando de uma maneira distinta daquela encontrada numa galáxia espiral ordinária, onde o gás e a poeira encontram-se distribuídos no disco.

Entre as moléculas encontradas em galáxias deste tipo encontram-se a água (H_2O em forma de vapor), o Hidrogênio molecular (H_2), Silicatos (SiO_4) e moléculas orgânicas diversas que são coletivamente denominadas PAH⁶. Cada uma destas moléculas possui assinaturas em regiões distintas do IV. Neste trabalho vamos brevemente considerar o Hidrogênio molecular pois sua assinatura espectroscópica aparece justamente na banda K, que estamos considerando neste capítulo.

A molécula do H_2 , quando recebe radiação em galáxias com formação estelar não se dissocia. Ao invés disto ela absorve a energia e sofre transições de vibração. Existe uma dezena de estados vibracionais distintos que uma molécula de Hidrogênio pode assumir, dependendo da energia da radiação incidente (Thornton, Stockton & Ridgeway 1999). Existem estados vibracionais que são excitados por excitação radiativa (H_2 , $v=1-0$) e outros que são excitados colisionalmente (H_2 , $v=2-1$). Desta forma é possível utilizar a razão destas duas linhas para se determinar a origem da energia que predomina em determinada galáxia: radiação incidente (formação estelar) ou choques (produzidos em regiões com alta densidade de gás). Ver por exemplo Davies *et al.* (2003).

Um estudo aprofundado destas transições e dos vários diagnósticos que podem ser obtidos com elas, vai além dos objetivos deste trabalho. Estudos detalhados já foram feitos a este respeito: Gilbert *et al.* (2000) e Davies *et al.* (2000). Nestes trabalhos os autores obtiveram espectros de altíssima qualidade (nas bandas H e K) e identificam praticamente todas as linhas vibracionais do Hidrogênio molecular.

Neste trabalho, identificamos apenas uma linha do Hidrogênio molecular que está presente em todas as galáxias (ver tabela 9.2): H_2 , $v=1-0$ S(1) $\lambda 2.12 \mu m$. Por

⁶ Sigla em Inglês para Hidrocarbonetos Policíclicos Aromáticos. Ver por exemplo Laurent *et al.* (2000).

isso vamos limitar esta seção ao estudo desta linha.

As regiões emissoras de Hidrogênio e das linhas do Oxigênio neutro devem estar fortemente correlacionadas, pois ambas são provenientes dos reservatórios de gás destas galáxias (Mouri *et al.* 1989). Assim, a intensidade da linha de H_2 $\lambda 2.12 \mu m$ deve estar correlacionada com a intensidade da linha de emissão o [OI] $\lambda 6300$. Em outras palavras, a região responsável pela emissão do gás Hidrogênio é a mesma que responde pela emissão do Oxigênio neutro.

Para investigar esta correlação plotamos na Figura 9.4 uma espécie de diagrama de diagnóstico para o IV. No eixo vertical consideramos a razão [OI] $\lambda 6300/H\alpha$ $\lambda 6563$ e no eixo horizontal consideramos a razão H_2 $\lambda 2.12/Br-\gamma$ $\lambda 2.17$. A divisão das linhas do Hidrogênio e do Oxigênio por linhas de recombinação foi originalmente utilizada por Mauri *et al.* (1989) para compensar o avermelhamento. Entretanto, neste trabalho, utilizamos todas as linhas deste diagrama já corrigidas por avermelhamento, de acordo com as seções 9.3 e 8.3.

A partir da Figura 9.4 podemos notar que a maioria das galáxias desta amostra possuem $H_2/Br-\gamma \leq 1$, localizadas à esquerda da linha traçada vertical (azul clara). Este resultado está de acordo com os estudos de Puxley *et al.* (1988) e Doyon *et al.* (1994), que encontram que esta razão deve ser menor ou igual à unidade em galáxias dominadas por formação estelar, pois a emissão do H_2 deve ser produzida por fluorescência promovida pelo ultra-violeta. Por outro lado, ULIRGs (tecnicamente não temos nenhum em nossa amostra) devem ter uma razão $H_2/Br-\gamma$ maior que a unidade (Goldader *et al.* 1995). De fato, as únicas 3 galáxias que encontram-se à direita da linha traçada vertical estão entre as mais luminosas da amostra: III Zw 035 (extrações 1 e 2) com $\log(L_{IR}/L_{\odot}) = 11.56$, e Zw 049.057 com $\log(L_{IR}/L_{\odot}) = 11.15$ (ver tabela 4.1).

Outra característica que merece ser investigada é a correlação entre a idade das galáxias e a largura equivalente da linha de H_2 , pois no início da formação estelar a intensidade da linha de hidrogênio depende da incidência de fótons (UV) provenientes de estrelas jovens. Posteriormente, à medida que as populações envelhecem, esta linha passa a ser primariamente excitada por choques de super-novas e em menor importância contribuem os ventos estelares de estrelas de alta massa. Na Figura 9.5 mostramos como se comporta a largura equivalente desta linha de emissão em função da idade da galáxia. Adotamos a mesma convecção de cores das figuras anteriores deste capítulo e vemos que de fato a largura equivalente diminui com a idade das galáxias, pois encontramos uma anti-correlação com $R_S = -0.34$. O espalhamento no eixo vertical ($EW(H_2)$) que observamos se deve ao fato de que galáxias com uma dada idade podem possuir diferentes quantidades de gás e estrelas.

Por fim, mostramos na Figura 9.6 a relação entre as linha de emissão do H_2 e a linha de recombinação do Hidrogênio $Br-\gamma$. Ambas as linhas foram corrigidas pelo avermelhamento intrínseco conforme derivamos na seção 9.3. Encontramos uma excelente correlação neste diagrama fluxo-fluxo, com um coeficiente de Spearman da ordem de 0.90. É interessante notar que a linha do H_2 tem uma correlação idêntica àquela encontrada entre a linha do FeII com a mesma linha de recombinação do Hidrogênio (Figura 9.11). Isto é surpreendente pois os mecanismos de excitação do Hidrogênio molecular não estão diretamente correlacionados aos mecanismos de excitação do [FeII] ou do Hidrogênio. Este resultado é ligeiramente diferente daquele

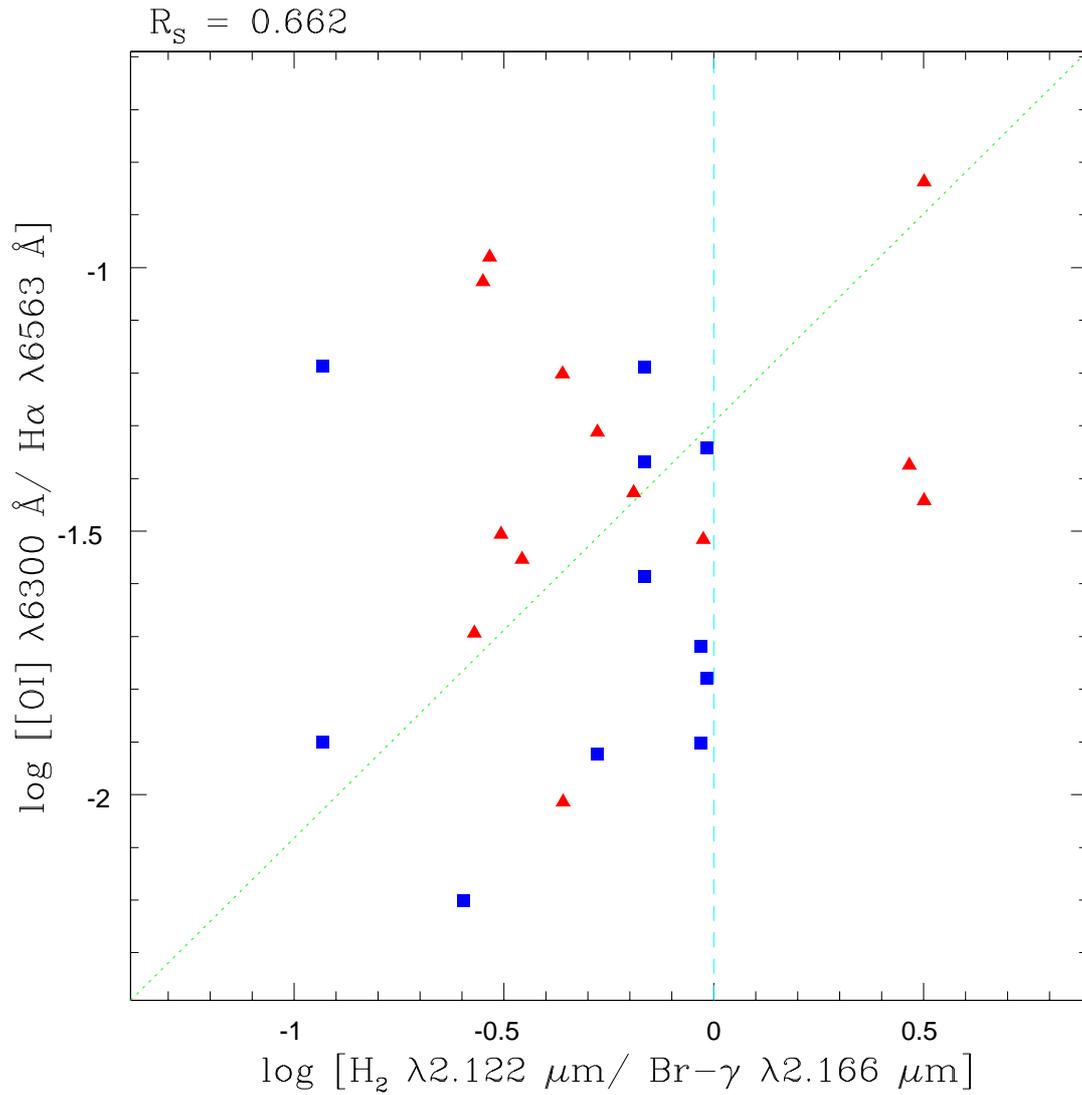


Fig. 9.4: Diagrama de diagnóstico no infra-vermelho. As razões de linhas consideradas tentam identificar a origem das regiões emissoras de H_2 . Como vemos, a maioria de nossas galáxias encontra-se à esquerda da linha tracejada azul clara, indicando que elas são energizadas por formação estelar. As 3 únicas galáxias à direita ($H_2/\text{Br}-\gamma > 1$) da linha vertical (azul clara) tem luminosidades próximas às dos ULIRGs (ver texto).

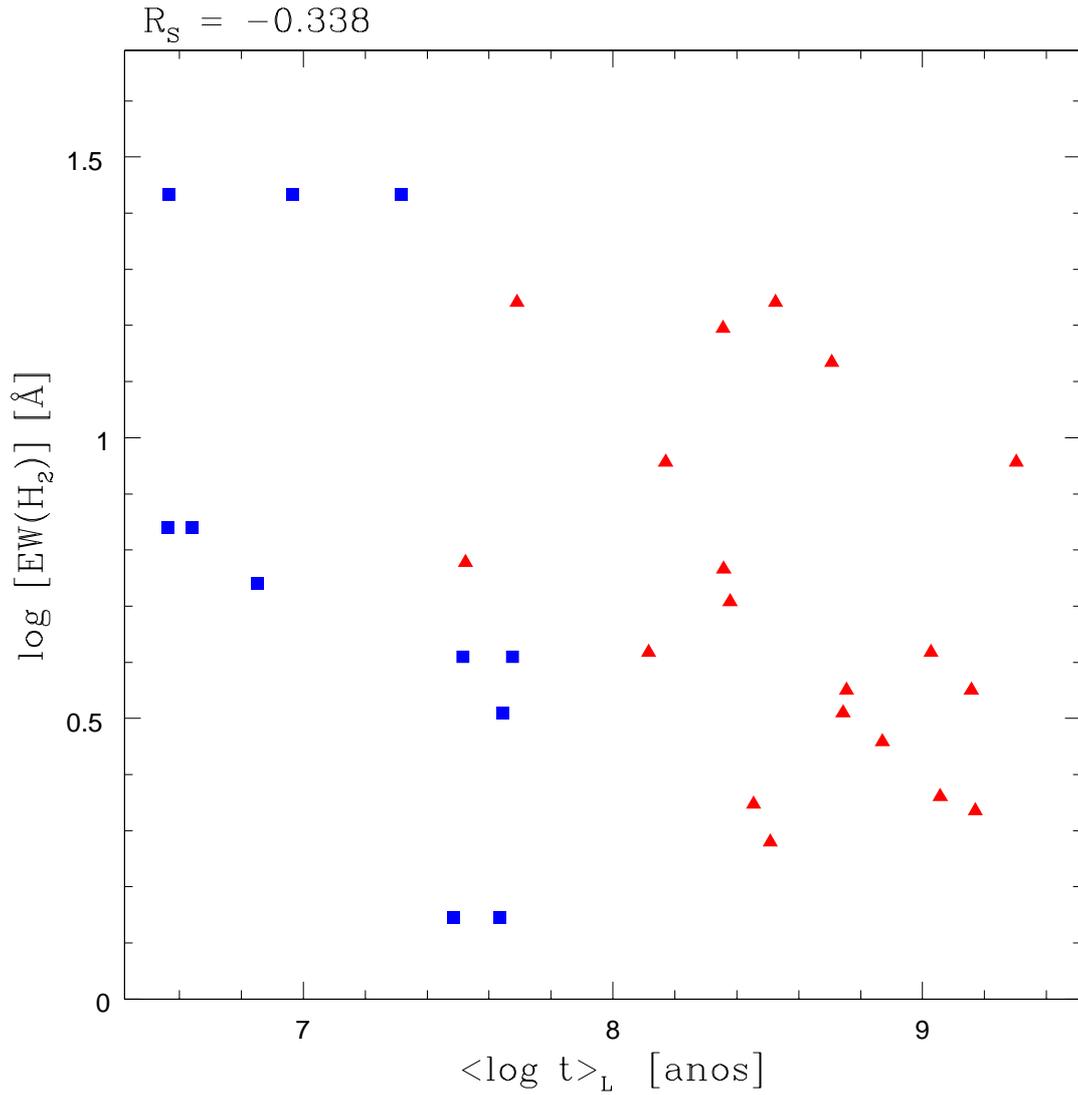


Fig. 9.5: Variação da largura equivalente de H_2 em função da idade das galáxias. Notamos um maior espalhamento nesta figura ($R_S = -0.34$) em comparação com os resultados que obtivemos para a evolução temporal da largura equivalente de Br- γ na Figura 9.7.

encontrado por Calzetti (1997), que utiliza uma amostra menor que a nossa (19 galáxias), e encontra uma menor correlação entre a linha do H_2 e a linha de Br- γ . De qualquer maneira, os mecanismos de excitação do H_2 são bem mais complexos do que o mecanismo de excitação do [FeII] ou do Hidrogênio (Mouri 1994).

9.6 A Linha de Recombinação de Br- γ

Como sabemos, determinar a idade das galáxias em estudo é um dos principais problemas em astrofísica e ao longo deste trabalho dedicamos especial atenção a este importante parâmetro. Felizmente contávamos com métodos de síntese que aplicamos aos nossos espectros observados no ótico (capítulo 7), permitindo que obtivéssemos a idade das galáxias de nossa amostra. Entretanto, nem sempre é possível determinar a idade de uma amostra desta maneira. Muitas vezes conta-se apenas com uma cobertura bastante limitada em comprimento de onda. Outras vezes, apenas fotometria em algumas bandas são disponíveis. É neste contexto que métodos alternativos de datação são importantes.

Tanto observações quanto modelos revelam que muitos parâmetros variam ou correlacionam-se com a idade da galáxia. Nesta seção vamos mostrar como podemos utilizar a linha de recombinação do Hidrogênio, Br- γ para estudarmos a idade e outras importantes propriedades das galáxias de nossa amostra.

9.6.1 A Evolução Temporal da Largura Equivalente de Br- γ

A largura equivalente de Br- γ , EW(Br- γ) (ver tabela 9.2) juntamente com o índice de CO, são as quantidades mais apropriadas para se estudar a idade de uma galáxia, pois elas apresentam variações consideráveis em pequenos intervalos de tempo (Doyon, Joseph & Wright 1994).

Na Figura 9.7 plotamos o comportamento da largura equivalente de Br- γ com o tempo. Nota-se que as galáxias WR são, em média, as mais jovens e as que possuem as maiores EW(Br- γ).

A dependência temporal de EW(Br- γ) com o tempo está relacionada com o fato de que para $t \lesssim 8$ milhões de anos a população estelar dominante são as estrelas O e B que produzem alta ionização e pouco contínuo na banda K, fazendo com que a EW(Br- γ) seja alta. À medida que estas estrelas evoluem e morrem a situação se inverte e a largura equivalente de Br- γ eventualmente cai. A queda é abrupta para $t \gtrsim 8$ milhões de anos e comparando as nossas galáxias mais jovens com as mais velhas notamos que a EW(Br- γ) cai por um fator de ~ 10 . Por fim, vale a pena salientar que a anti-correlação entre EW(Br- γ) e $\langle \log t \rangle_L$ aqui encontrada é totalmente análoga à anti-correlação entre EW(H β) e $\langle \log t \rangle_L$ discutida no capítulo 8.

Para comparar nossos resultados observacionais com modelos, utilizamos o código STARBURT99, com os traços evolutivos de Genebra (com alta perda de massa), metalicidade $Z = 0.04$ e FMI de Salpeter com $M_l = 0.1$ e $M_u = 100 M_\odot$ e notamos que é possível reproduzir qualitativamente o comportamento que observamos em nossas galáxias. Encontramos uma anti-correlação, com $R_S = -0.45$. O resultado deste modelo (curva verde) é representado na Figura 9.7. Apesar da concordância

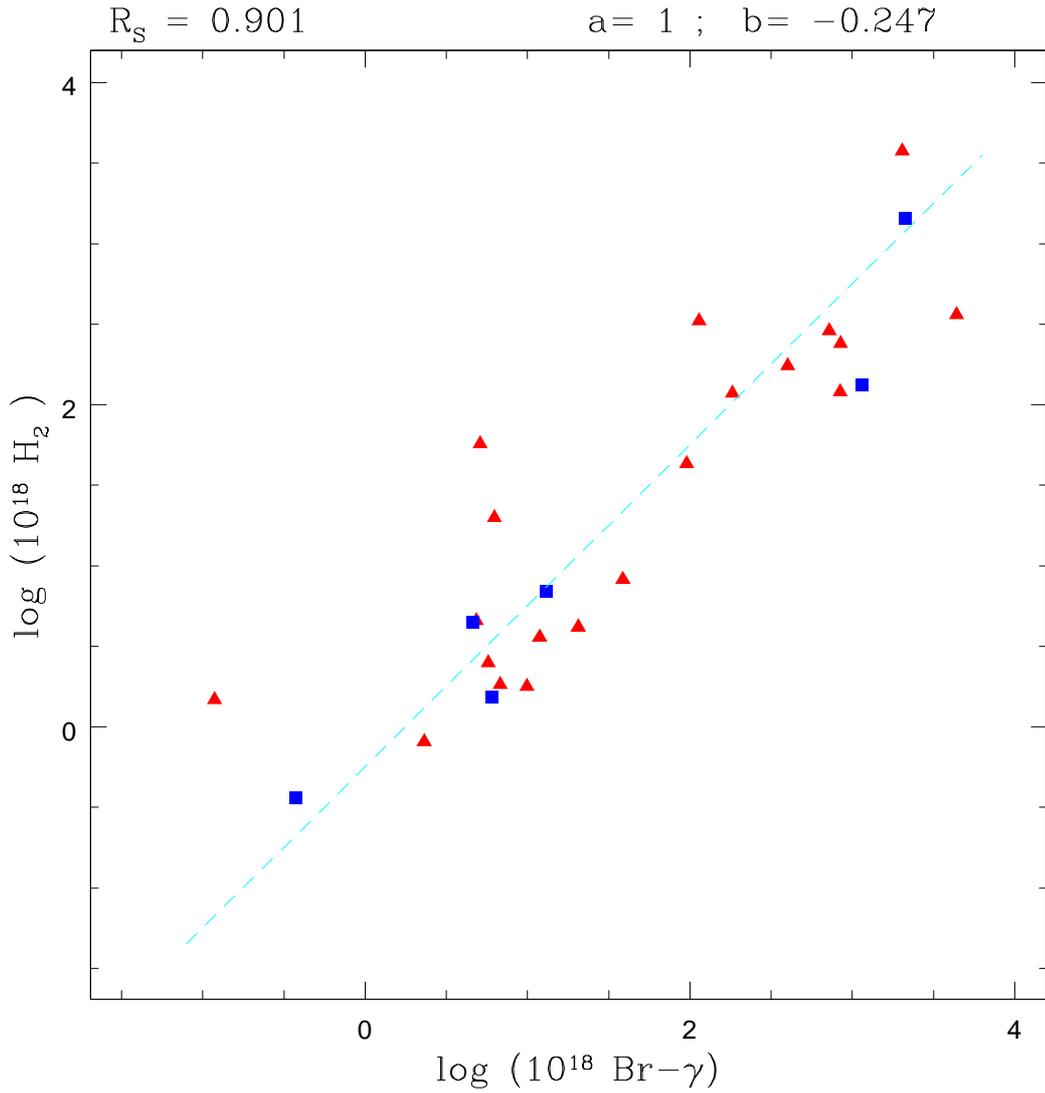


Fig. 9.6: Diagrama fluxo-fluxo entre Br- γ e H_2 . Os fluxos foram corrigidos pelo avermelhamento nebuloso e estão em unidades de W/m^2 . Encontramos uma excelente correlação, com $R_S = 0.9$. Comparar com a Figura 9.11.

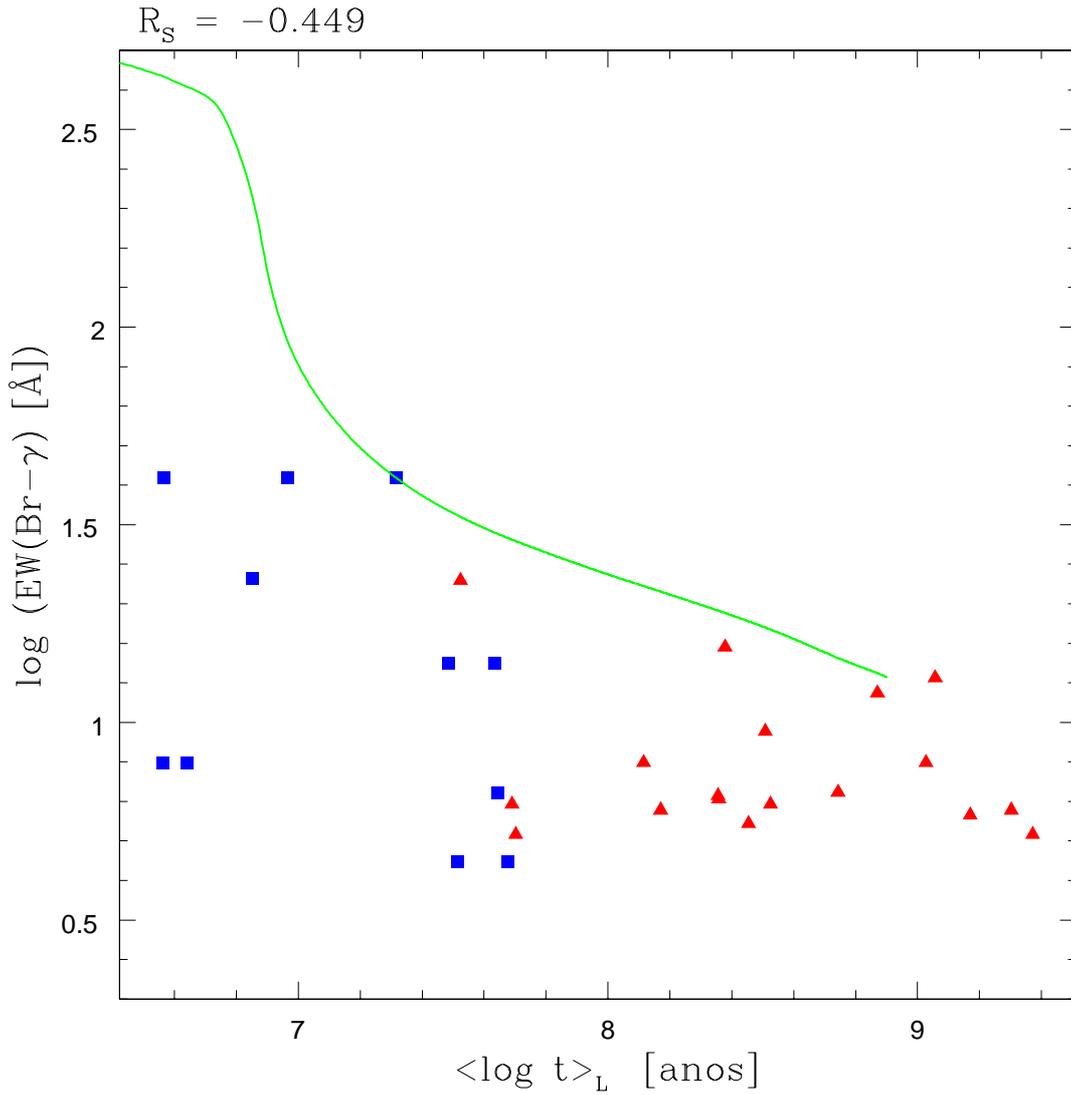


Fig. 9.7: Relação entre a largura equivalente de Br- γ e a idade média ponderada pelo fluxo obtida a partir da síntese de espectros óticos. A curva verde representa a relação teórica, obtida com o Starburst99. Nota-se que recuperamos uma correspondência qualitativa com nossos dados, com $R_s = -0.45$. Comparar com a Figura 9.5.

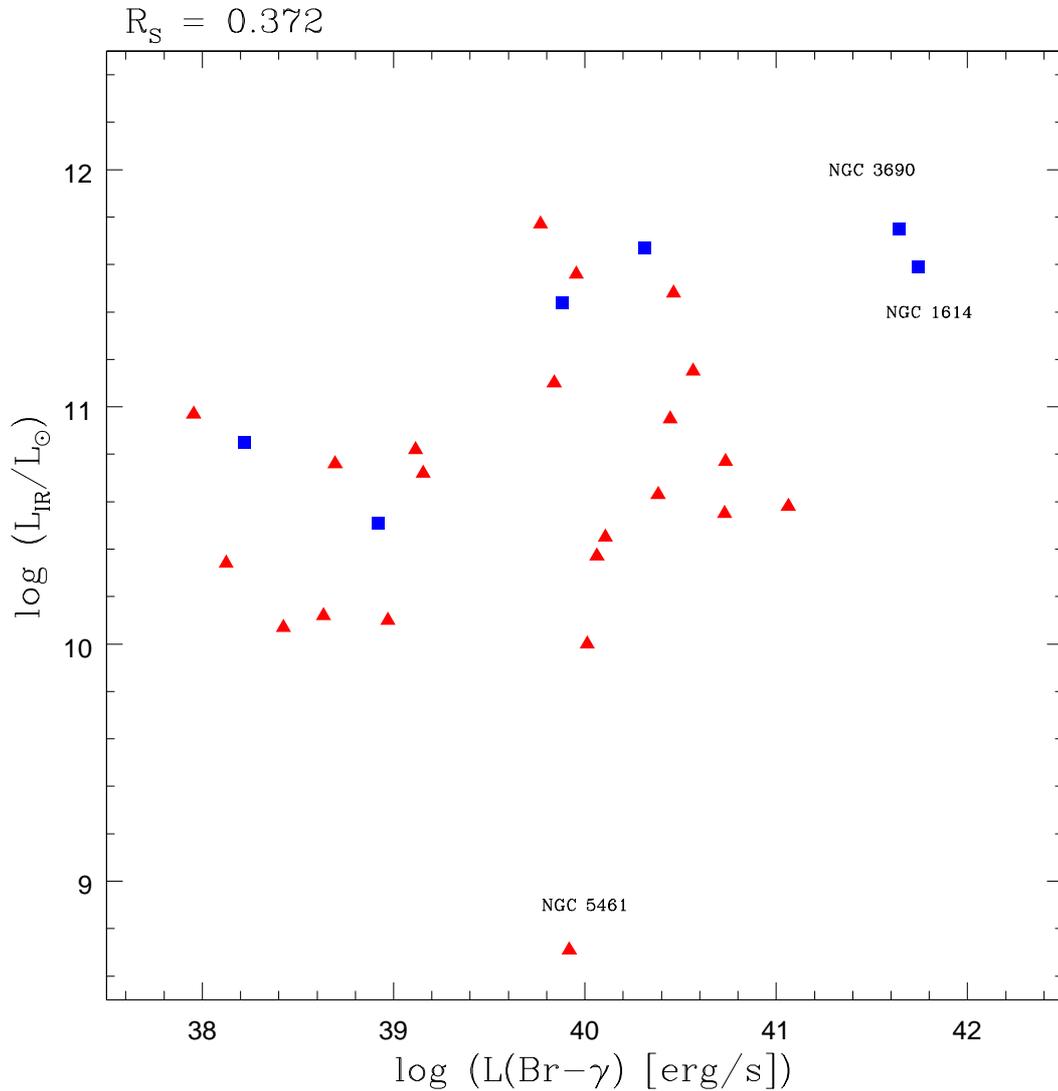


Fig. 9.8: Relação entre a Luminosidade no Infra-Vermelho e a luminosidade da Linha Br- γ . Nota-se uma razoável correlação entre estas quantidades, com $R_S = 0.37$.

qualitativa, existe uma grande discrepância quantitativa entre os valores previstos e os observados. Este problema é similar ao discutido no capítulo 3, onde estudamos a relação entre a largura equivalente de H β e a idade. Como naquele capítulo, podemos listar vários fatores como responsáveis pela discrepância na Figura 9.7: A presença de uma população velha subjacente, a existência de componentes de absorção em Br- γ e a possibilidade de que nem todos fótons ionizantes sejam absorvidos pelo gás. Nenhum desses efeitos foi corrigido na Figura 9.7.

Na Figura 9.8 mostramos como a luminosidade de Br- γ se relaciona com a luminosidade no IV (L_{IR}). Notamos uma razoável correlação entre as duas quantidades, com $R_S = 0.37$. As galáxias WR (na figura mostramos a posição de duas delas: NGC 1614 e NGC 3690) estão entre as mais luminosas no IV, mas nem sempre isto indica que são também as mais luminosas em Br- γ .

9.6.2 O Potencial Ionizante

Nesta seção calculamos a taxa de fótons ionizantes ($N(H^0)$) produzidos pelas galáxias através da linha de recombinação de Br- γ . Vamos utilizar a seguinte relação (Leitherer & Heckman 1995):

$$L(\text{Br} - \gamma) [\text{erg s}^{-1}] = 1.31 \times 10^{-14} N(H^0) [\text{s}^{-1}] \quad (9.7)$$

onde a luminosidade de Br- γ é calculada com a linha de Br- γ corrigida pelo avermelhamento intrínseco.

Na Figura 9.9 mostramos como se comporta o número de fótons ionizantes, calculados pelas equação 9.7, contra a idade média da população estelar, $\langle \log t \rangle_L$. Nota-se que as galáxias WR estão entre as que possuem as maiores taxas de fótons ionizantes em nossa amostra, por possuírem, em média, mais estrelas dos tipos O e B, também responsáveis pela ionização do gás.

Excluimos deste gráfico as galáxias para as quais não conseguimos determinar o avermelhamento intrínseco com precisão, pois para estas o cálculo de $N(H^0)$ é incerto. O espalhamento que observamos nesta figura se deve ao fato de que a relação teórica entre $N(H^0)$ e idade de um burst é monotônica para um dado burst, mas escalona com a massa do mesmo (Leitherer *et al.* 1999).

9.7 Taxas de Formação Estelar e Taxas de Super-Novas

Nesta seção vamos calcular as taxas de formação estelar e as taxas de Super Novas (SN). A taxa de formação estelar indica a quantidade de gás sendo transformada em estrelas por ano. De maneira geral indica também a intensidade do evento de formação estelar que a galáxia está experimentando.

Vamos estimar as taxas de formação estelar (SFR) utilizando para este fim a linha de emissão de Br- γ e a calibração derivada por Leitherer & Heckman (1995). Com uma FMI de Salpeter estes autores derivam as seguintes formas de calcular taxas de formação estelar:

$$SFR_{100} = 6.17 \times 10^{-40} L(\text{Br} - \gamma) \quad (9.8)$$

$$SFR_{30} = 2.67 \times 10^{-39} L(\text{Br} - \gamma) \quad (9.9)$$

onde $L(\text{Br}-\gamma)$ está em erg/s e SFR em M_\odot/ano . A equação 9.8 é utilizada para o intervalo de massas 0.1 – 100 M_\odot enquanto que a equação 9.9 é utilizada para o intervalo de massas 0.1 – 30 M_\odot . Vamos utilizar as duas equações para efeitos de comparação apenas, embora acreditemos fortemente que estrelas mais massivas que 30 M_\odot realmente populam as galáxias da nossa amostra, conforme já apontamos anteriormente.

As taxas de super-novas (SNR) serão estimadas de acordo com seguinte equação (Elson 1989):

$$SNR \sim 0.06 \times \Gamma \times SFR \quad (9.10)$$

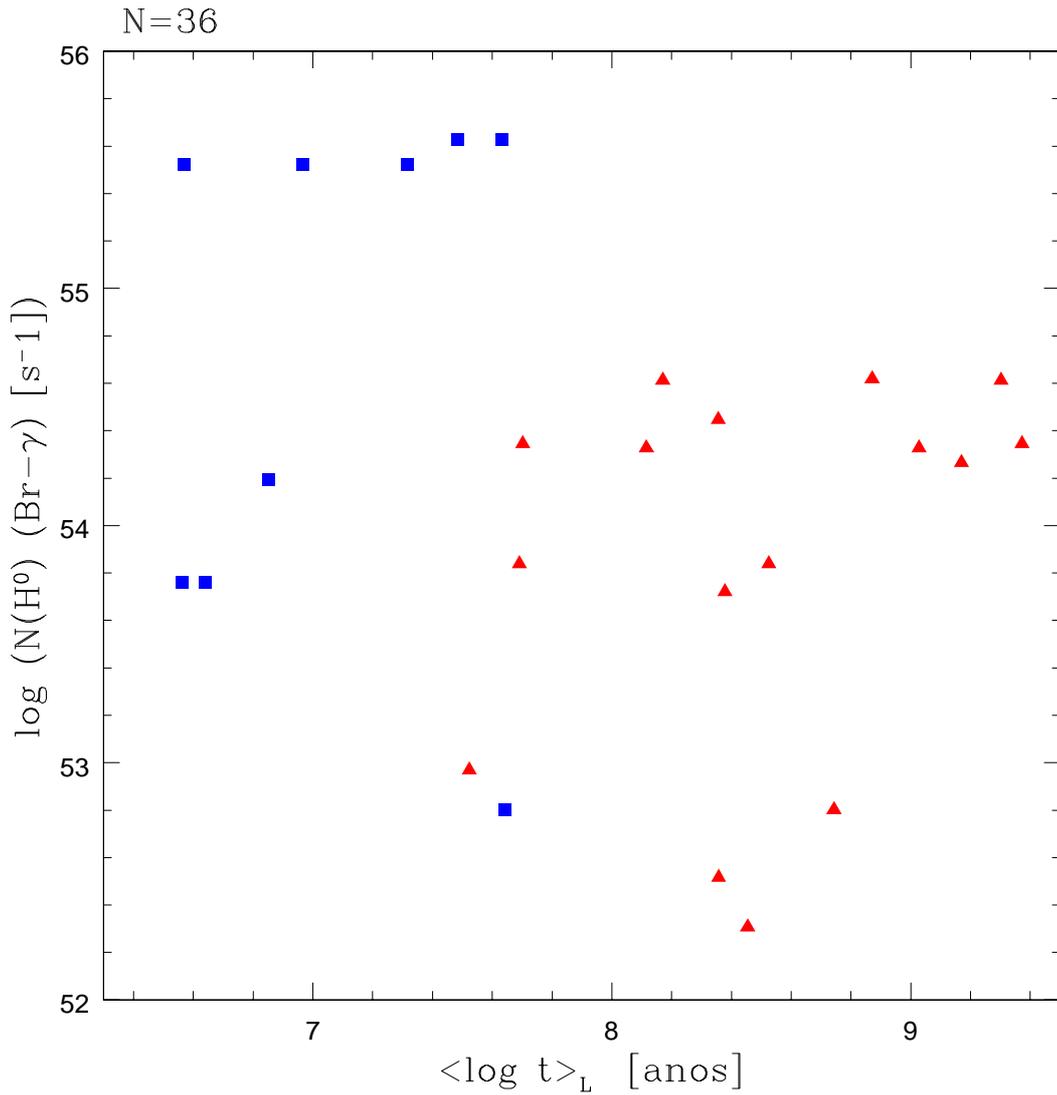


Fig. 9.9: Evolução temporal do número de fótons ionizantes com a idade média das galáxias. A maioria das galáxias WR possuem as maiores taxas de fótons ionizantes.

onde assumimos que a razão das taxas $\Gamma = (\text{SNII} + \text{SNIa})/\text{SNII} = 1$, de acordo com Calzetti (1997). Esta equação, bem como as equações 9.8 e 9.9, são derivadas assumindo o regime de formação estelar constante.

A partir da equação acima pode-se calcular duas taxas de SN (SNR_{100} e SNR_{30}), dependendo das taxas de formação estelar utilizada. As taxas de formação estelar e as taxas de SN calculadas são mostradas na tabela 9.7.

A taxa de SN indica a evolução química das galáxias, pois as explosões de SN liberam grande quantidade de material quimicamente enriquecido no meio inter-estelar.

9.7.1 A Linha do [FeII] Como Indicadora da Taxa de Super-Novas

A Linha do [FeII] ($\lambda 1.644 \mu m$) pode ser interpretada como uma medida da atual taxa de SN em uma galáxia (Greenhouse *et al.* 1991). Por outro lado, SN do tipo II (SNII) são pelo menos uma ordem de magnitude mais abundantes que super novas do tipo I (SNIa) e desta forma a presença do [FeII] em emissão é uma indicação de choques produzidos por SNII.

A linha de [FeII] em emissão é produzida por ventos rápidos ($v \gtrsim 1000 \text{ Km/s}$) de SN que são capazes de destruir os grãos de poeira e aumentando a quantidade de Ferro em fase gasosa disponível no meio inter-estelar. Desta forma a quantidade de Fe em estado gasoso aumenta por um fator de 30 em relação ao valor normalmente encontrado na ausência de choques produzidos por SN (van der Werf *et al.* 1993). Desta forma, pode-se utilizar a linha do Ferro como uma indicadora da taxa de SN em uma galáxia, conforme mostramos na Figura 9.10. Vemos uma excelente correspondência ($R_S = 0.64$) entre a intensidade da linha do [FeII] e a taxa de SN. Isto indica que a intensidade desta linha está relacionada à taxa de SN em galáxias Starburst.

Na Figura 9.11 mostramos como a intensidade da linha do [FeII] se correlaciona com a intensidade da linha de Br- γ , ambas corrigidas pela extinção. Nesta figura representamos todas as galáxias da amostra do IV que possuem as linhas consideradas. Encontramos uma excelente correlação entre as intensidades destas duas linhas, e uma relação linear entre elas. A linha de Br- γ (ou qualquer outra linha de recombinação do Hidrogênio) é uma medida do número de estrelas massivas atualmente ionizando o gás e é também uma forma de se estimar a taxa de super-novas (SNII), conforme as equações 9.8–9.10. Por outro lado a linha do [FeII] é uma medida da atual taxa de SNII (Calzetti 1997). Entendemos esta forte correlação encontrada como uma excelente concordância entre as taxas de SN previstas (linha de recombinação do Hidrogênio) e as atuais (linha do [FeII]). Nossos resultados estão de acordo com aqueles encontrados por Calzetti (1997) com dados semelhantes a estes.

Quando graficamos a linha do [FeII] contra a linha Pa- α encontramos um resultado muitíssimo similar ao da Figura 9.11. Entretanto, escolhemos mostrar a relação do [FeII] com Br- γ , porque a linha de Pa- α é mais incerta (erros maiores, ver tabela 9.2) pois encontra-se sobre uma região de maior absorção atmosférica.

Conforme discutimos na seção 9.4.1 (Figura 9.3), o índice de CO é um indicador de idade. Na Figura 9.12 mostramos que este índice também se correlaciona com a linha do [FeII]. A correlação que vemos (com coeficiente de Spearman = 0.46) é

Taxas de Formação Estelar e Taxas de Super-Novas					
#	Galáxia	SFR_{30}	SNR_{30}	SFR_{100}	SNR_{100}
		$[M_{\odot}/ano]$	$[ano^{-1}]$	$[M_{\odot}/ano]$	$[ano^{-1}]$
1	ESO 485-G003	0.442	0.952	0.102	0.872
2	IC 0564	0.241	0.918	0.055	0.841
3	III Zw 035	24.090	1.210	5.568	1.109
4	IRAS 03359+1523	77.490	1.298	17.910	1.189
5	IRAS 05447-2114	18.430	1.191	4.260	1.091
6	MRK 0309	54.670	1.271	12.630	1.164
7	NGC 1614	1479.000	1.550	341.800	1.419
8	NGC 2798	2.213	1.049	0.511	0.961
9	NGC 2966	1.147	1.008	0.265	0.923
10	NGC 3067	0.709	0.980	0.164	0.897
11	NGC 3079	143.500	1.347	33.160	1.234
12	NGC 3690	1170.000	1.528	270.300	1.399
13	NGC 4433	3.479	1.078	0.804	0.987
14	NGC 4527	145.400	1.348	33.590	1.235
15	NGC 4536	3.812	1.084	0.881	0.992
16	NGC 4666	1.321	1.017	0.305	0.931
17	NGC 5775	64.430	1.284	14.890	1.176
18	NGC 6090	20.240	1.198	4.677	1.097
19	NGC 7541	74.480	1.295	17.210	1.186
20	UGC 0903	—	—	—	—
21	ZW 049.057	98.110	1.317	22.670	1.206
22	NGC 4088	27.420	1.220	6.336	1.117
23	NGC 4818	2.494	1.056	0.576	0.968
24	NGC 5073	308.800	1.411	71.35	1.292
25	NGC 5461	22.130	1.204	5.113	1.103
26	NGC 5900	34.130	1.236	7.886	1.132
27	NGC 6240	15.660	1.179	3.619	1.080
28	NGC 3627	0.356	0.940	0.082	0.861
29	NGC 3885	30.880	1.229	7.135	1.125

Tab. 9.7: Taxas de formação estelar e taxas de SN para as galáxias da amostra no IV. Não medimos a linha de Br- γ para UGC 0903 e por isso estas quantidades não foram derivadas para esta galáxia.

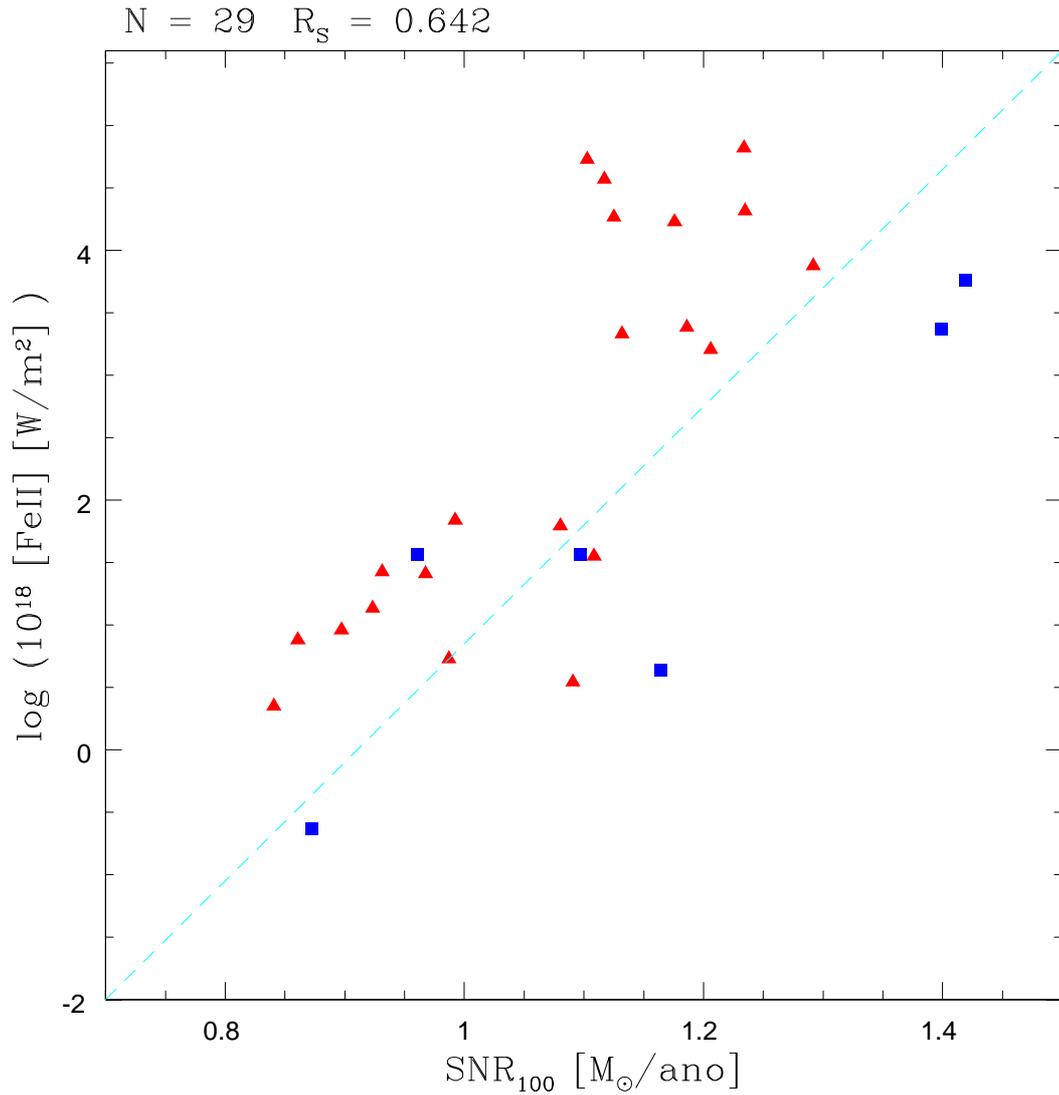


Fig. 9.10: Variação da intensidade da linha do [FeII] com a taxa de super-novas ($M_{upp} = 100 M_{\odot}$). Nota-se uma boa correlação entre as duas quantidades, sugerindo que esta linha pode ser utilizada para se estudar a freqüência de SN em galáxias com formação estelar.

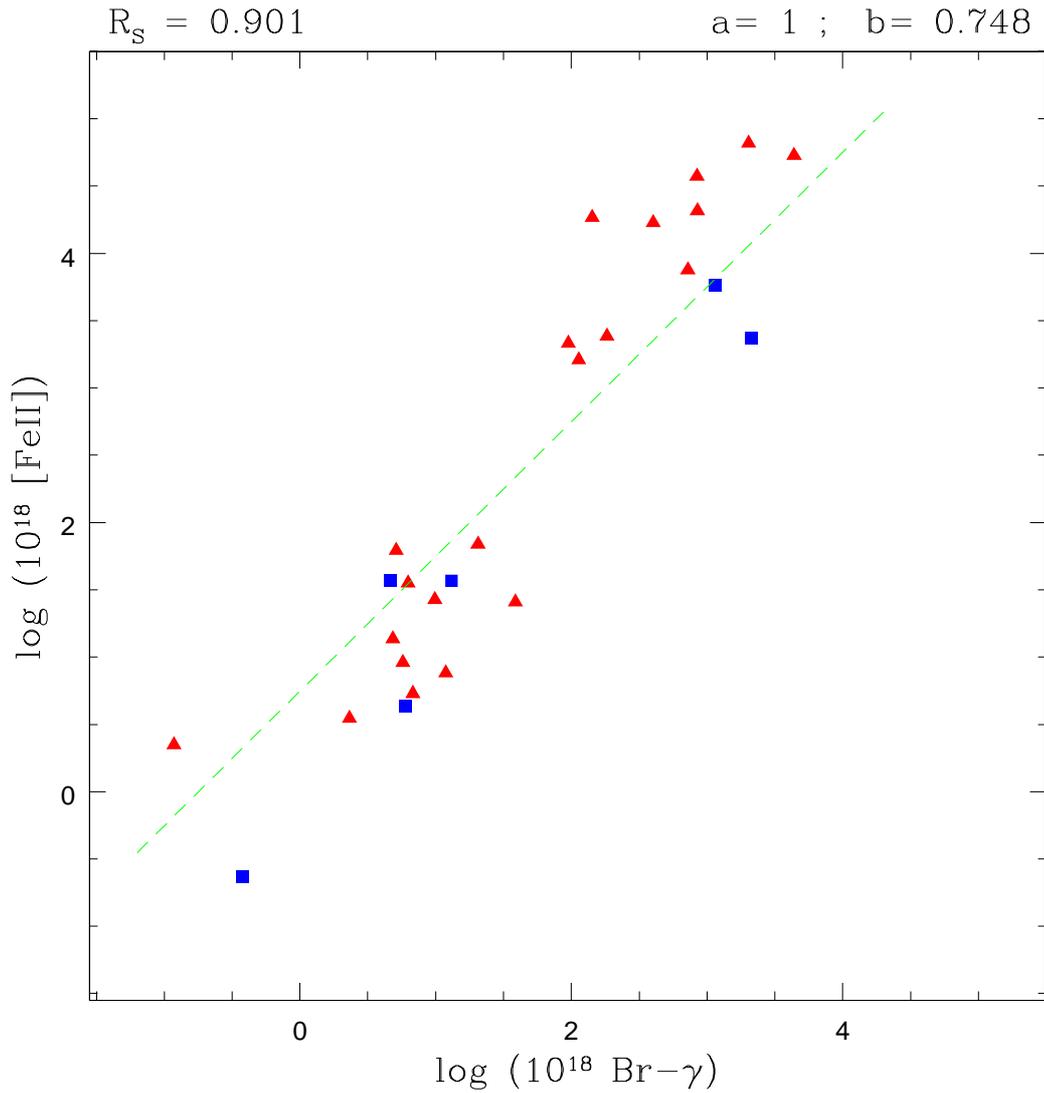


Fig. 9.11: Correlação entre a linha de emissão do [FeII] com a linha de recombinação do Hidrogênio Br- γ , ambas em unidades de W/m^2 . A linha de Br- γ mede o número de estrelas massivas atualmente ionizando o gás. A linha do [FeII] é uma medida da atual taxa de SNII. Esta forte correlação indica uma excelente concordância entre as taxas de SN previstas (linha Br- γ) e as atuais (linha do [FeII]).

resultado da correlação individual destes dois parâmetros com a idade das galáxias. Desta forma, valores altos da linha do [FeII] e do índice de CO indicam galáxias com predominância de populações mais velhas.

9.8 Resumo do Capítulo

Ao longo deste capítulo mostramos como podemos utilizar as linhas de emissão e absorção presentes em nossos espectros infra-vermelhos para se estudar as populações estelares da nossa amostra IV. Conforme vimos, esta análise é completamente independente daquela realizada com os dados óticos. Em muitos aspectos a análise que fizemos neste capítulo complementa aquela que fizemos no capítulo 8. As principais conclusões deste capítulo são:

1. Conforme vimos na seção 9.3, as observações no IV são capazes de penetrar a poeira que dominam a paisagem em galáxias Starburst, principalmente aquelas com indícios de interações com outras galáxias.
2. Nas seções 9.4.1 e 9.6 vimos que o índice de CO e a largura equivalente de Br- γ são parâmetros úteis para se estudar a idade e a evolução de galáxias Starburst. A variação da linha de Br- γ com o tempo é análoga à variação da linha de $H\beta$ com o tempo. Ambas funcionam muito bem para “datar” galáxias Starburst.
3. Na seção 9.6.2 calculamos o potencial ionizante e verificamos que as galáxias com traços de estrelas WR possuem, em média, taxas mais elevadas que as demais galáxias da amostra. Este resultado concorda com o que mostraremos na seção 10.4.2, para o potencial ionizante calculado a partir da linha de $H\beta$.
4. Na seção 9.7 calculamos taxas de super-novas e outros parâmetros com a linha de Br- γ . Por outro lado, a intensidade desta linha está relacionada àquela do [FeII], indicando uma correspondência entre a quantidade de estrelas responsáveis pela ionização do gás e a atual taxa de SN.

No capítulo seguinte vamos finalmente estudar as populações de estrelas WR a partir dos espectros óticos da nossa amostra.

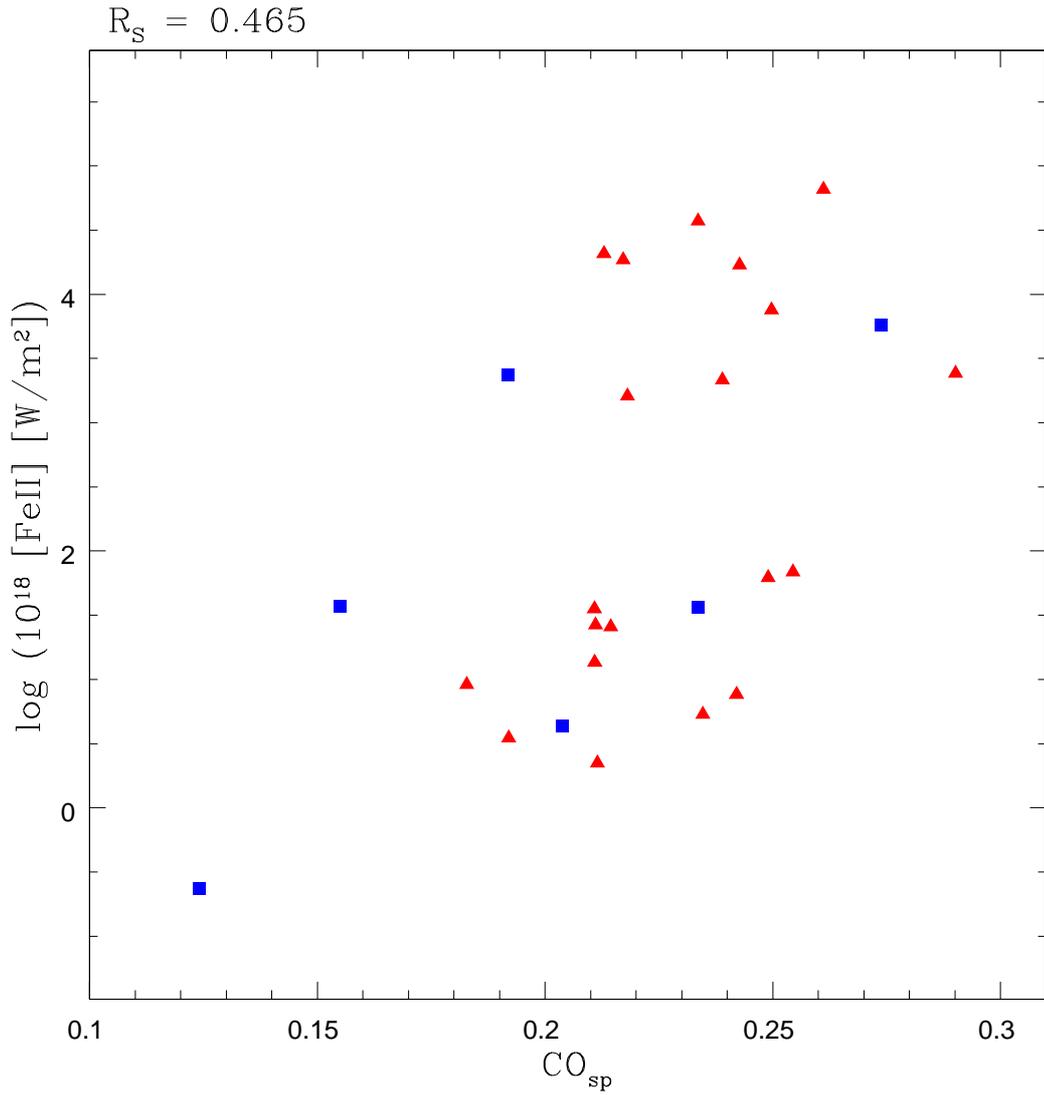


Fig. 9.12: Relação entre a linha de [FeII] com o índice de CO. Existe uma clara correlação entre os dois parâmetros, refletindo uma correlação individual destes parâmetros com a idade das galáxias.

Capítulo 10

Análise das Populações de Estrelas Wolf-Rayet

O objetivo deste capítulo é fazer a análise da saliência WR, encontrada em alguns dos espectros óticos e entender os cenários evolutivos que podem dar origem aos números de estrelas observados. Na seção 10.2 vamos estudar a variação da largura equivalente da saliência WR em função da área amostrada. Na seção 10.3 mostramos o método que empregamos para medir as linhas. Em seguida, na seção 10.4 calculamos os números de estrelas WN e WC e estrelas do tipo O. Na seção 10.5 vamos procurar entender os cenários de formação estelar que melhor explicam os nossos dados e contribuem para a formação de estrelas Wolf-Rayet. Por fim, na seção 10.6 apresentamos nossas conclusões.

10.1 Introdução

A saliência WR, centrada em 4640 Å é uma superposição das seguintes linhas largas de origem estelar: NV λ 4605, 4620, N III λ 4634, 4640, C III λ 4650, C IV λ 4658 e finalmente o HeII λ 4686 Å. Superpostas a estas linhas de origem estelar, existem ainda outras linhas, muito mais estreitas, de origem nebular: [Fe III] λ 4658, He II λ 4686 e He I + [Ar IV] λ 4740 Å (Guseva, Izotov & Thuan 2000). Note que algumas linhas de origem nebular coincidem com as de origem estelar, complicando a análise desta assinatura espectral. Existe ainda uma assinatura de estrelas WR em 5808 Å, frequentemente chamada de saliência WR do lado vermelho¹.

As linhas de absorção encontradas em estrelas são formadas em suas atmosferas e podem ser utilizadas para se inferir suas temperaturas, luminosidades e composições químicas. Entretanto, as linhas de emissão exibidas pelas estrelas WR são produzidas em seus envelopes em expansão. Desta forma, suas propriedades não podem ser diretamente relacionadas às propriedades físicas destas estrelas (Abbott & Conti 1987). Efeitos de instabilidade complicam ainda mais a interpretação de seus espectros. Para uma excelente e atualizada revisão sobre a natureza e propriedades de estrelas e galáxias WR, ver Conti (2000).

Muitas vezes, em galáxias com formação estelar intensa, as estrelas WR são

¹ Conhecida na literatura como *Red Wolf-Rayet Bump*.

produzidas em números apreciáveis e podem ser detectadas contra o contínuo da galáxia (Scharer & Vacca 1998). Isto foi feito pela primeira vez por Allen, Wright & Goss (1976).

Neste capítulo vamos utilizar a luminosidade destas assinaturas espectrais de estrelas massivas para calcular o número de estrelas WR e o número de estrelas WR de cada classe: $N(WN)$ e $N(WC)$. Vamos calcular também o número de estrelas O, possíveis candidatas a experimentar o estágio WR.

Os números relativos de estrelas O e de estrelas WR nos dão uma idéia do número de estrelas massivas que já alcançaram o estágio WR. Por outro lado, a razão $N(WC)/N(WN)$ relaciona-se com a metalicidade da galáxia hospedeira, pois espera-se que esta razão aumente para galáxias mais ricas em metal. Por fim, vamos comparar os nossos resultados com os modelos atuais de evolução estelar utilizando para isso o código Starburst99.

De modo geral o objetivo é fazer um senso de estrelas massivas e estrelas WR através de suas assinaturas espectrais características. Mesmo nas galáxias onde não é clara a presença de estrelas WR pode-se estimar limites superiores para os números destas estrelas.

10.2 A Largura Equivalente da Saliência Wolf-Rayet em Função da Área Amostrada

Nesta seção investigamos como varia a largura equivalente da saliência WR ($EW(\text{azul})$) encontrada no lado azul em função da largura da extração escolhida no processo de redução. Queremos descobrir se a área projetada amostrada pelas nossas observações influi na intensidade da saliência detectada. Em outras palavras, vamos tentar entender quais regiões destas galáxias respondem pela maior parte do fluxo em $\lambda 4640 \text{ \AA}$.

O que fizemos foi escolher a galáxia NGC 1614 como galáxia-teste, pois sua saliência WR é bastante clara. Utilizamos o IRAF para extrair diversos espectros com áreas amostradas variadas. Para cada espectro obtido, medimos $EW(\text{azul})$. Mostramos o resultado desta experiência na Figura 10.1 e vemos que variando a largura da extração, observamos pouca variação na $EW(WR)$.

Temos aqui um resultado importante, pois a Figura 10.1 indica ainda que as populações de estrelas WR estão concentradas a uma distância $D \leq 800 \text{ pc}$ do núcleo. Extrações maiores, que englobam populações adjacentes ao núcleo, além de não contribuírem com populações estelares relevantes, produzem uma diluição da largura equivalente observada. Entretanto esta diluição é pequena pois a maior parte da luz vem das regiões centrais.

10.3 Medida das Assinaturas Espectrais de Estrelas Wolf-Rayet

Conforme apontamos no capítulo 6, a amostra ótica possui 6 galáxias (compondo 11 extrações) onde é clara a saliência WR. Esta identificação é totalmente baseada na presença da saliência WR do lado azul, uma vez que não identificamos nada do lado vermelho. Esta classificação que adotamos não difere daquela adotada por

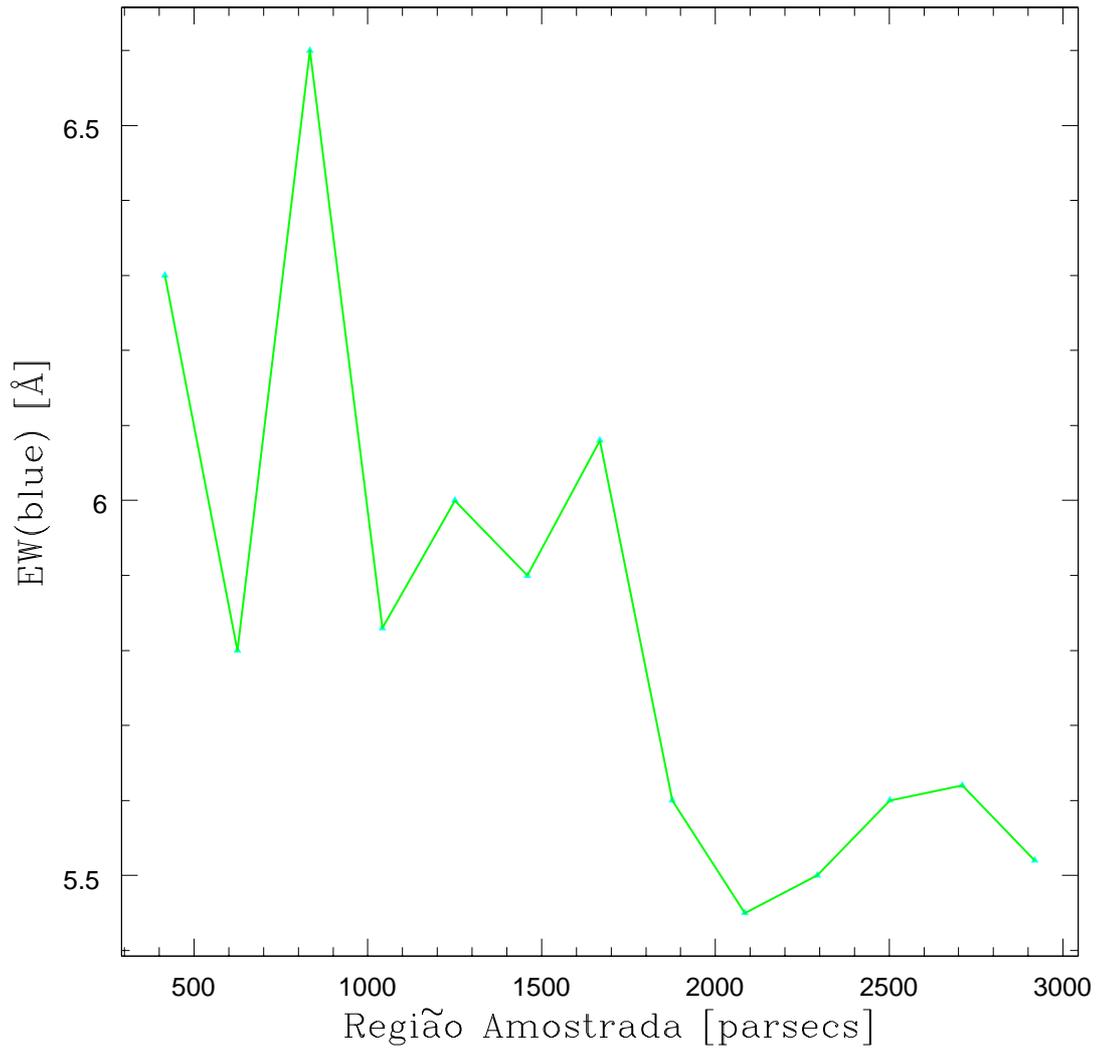


Fig. 10.1: Variação da largura equivalente da saliência WR (no lado azul) em função da largura da extração. Observe como extrações de larguras variadas pouco influenciam a largura equivalente da saliência WR, indicando que as populações estelares responsáveis por esta assinatura espectral estão concentradas num raio menor que 800 pc do núcleo.

outros autores, uma vez que a saliência do lado vermelho é muito mais difícil de ser identificada (Schaerer, Contini & Pindao 1999).

Para uniformizar e facilitar o trabalho de medição das linhas e da definição dos limites superiores, medimos as saliências azul e vermelha sempre da mesma forma, integrando a região entre 4550 e 4750 Å no lado azul e 5780 e 5820 Å no lado vermelho. Logicamente, na maioria dos casos, estamos medindo apenas ruído e os erros nestas medidas naturalmente corroboram este fato. Note ainda que a saliência do lado vermelho inclui apenas a linha do C IV $\lambda 5808$ Å. Entretanto, a saliência no lado azul inclui as linhas de N III $\lambda 4634$, C III $\lambda 4650$, C IV $\lambda 4658$ e finalmente o HeII $\lambda 4686$ Å.

As Figuras 10.2 e 10.3 mostram a região da saliência WR para os lados azul e vermelho respectivamente. Note que mostramos apenas as galáxias onde notamos claramente a saliência WR e indicamos as principais linhas encontradas.

Os erros na medida dos fluxos das saliências foram estimados da mesma maneira que estimamos os erros na medida das linhas no ótico, ajustando a largura da janela de integração de acordo com os limites que definimos acima. Utilizamos também as resoluções espectrais correspondentes nas equações 8.4 e 8.5.

Os fluxos foram medidos no IRAF e utilizamos os espectros residuais, pois estes espectros já possuem o contínuo subjacente subtraído. O passo seguinte foi corrigir estes fluxos pelo avermelhamento que derivamos no capítulo 8. Devido à origem estelar das linhas que compõem a saliência WR, devemos corrigi-las pelo avermelhamento estelar. De acordo com Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann (1994), podemos escrever a relação entre os avermelhamentos nebuloso e estelar:

$$A_V^* = 0.44 \times A_V^{NEB} \quad (10.1)$$

Utilizamos a equação acima para corrigir os fluxos que medimos nas saliências azul e vermelha. Apresentamos na tabela 10.1 os fluxos que medimos e os seus respectivos erros.

10.4 Cálculo do Número de Estrelas de Alta Massa

Nesta seção vamos utilizar os fluxos medidos nas saliências dos lados azul e vermelho para estimar o número de estrelas WR. Vamos ainda utilizar a intensidade da linha de recombinação $H\beta$ para calcular o número de estrelas do tipo O.

10.4.1 Número de Estrelas Wolf-Rayet

Teoricamente é bastante fácil e intuitivo o cálculo do número de estrelas WR. Sabemos os tipos de estrelas que produzem as saliências dos lados azul e vermelho e sabemos também as luminosidades de estrelas individuais de cada tipo. Desta forma, basta dividir a luminosidade total da saliência WR pela luminosidade de uma estrela WR típica. Porém, na prática o cálculo do número de estrelas é bastante impreciso. As fontes de incerteza são, principalmente, a luminosidade-padrão utilizada para uma estrela típica e as imprecisões inerentes ao procedimento de medida da saliência propriamente dita.

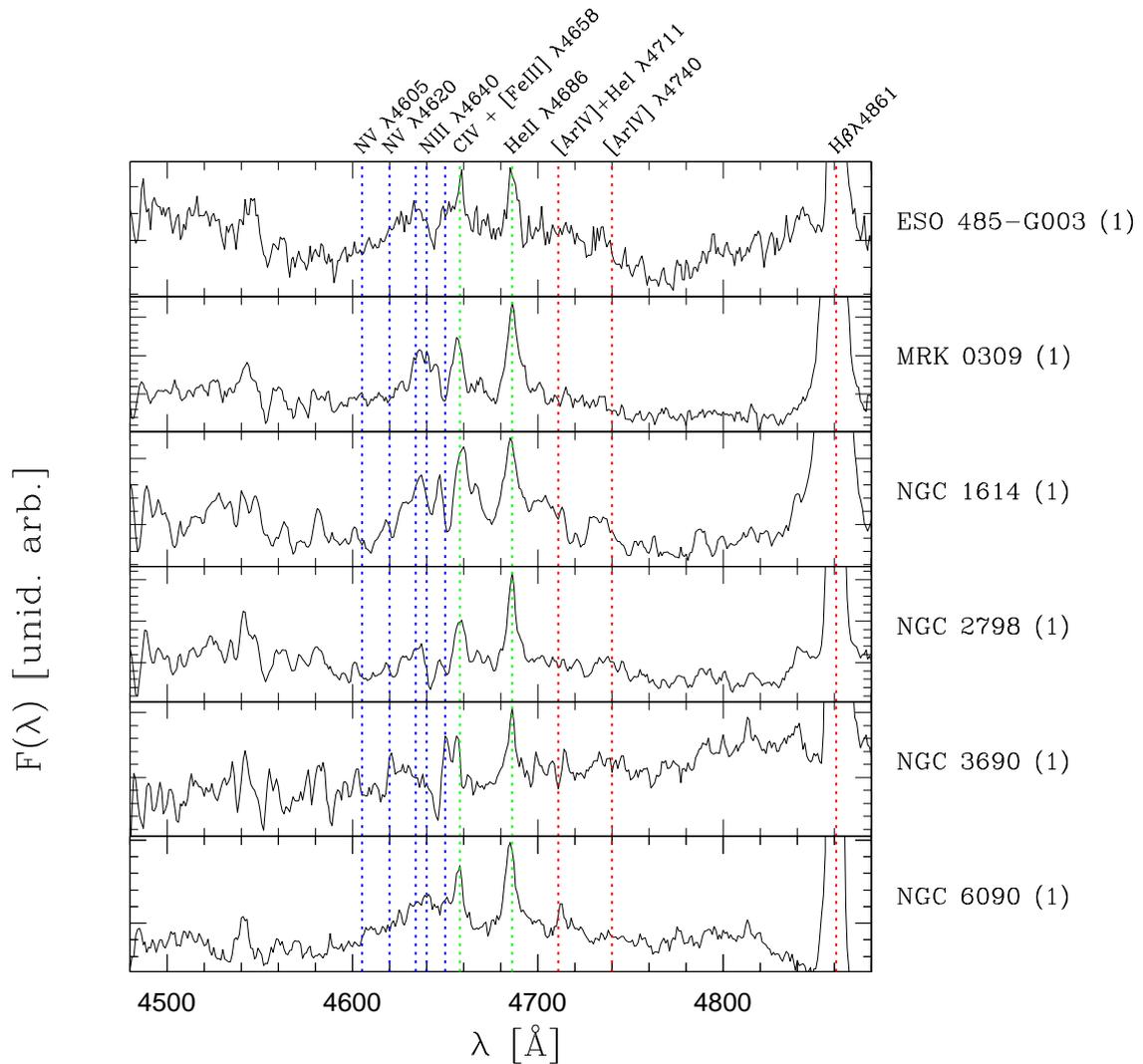


Fig. 10.2: As seis galáxias onde detectamos a saliência WR no lado azul. Interessante-
 mente estas galáxias são encontradas em pares ou associações e por isso possuem
 mais de uma extração. A única exceção é Mrk 0309. As extrações secundárias,
 que não estão mostradas, também apresentam a saliência WR, exceto NGC
 2798. As cores indicam linhas de origem estelar (azul), de origem nebular (ver-
 melha) e linhas com origem estelar e nebular (verde).

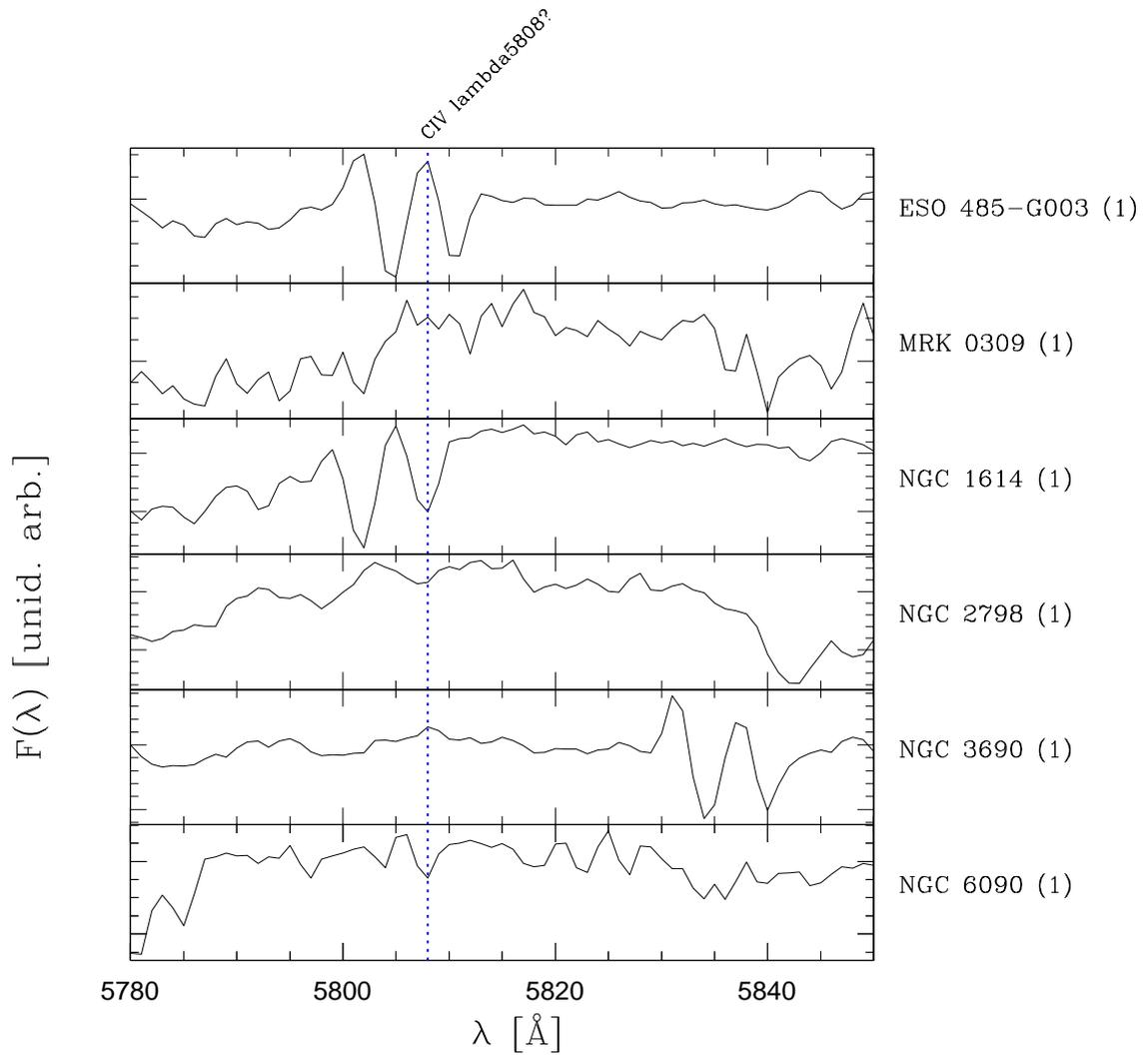


Fig. 10.3: A saliência WR do lado vermelho. Como vemos, esta assinatura espectral é bastante difícil de ser detectada contra o contínuo das galáxias.

Fluxos nas Saliências Wolf-Rayet						
#	Galáxia Name	F(blue)	σ	EW(WR)	F(red)	σ
1	UGC 0903 (1)	0.014	0.044	0.310	0.039	0.021
2	UGC 0903 (2)	0.054	0.077	0.635	0.060	0.040
3	NGC 0520 (1)	0.305	0.156	1.256	0.066	0.064
4	NGC 0520 (2)	0.379	0.301	0.768	0.109	0.121
5	III Zw 035 (1)	1.272	0.244	2.311	0.126	0.075
6	III Zw 035 (2)	0.218	0.049	2.415	0.012	0.018
7	IRAS 03359+1523 (1)	0.399	0.129	1.527	0.023	0.043
8	IRAS 03359+1523 (2)	0.801	0.163	4.371	0.060	0.050
9	NGC 1614 (1)	8.028	0.380	6.417	—	—
10	NGC 1614 (2)	0.720	0.080	4.052	—	—
11	ESO 485-G003 (1)	1.557	0.108	5.751	—	—
12	ESO 485-G003 (2)	2.206	0.218	4.743	—	—
13	IRAS 05447-2114 (1)	0.085	0.066	0.846	0.010	0.039
14	NGC 2798 (1)	3.720	0.472	3.054	0.242	0.279
15	NGC 2798 (2)	0.046	0.067	0.735	0.027	0.030
16	NGC 2966 (1)	0.193	0.249	0.499	0.168	0.170
17	IC 0564 (1)	0.418	0.071	4.746	—	—
18	NGC 3067 (1)	0.207	0.116	1.440	0.060	0.064
19	NGC 3079 (1)	0.011	0.107	0.113	—	—
20	NGC 3079 (2)	0.010	0.054	0.212	—	—
21	NGC 3690 (1)	2.333	0.372	2.692	0.162	0.136
22	NGC 3690 (2)	0.453	0.080	2.724	0.067	0.028
23	NGC 3690 (3)	0.697	0.084	5.632	0.042	0.018
24	NGC 4418 (1)	0.005	0.305	0.011	0.117	0.194
25	NGC 4433 (1)	0.840	0.101	3.600	0.040	0.048
26	NGC 4527 (1)	0.072	0.814	0.090	0.209	0.568
27	NGC 4536 (1)	1.061	1.139	0.728	0.323	0.638
28	NGC 4666 (1)	0.446	1.041	0.568	0.262	0.577
29	NGC 5104 (1)	0.066	0.069	0.874	0.022	0.020
30	NGC 5775 (1)	0.050	0.230	0.281	0.067	0.105
31	Zw 049.057 (1)	0.042	0.046	0.695	0.031	0.025
32	NGC 6090 (1)	5.765	0.355	8.011	0.074	0.110
33	NGC 6090 (2)	3.790	0.258	8.342	0.036	0.066
34	MRK 0309 (1)	10.730	0.785	6.410	0.118	0.214
35	NGC 7541 (1)	0.012	0.060	0.164	0.038	0.025
36	NGC 7541 (2)	0.008	0.061	0.137	0.028	0.026

Tab. 10.1: Fluxos nas saliências Wolf-Rayet dos lados azul e vermelho e seus respectivos erros medidos nos intervalos de comprimento de onda descritos no texto. Mostramos também a largura equivalente da saliência WR do lado azul. Todos os fluxos já estão corrigidos pelo avermelhamento estelar conforme descrito acima e estão em unidades de $10^{-15} \text{ ergs/cm}^2/\text{s}$.

Embora diferentes procedimentos de cálculo sejam utilizados por diferentes autores (ver por exemplo Vacca & Conti 1992), vamos adotar aqui um procedimento similar ao empregado por Guseva, Isotov & Thuan (2000). Utilizamos ainda, como os autores acima também o fazem, as calibrações de Schaerer & Vacca (1998) (daqui em diante SV98) para as luminosidades das estrelas-padrão.

Antes de iniciarmos o cálculo do número de estrelas WR, transformamos os fluxos observados da tabela 10.1 em luminosidades, empregando a distância de cada galáxia. Desta forma, obtivemos a tabela 10.2 mostrada abaixo.

Para o cálculo do número de estrelas seguimos os seguintes passos:

1. Primeiramente estimamos o número de estrelas WC a partir da luminosidade na saliência WR do lado vermelho. Segundo SV98, as estrelas que mais contribuem para a luminosidade observada em $\lambda 5808 \text{ \AA}$ são as WC e sua luminosidade nesta linha é de $3.00 \times 10^{36} \text{ ergs.s}^{-1}$. Desta forma:

$$N(WC) = \frac{L(\text{vermelho})}{L_{WC}(5808)} = \frac{L(\text{vermelho})}{3.00 \times 10^{36}} \quad (10.2)$$

Desta forma, a luminosidade no lado vermelho, $L(\text{vermelho})$, fornece diretamente o número de estrelas WC.

2. Vamos utilizar a luminosidade da saliência no lado azul, para derivar o número de estrelas WN. Para isso é necessário subtrair a contribuição das estrelas WC no lado azul (linha C IV $\lambda 4658$). Para isso utilizamos a luminosidade do lado vermelho:

$$K = \frac{L_{WC}(4658)}{L_{WC}(5808)} \quad (10.3)$$

Segundo SV98, $K = 1.71$. Assim, a luminosidade devida às estrelas WC que devemos subtrair do lado azul é dada por $1.71 \times L(\text{vermelho})$.

3. Ainda utilizando SV98, a luminosidade de uma estrela WN no lado azul varia com a metalicidade, devido à menor contribuição da linha N III $\lambda 4634 \text{ \AA}$, que é menor em baixa metalicidade. Para $Z > Z_{\odot}$, $L_{WN}(4650) = 2.55 \times 10^{36} \text{ ergs.s}^{-1}$. Assim:

$$N(WN) = \frac{L(\text{azul}) - 1.71 \times L(\text{vermelho})}{L_{WN}(4650)} \quad (10.4)$$

Onde $L(\text{azul})$ é a luminosidade da saliência no lado azul.

Seguindo-se os passos descritos acima chegamos ao número de estrelas WR dos tipos WC e WN. O erros nos números destas estrelas foram estimados a partir de propagação simples dos erros nos fluxos dos lados azul e vermelho.

Luminosidades das Saliências Wolf-Rayet			
#	Galáxia Nome	log L(azul)	log L(vermelho)
1	ESO 485-G003 (1)	39.09	0
2	ESO 485-G003 (2)	39.42	0
3	IC 0564 (1)	38.86	0
4	III Zw 035 (1)	39.41	38.38
5	III Zw 035 (2)	38.71	37.39
6	IRAS 03359+1523 (1)	39.22	37.94
7	IRAS 03359+1523 (2)	39.28	38.15
8	IRAS 05447-2114 (1)	39.42	38.27
9	MRK 0309 (1)	40.74	38.74
10	NGC 0520 (1)	37.8	37.08
11	NGC 0520 (2)	37.74	37.17
12	NGC 1614 (1)	40.19	0
13	NGC 1614 (2)	38.87	0
14	NGC 2798 (1)	38.81	37.53
15	NGC 2798 (2)	36.67	36.4
16	NGC 2966 (1)	37.82	37.64
17	NGC 3067 (1)	37.57	36.92
18	NGC 3079 (1)	35.47	0
19	NGC 3079 (2)	36.32	0
20	NGC 3690 (1)	38.84	37.65
21	NGC 3690 (2)	37.99	37.16
22	NGC 3690 (3)	38.16	36.94
23	NGC 4418 (1)	35.87	37.18
24	NGC 4433 (1)	38.33	36.98
25	NGC 4527 (1)	36.97	37.37
26	NGC 4536 (1)	37.93	37.4
27	NGC 4666 (1)	37.6	37.32
28	NGC 5104 (1)	38.36	37.73
29	NGC 5775 (1)	37.34	37.29
30	NGC 6090 (1)	39.98	38.09
31	NGC 6090 (2)	39.79	37.77
32	NGC 7541 (1)	36.78	37.18
33	NGC 7541 (2)	36.65	37.06
34	UGC 0903 (1)	36.77	37.11
35	UGC 0903 (2)	37.17	37.15
36	Zw 049.057 (1)	37.83	37.55

Tab. 10.2: Luminosidades observadas nas saliências WR dos lados azul e vermelho. Estas luminosidades, já corrigidas pela extinção nebulare, estão em unidades de $ergs/s$.

10.4.2 Número de Estrelas do Tipo O

Antes de calcularmos o número de estrelas O, precisamos calcular a taxa de fótons ionizantes produzidos pelos Starbursts em nossas galáxias. Assumindo que todos fótons com $h\nu > 13.6$ eV gerados pelo Starburst são absorvidos pelo gás, esta taxa, que chamaremos de $N(H^o)$, pode ser deduzida através de linhas de recombinação. Para $H\beta$, por exemplo, vale a relação (Leitherer & Heckman 1995):

$$L(H\beta) [erg s^{-1}] = 4.76 \times 10^{-13} N(H^o) [s^{-1}] \quad (10.5)$$

Em Starbursts, as estrelas massivas e quentes dominam completamente $N(H^o)$, e talvez a principal utilidade desta equação seja exatamente possibilitar uma contagem indireta do número de estrelas massivas presentes. À medida que o Starburst envelhece, esperamos que diminua o número de fótons ionizantes emitidos por segundo, devido à morte das estrelas massivas. Convém lembrar que teoricamente $N(H^o)$ e idade de um evento de formação possuem uma relação monotônica, mas esta relação escalona com a massa do mesmo (Leitherer *et al.* 1999). Para se calcular o número de estrelas do tipo O pode-se seguir vários procedimentos descritos na literatura (ver por exemplo Vacca & Conti 1992) que assumem valores para o número de fótons ionizantes que contribuem tanto as estrelas O como as WR para a luminosidade da linha $H\beta$.

Neste trabalho vamos utilizar um procedimento um tanto diferente, utilizando diretamente os modelos do Starburst99, que já leva em conta estas contribuições individuais. Para iso vamos utilizar o número de fótons ionizantes derivados a partir da linha $H\beta$. Nos modelos de formação estelar contínua, após o equilíbrio, o número de fótons ionizantes de $H\beta$ teórico previsto é de $N_{H\beta}^{teo}(H^o) \sim 10^{53} s^{-1}$, para uma taxa de formação estelar de $1 M_{\odot}/ano$. Assim:

$$SFR(H\beta) = \frac{N_{H\beta}^{obs}(H^o)}{N_{H\beta}^{teo}(H^o)} \quad (10.6)$$

Qualquer diferença entre os valores de $N_{H\beta}^{obs}(H^o)$ que derivamos e o que prevê os modelos se deve à diferentes taxas de formação estelar. Desta forma, o número de estrelas O pode ser calculado da seguinte maneira:

$$N(O)^{obs} = N(O)^{teo} \times SFR(H\beta) \quad (10.7)$$

Este procedimento de cálculo do número de estrelas do tipo O é mais direto e emprega simplesmente o número de fótons ionizantes calculados a partir de $H\beta$ e os modelos do Starburst99. Na tabela 10.3 mostramos o número de estrelas WC, WN e estrelas do tipo O calculadas para cada galáxia.

10.5 Comparação com os Modelos e Resultados

Nesta seção vamos investigar a evolução temporal da largura equivalente da saliência WR (EW(azul)) e dos números de estrelas WR. É interessante comparar também estes números que derivamos com o valor teórico, predito por modelos de síntese evolutiva.

Números de Estrelas Wolf-Rayet e Estrelas O							
#	Galáxia	N(WN)	σ	N(WC)	σ	SFR($H\beta$) [M_{\odot}/ano]	N(O)
1	UGC 0903 (1)	0	3	4	1	0.002	46
2	UGC 0903 (2)	0	5	5	2	0.002	44
3	NGC 0520 (1)	20	7	4	2	0.003	59
4	NGC 0520 (2)	15	14	5	4	0.004	77
5	III Zw 035 (1)	919	144	80	36	0.059	1146
6	III Zw 035 (2)	190	29	8	9	0.059	1146
7	IRAS 03359+1523 (1)	615	127	29	34	0.348	6747
8	IRAS 03359+1523 (2)	696	160	48	40	—	—
9	NGC 1614 (1)	6028	100	—	—	4.188	81120
10	NGC 1614 (2)	291	16	—	—	0.084	1619
11	ESO 485-G003 (1)	483	20	—	—	0.080	1546
12	ESO 485-G003 (2)	1019	40	—	—	0.277	5360
13	IRAS 05447-2114 (1)	957	89	62	39	5.649	109400
14	NGC 2798 (1)	239	14	11	6	0.121	2340
15	NGC 2798 (2)	1	2	1	1	0.001	11
16	NGC 2966 (1)	9	10	15	5	0.073	1410
17	IC 0564 (1)	281	21	—	—	0.017	331
18	NGC 3067 (1)	11	2	3	1	0.014	275
19	NGC 3079 (1)	0	1	0	0	0.000	0
20	NGC 3079 (2)	1	1	0	0	0.010	190
21	NGC 3690 (1)	256	32	15	9	0.029	561
22	NGC 3690 (2)	33	7	5	2	0.008	151
23	NGC 3690 (3)	53	7	3	1	0.010	195
24	NGC 4418 (1)	0	14	5	7	0.002	45
25	NGC 4433 (1)	79	8	3	3	0.016	316
26	NGC 4527 (1)	0	25	8	12	0.004	83
27	NGC 4536 (1)	24	36	8	15	0.011	223
28	NGC 4666 (1)	7	23	7	10	0.003	67
29	NGC 5104 (1)	69	19	18	4	0.036	690
30	NGC 5775 (1)	1	6	6	2	0.004	69
31	Zw 049.057 (1)	12	7	12	3	0.068	1316
32	NGC 6090 (1)	3658	239	41	60	0.605	11730
33	NGC 6090 (2)	2414	171	20	36	0.115	2234
34	MRK 0309 (1)	21220	1083	184	243	2.004	38830
35	NGC 7541 (1)	0	4	5	1	0.011	204
36	NGC 7541 (2)	0	4	4	1	0.004	85

Tab. 10.3: Números de estrelas Wolf-Rayet e seus respectivos erros. Mostramos também a taxa de formação estelar [M_{\odot}/ano] e o número de estrelas O.

Primeiramente, mostramos na Figura 10.4 a evolução temporal da largura equivalente da saliência WR no lado azul em função da idade média ponderada pelo fluxo, como a definimos nos capítulos anteriores. Nesta figura e nas demais deste capítulo os triângulos (vermelhos) são apenas limites superiores. Sobreponemos aos nossos resultados a curva verde, que representa um modelo com formação estelar contínua calculado com o Starburst99 e com $M_{low} = 0.1$ e $M_{upp} = 100.0 M_{\odot}$. Nota-se que existe uma certa concordância entre os modelos e os dados, indicando que ao menos qualitativamente o modelo que calculamos reproduz as larguras equivalentes observadas. As galáxias WR estão entre as que possuem maior largura equivalente observada e elas destacam-se claramente do restante da amostra.

De acordo com os modelos, antes de 10^6 anos $EW(\text{azul})$ é pequena devido ao pequeno número de estrelas WR existentes. Entretanto o número de estrelas massivas que atingem o estágio WR aumenta repentinamente e $EW(\text{azul})$ atinge seu valor máximo. Após 10^7 anos, $EW(\text{azul})$ volta a cair devido ao aumento do número de estrelas velhas, que contribuem com o contínuo estelar, diluindo desta forma $EW(\text{azul})$.

A Figura 10.4 também revela que a “idade ideal” para se observar galáxias WR é entre 10^6 e $10^{7.5}$ anos, pois é nesta fase que existe um maior número de estrelas massivas experimentando a fase WR. No cenário de formação contínua, quando se observa fora desta faixa de idades, é possível que as estrelas WR ainda estejam presentes mas elas seriam difíceis de ser detectadas devido a uma maior diluição por outras populações estelares.

Na Figura 10.5 mostramos como varia $EW(\text{azul})$ em função da largura equivalente de $H\beta$. Como vimos na Figura 8.9, a largura equivalente de $H\beta$ serve como um relógio que descreve muito bem a evolução temporal de galáxias com formação estelar. Assim, galáxias com eventos de formação jovens devem apresentar valores altos de $EW(H\beta)$. O mesmo deve ser verdade para a $EW(\text{azul})$. A Figura 10.5 mostra que as duas larguras equivalentes se relacionam muito bem, com $R_S = 0.68$. Nota-se que as galáxias WR ocupam a porção superior da figura, apresentando os valores mais altos das duas grandezas.

Uma vez calculado o número de estrelas WR e O, podemos calcular a razão destes números. Sabemos que a razão WR/O deve aumentar com o aumento da metalicidade. Na Figura 10.6 investigamos esta dependência. Lembramos que nossa amostra cobre uma faixa restrita em metalicidades e que por isso encontramos um grande espalhamento.

Na mesma figura mostramos ainda como varia a razão WR/O teórica, prevista pelo Starburst99, com os cenários de formação estelar contínua (linhas rosas) e instantânea (linhas verdes) e para várias funções de massa: linhas contínuas ($\alpha = 2.35$, $M_{upp} = 100 M_{\odot}$), linhas tracejadas ($\alpha = 3.30$, $M_{upp} = 100 M_{\odot}$) e linhas pontilhadas ($\alpha = 2.35$, $M_{upp} = 30 M_{\odot}$).

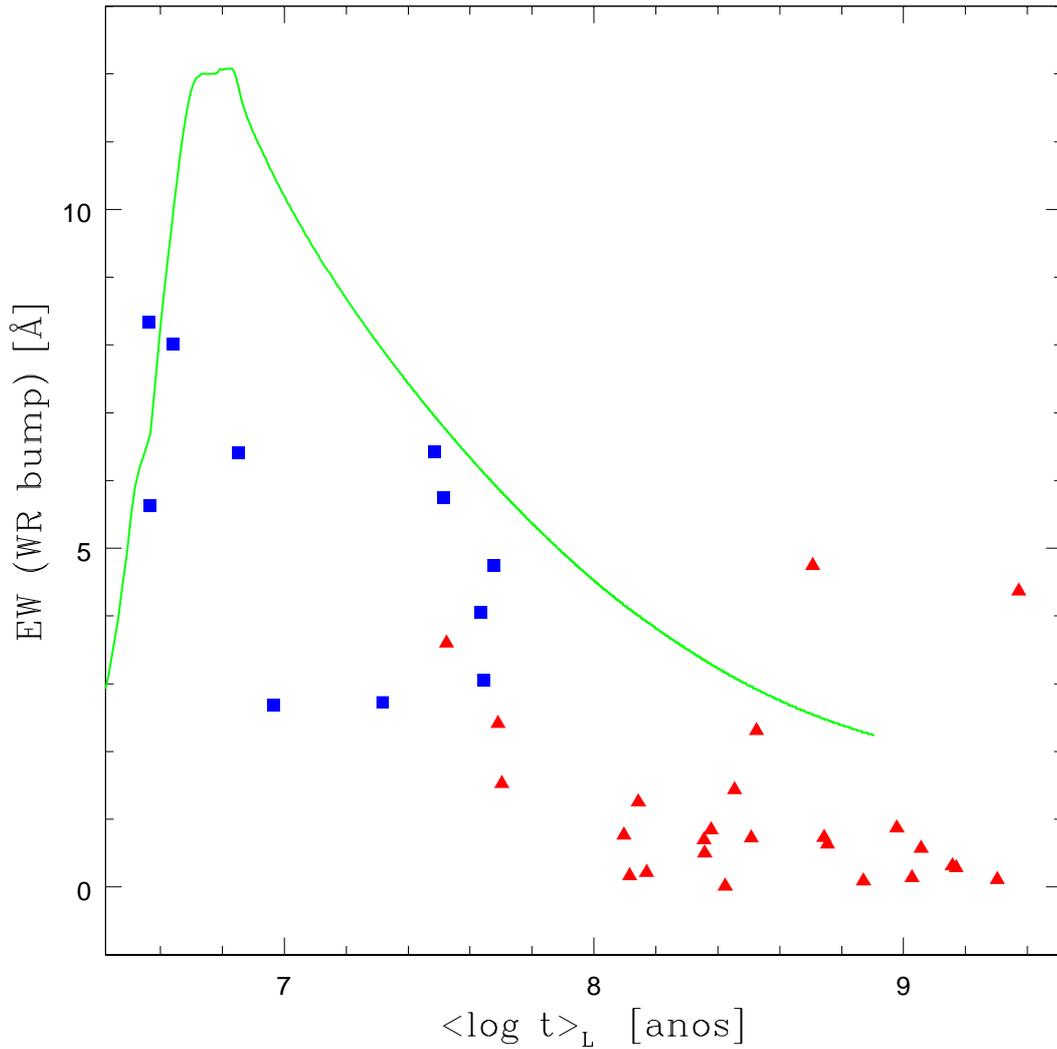


Fig. 10.4: Variação da largura equivalente da saliência WR no lado azul em função da idade média ponderada pelo fluxo. Os quadrados (azuis) indicam as detecções e os triângulos (vermelhos) indicam os limites superiores. A linha contínua verde indica a variação da largura equivalente em função do tempo de acordo com um modelo (formação estelar contínua, $M_{low} = 0.1$ e $M_{upp} = 100M_{\odot}$) gerado com o Starburst99. Nota-se que as galáxias WR possuem idades entre 10^6 e $10^{7.5}$ anos.

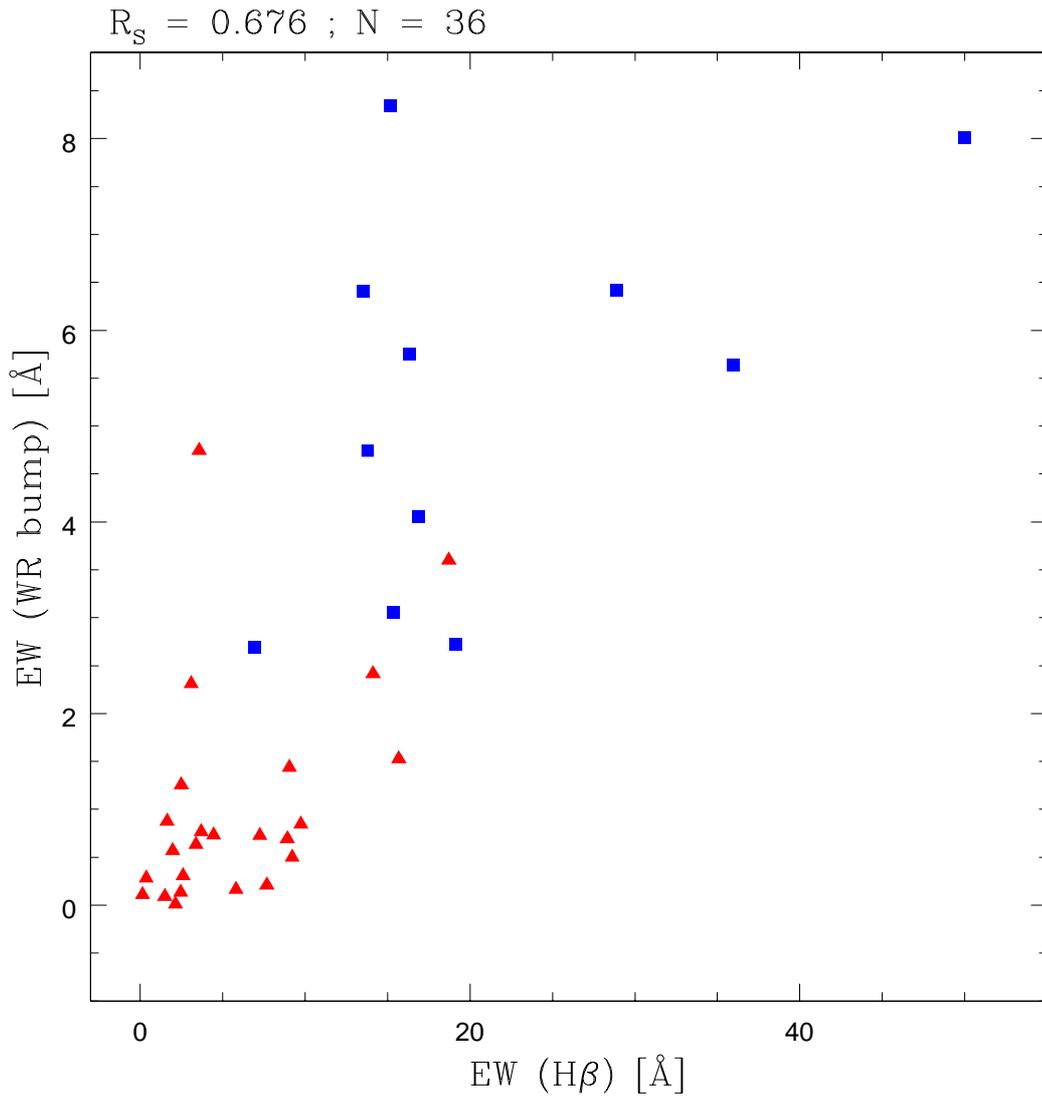


Fig. 10.5: Variação de EW(azul) em função da largura equivalente de $H\beta$. Novamente, os quadrados (azuis) indicam as detecções e os triângulos (vermelhos) indicam os limites superiores. Observa-se que as galáxias WR apresentam altos valores das duas quantidades, indicando que as estrelas WR são preferencialmente encontradas em Starbursts jovens.

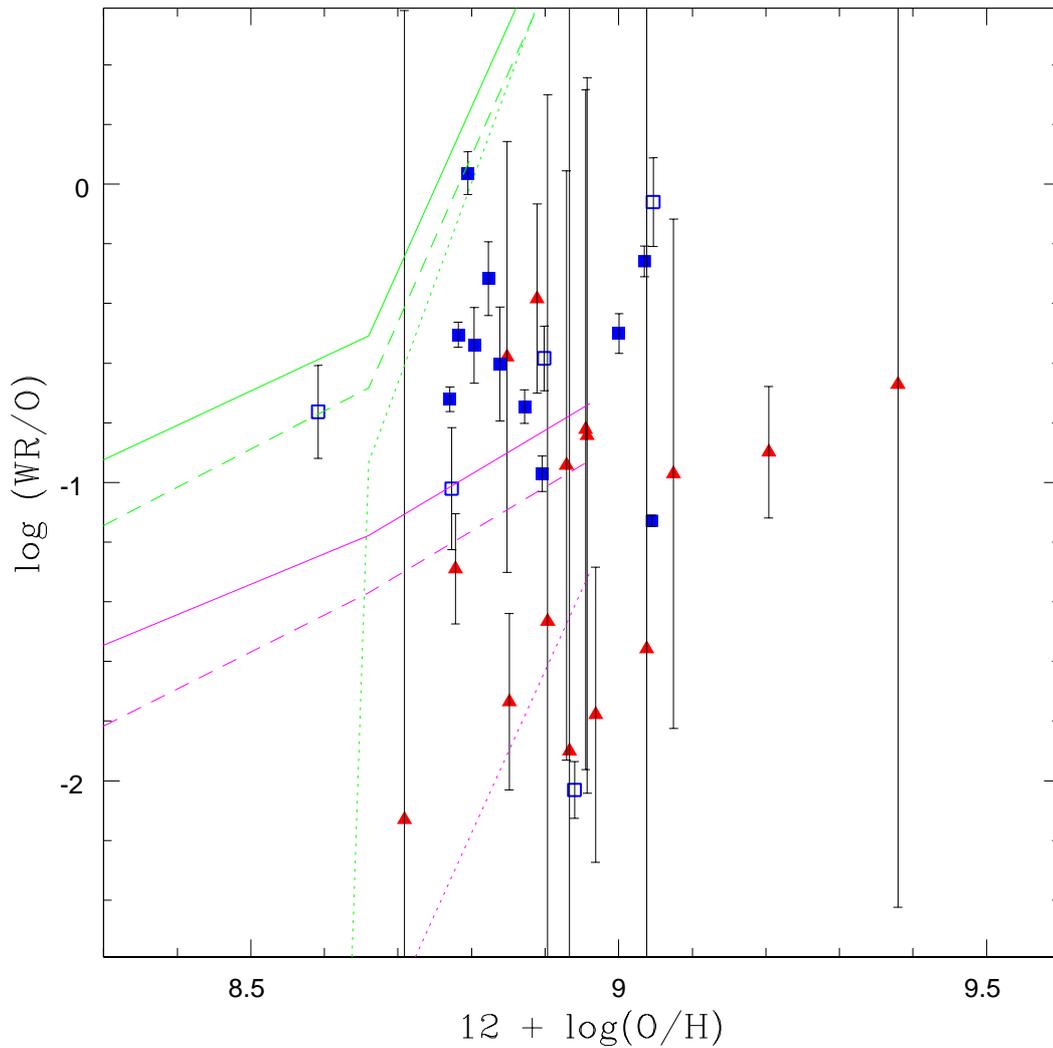


Fig. 10.6: Razão WR/O em função da metalicidade. Quadrados (azuis) indicam as detecções e os triângulos (vermelhos) indicam os limites superiores. Mostramos ainda a variação da razão WR/O teórica, prevista pelo Starburst99, com os cenários de formação estelar contínua (linhas rosas) e instantânea (linhas verdes). Diferentes funções de massa estão mostradas: linhas contínuas ($\alpha = 2.35$, $M_{upp} = 100M_{\odot}$), linhas tracejadas ($\alpha = 3.30$, $M_{upp} = 100M_{\odot}$) e linhas pontilhadas ($\alpha = 2.35$, $M_{upp} = 30M_{\odot}$). Note que as galáxias WR encontram-se em uma região intermediária entre os regimes de formação estelar contínua e instantânea.

10.6 Conclusões

É importante entender as condições que favorecem a formação de populações estelares jovens, em especial as estrelas WR. Observando a Figura 10.6 podemos notar claramente que a maioria das galáxias WR encontra-se entre os regimes de formação estelar contínua (linhas rosas) e instantânea (linhas verdes). Normalmente esperaríamos que estas galáxias Starburst Nuclear fossem dominadas por episódios contínuos de formação estelar, onde sucessivas gerações de estrelas de alta massa seriam formadas e passariam pela fase WR. Entretanto, este resultado está de acordo com aquele da Figura 10.4, onde vimos que as galáxias dominadas por uma mistura de populações de diferentes idades podem ocultar as populações estelares jovens que abrigam as estrelas WR. Assim, mesmo que estas estrelas estejam presentes, seria muito difícil detectá-las em galáxias com populações estelares compostas.

A Figura 10.6 revela ainda um cenário bastante interessante para a formação de estrelas WR, favorecendo eventos de formação estelar intermediários entre os regimes instantâneos e contínuos. Estudos de regiões HII extragaláticas de alta metalicidade conduzidos por Pindao *et al.* (2002) encontram que os modelos de formação estelar instantânea super-estimam a largura equivalente da saliência WR, indicando que este regime de formação estelar não pode explicar sozinho as larguras equivalentes observadas. Um outro trabalho recente com galáxias de alta metalicidade (Fernandes *et al.* 2004) também encontra que a razão observada NWR/NO em função da metalicidade só pode ser explicada por uma combinação dos dois regimes de formação.

A conclusão que chegamos é que no regime de baixa metalicidade, a razão $N(WR)/N(O)$ pode ser explicada por eventos de formação instantânea, mas à medida que aumenta a metalicidade, a razão observada passa a diferir deste regime de formação (Schaerer & Vacca 1998). Encontramos que apenas uma combinação dos dois regimes de formação (contínuo e instantâneo) é capaz de explicar a razão $N(WR)/N(O)$ observada para esta amostra de galáxias Starburst de alta metalicidade.

Segundo Meynet (1995) a duração da fase WR é prolongada em regiões de alta metalicidade, pois experimenta-se mais perda de massa. Desta forma, diminui-se o limite em massa para a formação de estrelas WR em ambientes de alta metalicidade. Ainda segundo Meynet (1995), eventos de formação estelar relativamente curtos (5×10^5 anos) e intensos favorecem a formação de estrelas O e WR. Segundo este autor o regime de formação instantânea melhor explica a razão $N(WR)/N(O)$ em função da metalicidade. Ambientes de alta metalicidade favorecem o aparecimento de estrelas WR, mas ao mesmo tempo dificultam sua detecção, pois o tempo de vida destas estrelas na fase WR diminui com a metalicidade das nuvens de formação.

De modo geral, eventos de formação intensos e curtos favorecem a formação de estrelas WR. Entretanto, quando estes eventos de formação ocorrem em galáxias onde existem misturas de populações, as estrelas WR podem vir a permanecer ocultas. A detecção destas estrelas está diretamente relacionada **à idade do evento de formação estelar**, pois como vimos, as populações de estrelas WR ocorrem preferencialmente em Starbursts jovens.

Concluimos que a detecção de grandes concentrações de estrelas WR são o pro-

duto da combinação de dois fatores principais: (1) Eventos de formação estelar intensos, curtos e que ocorram em galáxias com pouca mistura de populações estelares; (2) A observação destas galáxias em tempos bastante específicos, entre 10^6 e $10^{7.5}$ anos, enquanto a fase WR ainda está em andamento.

Dessa forma, **especulamos que a escassez de galáxias WR com alta metalicidade pode ser explicada pelo próprio estágio evolutivo destas galáxias.** As galáxias com mais alta metalicidade, como vimos, são também altamente luminosas. Geralmente, estes sistemas são encontrados em galáxias Starburst Nuclear com enormes reservas gasosas capazes de sustentar a formação de estrelas por longos períodos e de forma contínua. **Assim, a complexidade e a variedade de populações nestas galáxias impede que as estrelas WR sejam facilmente detectadas.**

Se este cenário estiver correto, é interessante concluir que apesar da alta metalicidade favorecer a formação de estrelas WR, ela acaba, ao mesmo tempo, impedindo que estas estrelas massivas sejam detectadas contra uma população subjacente mais antiga.

Capítulo 11

Conclusões e Perspectivas

11.1 Considerações Gerais

Nosso maior objetivo neste trabalho foi determinar propriedades gerais das galáxias Starburst através do estudo de suas populações estelares, idades, metalicidades e de suas linhas de emissão e absorção. Nosso estudo objetivou sobretudo a utilização de métodos de síntese, como o Starburst99 e o código STARLIGHT, para o estudo das populações estelares e a caracterização de suas propriedades globais. Em especial, dedicamos especial atenção às galáxias Starburst de alta metalicidade e o estudo de suas populações de estrelas massivas.

Conhecer as populações estelares de galáxias é importante para entender em detalhes suas histórias de formação estelar. Como aplicamos estas técnicas às galáxias Starburst e HII, foi possível entender como ocorre o fenômeno de formação estelar nestes sistemas. Em particular, relacionamos as propriedades das populações estelares com outras características das galáxias que as hospedam, como a metalicidade, luminosidade e propriedades do gás.

Estudos de populações estelares tiveram origem nos trabalhos pioneiros na década de 1970. Desde então a importância de tais estudos só tem aumentado. Por um lado, é enorme a quantidade de dados produzidos pelos telescópios e programas de observação modernos, como por exemplo o Hubble, o Spitzer, o SLOAN e outros. Conhecer as propriedades globais destas enormes amostras nos ajuda a conhecer em detalhes o processo de formação de galáxias e de como elas se organizam em grande escala. Por outro lado, o programa *Hubble Ultra Deep Field* do Telescópio Espacial Hubble tem feito imagens de campo profundo e revelado, entre outras coisas, a morfologia e o brilho superficial de galáxias localizadas a uma distância de até 14 bilhões de anos-luz. O mais interessante é que galáxias espirais, elípticas, amorfas, anãs e gigantes podem ser identificadas nestas imagens. Isto indica que a variedade das galáxias não é apenas uma propriedade do universo atual, pois em seus primórdios já existia uma enorme variabilidade morfológica. É razoável supor que estes variados tipos de galáxias também abrigavam uma grande variedade de populações estelares.

Entender a formação de galáxias e a história de formação de estrelas tem a importante consequência de se entender estas propriedades num contexto cosmológico.

11.2 Conclusões

11.2.1 Parte I: Uma Biblioteca de Estrelas de Baixa Metalicidade para Código Starburst99

A parte I deste trabalho objetivou estender o código Starburst99¹ ao regime de baixa metalicidade. O procedimento foi compilar do arquivo do Hubble estrelas dos tipos O e B das nuvens de Magalhães que foram previamente observadas no ultravioleta. Estas estrelas foram organizadas em temperaturas e classes de luminosidade semelhantes. A biblioteca de estrelas assim organizada possui uma metalicidade média de $1/4Z_{\odot}$ e foi adaptada ao formato de leitura do código Starburst99. Como uma primeira aplicação do método, mostramos os ajustes de duas galáxias Starburst conhecidamente pobres em metais. Encontramos que o ajuste destas galáxias é melhorado pela utilização da nova biblioteca de estrelas de baixa metalicidade que produzimos.

As aplicações desta biblioteca são obviamente importantes para o estudo de galáxias e regiões HII de baixa metalicidade. O regime de baixa metalicidade é frequentemente encontrado em galáxias anãs e regiões HII. Estas galáxias são ainda caracterizadas por populações estelares originadas, muitas vezes, em um único evento de formação estelar, constituindo os sistemas mais simples que podemos estudar.

Os resultados desta parte do trabalho foram publicados na revista *Astrophysical Journal*, com o título: *Ultraviolet Line Spectra of Metal-poor Star-forming Galaxies*, Leitherer *et al.* (2001). Neste artigo, no qual sou segundo autor, discutimos outros aspectos, propriedades e conseqüências desta nova biblioteca de estrelas. Como já apontamos no capítulo 2, somente apresentamos neste trabalho, os aspectos do trabalho nos quais estive diretamente envolvido.

11.2.2 Parte II: Estudo das Populações Estelares de Galáxias Starburst Nuclear e HII

O código de síntese que desenvolvemos e aplicamos na parte II (Capítulo 3) deste trabalho foi capaz de recuperar a história de formação e as idades dos eventos de formação estelar num amostra de galáxias HII e Starburst Nuclear.

O resultado da síntese é o vetor de populações \vec{x} , cujas componentes representam a contribuição de diferentes elementos da base com idades e metalicidades conhecidas. Ele pode ser ainda mais simplificado: $\vec{x} = (x_Y, x_I, x_O)$; onde x_Y , x_I , x_O são componentes representando respectivamente as populações jovens, intermediárias e velhas. Desta forma, o vetor de populações representa a idade das diversas populações estelares encontradas nas galáxias da amostra.

Propriamente combinando diferentes componentes de idade podemos definir a idade média ponderada pela luz $\langle \log t \rangle_L$. Verificamos que esta representação é uma maneira poderosa de descrever as propriedades desta amostra, porque as idades das galáxias descritas por $\langle \log t \rangle_L$ relacionam-se a várias outras propriedades da amostra. Em particular, relacionamos $\langle \log t \rangle_L$ à largura equivalente de $H\beta$. Encontramos que

¹ O código Starburst99 pode ser acessado no endereço eletrônico: www.stsci.edu/science/Starburst99/

$\langle \log t \rangle_L$ atua como um “relógio natural” que corretamente descreve o comportamento da diluição da $EW(H\beta)$ com o tempo, ou a idade do evento de formação estelar. Publicamos estes resultados em Cid Fernandes, Leão & Lacerda (2003). O código que desenvolvemos mais tarde ganhou novas melhorias e passou a ser chamado de STARLIGHT (Cid Fernandes *et al.* 2005)

11.2.3 Parte III: Estudo das Populações estelares de Galáxias Starburst de Alta Metalicidade

Nesta parte tentamos entender se galáxias Starburst de alta metalicidade favorecem a formação de estrelas WR. Tentamos também entender as condições que favorecem o surgimento de populações estelares jovens, em especial as estrelas WR.

Para abordar esta questão observamos no ótico e infra-vermelho uma amostra composta por galáxias Starburst de alta metalicidade. Estudamos suas populações estelares, propriedades do gás, metalicidade, morfologia e a presença de interação gravitacional com galáxias vizinhas.

O objetivo era encontrar a assinatura espectral característica de estrelas WR em seus espectros óticos. Encontramos estas linhas de origem estelar em 25% de nossas galáxias (6/24). Destas, ESO 485-GOO3, NGC 6090 e NGC 2798 são identificadas como galáxias WR pela primeira vez.

Através da síntese de populações verificamos que as galáxias da amostra são caracterizadas por uma grande mistura de populações com idades variadas, sugerindo que múltiplos eventos de formação estelar ocorreram no passado. Entretanto, quando modelamos com o Starburst99, notamos claramente que a maioria das galáxias WR pode ser explicada com uma combinação entre os regimes de formação estelar contínua (linhas rosas) e instantânea (linhas verdes), ver figura 10.6. Este resultado nos faz entender que galáxias dominadas por uma mistura de populações com diferentes idades podem ocultar as populações estelares jovens que abrigam as estrelas WR. Assim, mesmo que estas estrelas estejam presentes, seria muito difícil detectá-las em galáxias com populações estelares compostas.

Estudos de regiões HII extragaláticas de alta metalicidade conduzidos por Pindao *et al.* (2002) encontram que os modelos de formação estelar instantânea superestimam a largura equivalente da saliência WR, indicando que sozinho, este regime de formação estelar não explica as larguras equivalentes observadas. Um outro trabalho recente com galáxias de alta metalicidade (Fernandes *et al.* 2004) também encontra que a razão observada NWR/NO em função da metalicidade só pode ser explicada por uma combinação dos dois regimes de formação.

A conclusão que chegamos é que no regime de baixa metalicidade, a razão $N(WR)/N(O)$ pode ser explicada por eventos de formação instantânea, mas à medida que aumenta a metalicidade, a razão observada passa a diferir deste regime de formação. Encontramos que apenas uma combinação dos dois regimes de formação (contínuo e instantâneo) é capaz de explicar a razão $N(WR)/N(O)$ observada para esta amostra de galáxias Starburst de alta metalicidade.

Segundo Meynet (1995) a duração da fase WR é prolongada em regiões de alta metalicidade, pois experimenta-se mais perda de massa. Desta forma, diminui-se o limite para a formação de estrelas WR em ambientes de alta metalicidade. Ainda

segundo Meynet (1995), eventos de formação estelar relativamente curtos (5×10^5 anos) e intensos favorecem a formação de estrelas O e WR. Segundo este autor o regime de formação instantânea melhor explica a razão $N(WR)/N(O)$ em função da metalicidade, embora para algumas galáxias uma combinação dos dois regimes represente melhor os dados.

De modo geral, eventos de formação intensos e curtos favorecem a formação de estrelas WR. Entretanto, quando estes eventos de formação ocorrem em galáxias onde existem misturas de populações, as estrelas WR podem permanecer ocultas. A detecção destas estrelas está diretamente relacionada à idade do evento de formação estelar, pois como vimos, as populações de estrelas WR ocorrem preferencialmente em Starbursts jovens.

Assim, concluímos que a detecção de grandes concentrações de estrelas WR são o produto da combinação de dois fatores principais: (1) Eventos de formação estelar intensos, curtos e que ocorram em galáxias com pouca mistura de populações estelares; (2) A observação destas galáxias em tempos bastante específicos, entre 10^6 e $10^{7.5}$ anos, enquanto a fase WR ainda está em andamento.

11.3 Perspectivas

O estudo de galáxias com formação estelar intensa é um campo que vem constantemente sofrendo novas e interessantes contribuições. Em especial, com o lançamento do Telescópio Espacial Hubble (1990), imagens e espectros de regiões com formação estelar na Via-Látea vem revelando em detalhes os processos de formação estelar. Estes resultados vêm sendo comparados a outros espectros menos detalhados de regiões e galáxias Starburst extra-galácticas. Pode-se dizer que conhecemos intimamente muitos detalhes dos processos de formação estelar no universo local e em altos redshifts.

Interessantemente, algumas galáxias ativas como as Seyfert 1, podem ser energizadas também por formação estelar, além do buraco negro super-massivo nuclear. Isto faz com que o estudo do processos de formação de estrelas seja importante para o entendimento de uma grande variedade de objetos. Qual a importância relativa da formação de estrelas em galáxias Seyfert? Galáxias com formação estelar intensa podem ser encontradas em altos redshifts? Em que época da formação do universo os processos de formação de estrelas tornaram-se frequentes? O Starbursts durarão para sempre? Estas e outras perguntas motivam futuros estudos nesta área da astrofísica.

Outro sinal de que estamos vivendo uma era privilegiada para a astronomia extra-galáctica são os telescópios espaciais Hubble, Spitzer e Chandra, capazes de explorar todas as faixas de comprimento de onda, do raio-X ao infra-vermelho, revelando detalhes que simplesmente não podem ser estudados no ótico. Além disso inúmeros telescópios baseados em terra estão disponíveis. Estudos em múltiplos comprimentos de onda são ideais para se estudar em detalhes os processos de formação estelar, pois galáxias Starburst classificadas no ótico podem na verdade abrigar um núcleo ativo em seus núcleos que só pode ser visto em raios-X. Além disso, enormes quantidades de dados estão disponíveis em arquivos de acesso irrestrito.

O objetivo específico dos estudos de galáxias com formação estelar é o de conhecer as idades e composições químicas das galáxias. Entretanto, o objetivo geral é compreender o processo de formação de galáxias propriamente dito. Este é um importante prolema a Astrofísica atual para o qual ainda não temos uma resposta definitiva ou uma teoria. Se as galáxias são os “blocos elementares” do universo, é intuitivo assumir que os processos de formação de galáxias são essenciais para se entender a sua evolução.

Um outro interessante problema são os processos de interação entre galáxias. Em casos extremos, as colisões podem ter consequências interessantes para a morfologia das galáxias que interagem. Fotos do Telescópio Espacial Hubble revelam em detalhes os bonitos braços de poeira e gás que se estendem em verdadeiras “pontes” que ligam os objetos em interação. Estas “pontes”, também conhecidas na literatura como caudas de maré, podem abrigar nichos de formação estelar localizada, fruto da compressão do gás em volumes bastante reduzidos. A única lei governando estas colisões é a lei da gravidade, entretanto os processos que resultam destas interações são ainda pouco conhecidos. Neste trabalho, na parte III, descobrimos que as galáxias que visivelmente abrigam as populações de estrelas Wolf-Rayet são encontradas em pares ou associações. Será coincidência? Ou será que galáxias em colisão de fato abrigam Starbursts intensos, facilitando a formação destas estrelas? Qual a intensidade destes processos de formação? Se o universo primordial era menos volumoso, será que os processos de colisão foram mais frequentes no passado? Eles contribuíram para a formação das galáxias que vemos hoje? Existe um “registro” destas colisões?

Na parte III deste trabalho utilizamos como único critério de seleção a luminosidade no infra-vermelho. Vimos que apenas esta propriedade foi capaz de nos fornecer uma amostra consistente com o objetivo de se estudar galáxias Wolf-Rayet, pois encontramos um número apreciável delas. Estas galáxias, como já vimos, chamam-se LIRGs (Galáxias Luminosas no Infra-Vermelho). Acima de $\text{Log}(L_{IR}/L_{\odot}) > 12$ define-se uma classe distinta denominada ULIRGs (Galáxias Ultra-Luminosas no infra-vermelho).

As ULIRGs podem ser energizados por formação estelar ou por núcleos ativos (AGNs), segundo os estudos no ótico de Kim, Veilleux & Sanders (1998). Esta fonte dual de energia nos coloca uma nova e interessante pergunta: qual a importância relativa destes distintos mecanismos nestas galáxias? Baseados nestes resultados, a maioria destes objetos é energizada por formação estelar intensa. Entretanto, os autores descobrem que a importância relativa de AGNs aumenta com a luminosidade da galáxia hospedeira. Estes resultados foram descobertos utilizando-se espectros óticos e diagramas de diagnóstico desenvolvidos no ótico.

Motivado pela questão da fonte da energia nestes objetos e ainda mais pela possibilidade de se estudar estas galáxias no infra-vermelho, submetemos (Leão & Leitherer) uma proposta de observação ao Telescópio Espacial Spitzer. O projeto foi aprovado e recebemos 14 horas neste telescópio para estudar uma amostra composta por: galáxias LIRGs e ULIRGs para cobrir os dois regimes de luminosidade. Além disso, a grande maioria destas galáxias estão em pleno processo de interação gravitacional com galáxias vizinhas, cobrindo diversos estágios de interação. Nosso objetivo é utilizar as observações no infra-vermelho e identificar linhas de diagnóstico

para determinar a fonte da energia nesta amostra. A presença de AGNs cresce com a luminosidade destes objetos? É possível utilizar ferramentas de diagnóstico do infra-vermelho e chegar às mesmas conclusões de estudos óticos? O grau de interação destas galáxias está relacionado de alguma maneira com a presença de núcleos ativos?

Tentaremos utilizar o Telescópio Spitzer para responder a estas e outras perguntas. Esperamos contribuir para a ampliação do conhecimento a respeito das galáxias Starburst, especialmente dentro de um contexto cosmológico.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] Balzano V. A., 1983, AJ, 268, 602.
- [2] Barnes J. E., Hernquist, L., 1996, ApJ, 471, 115
- [3] Beals C., 1929, 90, 202.
- [4] Bica E., 1988, A&A, 195, 76.
- [5] Bruzual G., Charlot S., 1993, ApJ, 405, 538.
- [6] Cavanagh B., Hirst P., Jenness T., Economou F., Currie M. J., Todd S., Ryder S. D., 2003, in Payne H. E., Jedrzejewski R. I., Hook R. N., eds, ASP Conf. Ser. Vol. 295, Astronomical Data Analysis Software and Systems XII. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 237
- [7] Chandrasekhar S., 1934, MNRAS, 94, 522.
- [8] Charlot E., Bruzual A. G., 1991, ApJ 367, 126.
- [9] Cid Fernandes R., Sodré L. , Schmitt H. R., Leão J. R. S., 2000, MNRAS 325, 60.
- [10] Cid Fernandes R., Leão J. R. S., Lacerda R. R. 2002, MNRAS, submitted.
- [11] olbert *et al.* , 1996, APJ, 467, 551C.
- [12] Coziol R., Demers S., Pena M., Barneoud R., 1994, AJ, 108, 405.
- [13] Coziol R., 1996, A&A, 309, 345.
- [14] Dottori, H. A., Ap. & SS, 80, 267D.
- [15] Hubble Ultra Deep Field Catalog, STScI, 2005
- [16] rwin, J. A. & Saikia, D. J., 2000, AJ, 119 , 1592I
- [17] Kennicutt R. C. Jr., 1992, ApJS, 79, 255.
- [18] kinney A. L., Bohlin R. C., Calzetti D., Panagia N., Wyse, R. F. G., 1993, ApJS 86, 5.

- [19] Kunth D., Östlin G., 2000, *A&A Rev.*, 10, 1.
- [20] Kunth D., Sargent W. L. M., 1983, *AJ*, 273, 81.
- [21] Lamers H. J. G. L. M., Maeder A., Schmutz W., Cassinelli J. P., 1991, *ApJ*, 368, 538.
- [22] Lauberts, A., The Eso/Uppsala Survey of the ESO(B) Atlas, 1982, Munich, European Southern Observatory.
- [23] Leão J. R. S., Cid Fernandes R., Sodré L., Schmitt H. R. , AAS Bulletin 196, 5103L, 2000AAS, 2000.
- [24] Leão J. R. S., 2001, Dissertação de Mestrado, Universidade Federal de Santa Catarina. Departamento de Física (CFM).
- [25] Leão J. R. S. & R. C. Fernandes Jr. ‘The Central Kiloparsec of Starbursts and AGN: The La Palma Connection’, eds. J.H. Knapen, J.E. Beckman, I. Shlosman, & T.J. Mahoney, ASP Conf. Ser. 249, 585-588 (San Francisco: ASP), 2001.
- [26] Leitherer C., Robert C. & Drissen L., 1992b, *APJ*, 401, 596
- [27] Leitherer C., Schaerer D., Goldader, J. D., Delgado, R. M., González R., Carmelle K., Denis F., de Mello D. F.; Devost D., Heckman T. M., 1999, *ApJS*, 123, 3.
- [28] Leitherer C., Leão J. R. S., Heckman T. M., Lennon D. J., M. Pettini, Robert C., 2001, *ApJ*, 550, 724.
- [29] Lehnert M. D., Heckman T. M., 1995, *ApJS*, 97, 89.
- [30] Lis D. C., Goldsmith P. F., 1991, *AJ*, 369, 157.
- [31] Massey, P., Johnson, K. E., DeGoia-Eastwood, K., 1995b, *ApJ*, 454, 151.
- [32] Melnick J., 1992, in “Star Formation in Stellar Systems”, eds. G. Tenorio-Tagle, M. Prieto, F. Sanchez, Cambridge University Press, Cambridge, p. 253.
- [33] Meurer G. R., 2000, *ASPC*, 211, 81M
- [34] Moffat A.F.J., Drissen L., Robert C., 1989: Observational Connections Between LBVs and Other Stars, with Emphasis on Wolf-Rayet Stars. In K. Davidson *et al.* (eds), 1989: Physics of Luminous Blue Variables. Kluwer Academic Publishers, pp. 229-237.
- [35] Onishi T., 1996, Tese de Doutorado, Nagoya University, Japan.
- [36] Raimann D., Bica E., Storchi-Bergmann T., Melnick J., 2000, *MNRAS*, 314, 295.
- [37] Raimann D., Storchi-Bergmann T., Bica E., Melnick J., Schmitt, 2000, *MNRAS*, 316, 559.

-
- [38] Risaliti G., Gilli R., Maiolino R., Salvati M., 2000, *A&A*, 357, 13R.
- [39] Sargent W. L. M., Searle L., 1970, *AJ Letters*, 162, L155.
- [40] Searle L., Sargent W. L. M., Bagnuolo W. G., 1973, *AJ*, 179, 427.
- [41] Schmidt A. A., Copetti M. V. F., Alloin D., Jablonka P., 1991. *MNRAS*, 249, 766.
- [42] Schaerer D., Guseva, N. G., Izotov, Yu. I., Thuan, T. X., 2000, *A&A*, 362, 53.
- [43] Telles E., Melnick J., Terlevich R., 1997, *MNRAS*, 288, 78.
- [44] Telles E., Terlevich R., 1997, *MNRAS*, 286, 183T
- [45] Terlevich R., 1997, *Rev. Mex. AA (serie de conferencias)*, 6, 1.
- [46] Willis A. J., 1991, In *Evolution of Stars: The Photospheric Abundance Connection*, IAU Symp. 145, Dordrecht: Kluwer, Eds. G. Michaud, A. Tutukov, p. 195.
- [47] Wilson O., 1934, *ApJ*, 80, 259.