

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA
Centro de Ciências Físicas e Matemáticas – CFM

A EVOLUÇÃO ESPECTRAL DE GALÁXIAS
STARBURST *

Reiner Rodrigues Lacerda

Dissertação realizada sob orientação do Prof.
Dr. Roberto Cid Fernandes Jr. e apresentada ao De-
partamento de Física da UFSC em preenchimento par-
cial dos requisitos para obtenção do título de Mestre
em Física.

Florianópolis

2002

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

AGRADECIMENTOS

- Ao meu orientador Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr., pela atenção, dedicação e paciência em preparar-me para ingressar no mundo da Astronomia e na realização deste trabalho.
- A minha mãe por todo incentivo, amor e empenho na minha educação.
- Ao meu irmão, que me acompanhou em todos os passos que dei para chegar até este momento.
- Aos meus padrinhos, que me acolheram em sua casa durante os últimos 17 anos. O apoio de vocês foi fundamental para que eu tivesse a tranquilidade necessária nesta nova fase da minha vida.
- Aos professores Raymundo Baptista e Antônio Nemer Kanaan do grupo de Astrofísica da UFSC por todo apoio, confiança e ensinamentos.
- Aos colegas do Grupo de Astrofísica e do curso de Física da UFSC.
- Aos funcionários da Universidade Federal de Santa Catarina pelo empenho e dedicação a esta unidade de ensino superior.
- Ao CNPq pelo apoio financeiro e por acreditar na ciência brasileira.

Resumo

Em sistemas onde ocorre o fenômeno starburst espera-se que a evolução da população de estrelas jovens induza mudanças nas propriedades das linhas de emissão do gás ionizado. Esta evolução é normalmente estudada de forma teórica, com uma combinação de modelos de síntese evolutiva para a distribuição espectral de energia do starburst e cálculos de fotoionização. Neste estudo apresentamos uma abordagem mais empírica para esta questão. Nós aplicamos técnicas de síntese de população empírica para amostras de galáxias HII e Núcleos Starburst para medir seus estágios evolutivos e correlacionar os resultados com as propriedades de suas linhas de emissão. Algumas ferramentas úteis são desenvolvidas para facilitar a interpretação da síntese:

- (1) um diagrama de evolução, cujos eixos são as intensidades das componentes de população estelar jovem, intermediária e velha;
- (2) a idade média das estrelas associadas com o starburst, \bar{t}_{SB} .

Estas ferramentas são testadas com um conjunto de espectros teóricos de galáxias. Verificamos que elas funcionam muito bem, mesmo quando somente um pequeno número de propriedades observadas (larguras equivalentes de linhas de absorção e cores no contínuo) é usado na síntese.

Encontramos que Núcleos Starburst e galáxias HII estão distribuídos ao longo de uma sequência muito bem definida no diagrama de evolução. Usando a idade média do starburst (\bar{t}_{SB}) em conjunto com os dados das linhas de emissão, verificamos que as larguras equivalentes de $H\beta$ e [OIII] decrescem para \bar{t}_{SB} crescente. A mesma

tendência evolutiva foi identificada para razões de linhas que medem a excitação do gás, embora nenhuma tendência clara foi identificada para sistemas ricos em metais. Todos estes resultados estão em excelente acordo com previsões teóricas simples e bem conhecidas, mas que não haviam sido testadas de forma direta devido às dificuldades na definição de indicadores de idade da população estelar.

Abstract

In systems undergoing starbursts the evolution of the young stellar population is expected to drive changes in the emission line properties. This evolution is usually studied theoretically, with a combination of evolutionary synthesis models for the spectral energy distribution of starbursts and photoionization calculations. In this thesis we present a more empirical approach to this issue. We apply empirical population synthesis techniques to samples of Starburst and HII galaxies in order to measure their evolutionary state and correlate the results with their emission line properties. A couple of useful tools are introduced which greatly facilitate the interpretation of the synthesis:

- (1) an evolutionary diagram, whose axis are the strengths of the young, intermediate age and old components of the stellar population mix, and
- (2) the mean age of stars associated with the starburst, \bar{t}_{SB} .

These tools are tested with grids of theoretical galaxy spectra and found to work very well even when only a small number of observed properties (absorption line equivalent widths and continuum colors) is used in the synthesis.

Starburst nuclei and HII galaxies are found to lie on a well defined sequence in the evolutionary diagram. Using the empirically defined mean starburst age in conjunction with emission line data we have verified that the equivalent widths of $H\beta$ and [OIII] decrease for increasing \bar{t}_{SB} . The same evolutionary trend was identified for line ratios indicative of the gas excitation, although no clear trend was identified for metal rich systems. All these results are in excellent agreement with long known,

but little tested, theoretical expectations.

SUMÁRIO

1. <i>INTRODUÇÃO</i>	12
1.1 Síntese Evolutiva	13
1.2 Linhas de Emissão como Indicadores de Idade em Starbursts	15
1.3 Este Trabalho: Aplicação de Síntese Empírica à Galáxias Starburst	18
2. <i>CONJUNTO DE DADOS</i>	20
2.1 Amostra I	20
2.2 Amostra II	26
2.3 Resumo	30
3. <i>SÍNTESE DE POPULAÇÕES ESTELARES</i>	33
3.1 O método	33
3.2 Quantidades de Entrada e Saída	35
3.3 Resultados da Síntese	36
3.4 Sequência Evolutiva	42
4. <i>SÍNTESE EMPÍRICA DE GALÁXIAS TEÓRICAS</i>	45
4.1 Modelos de Burst Instantâneo	46
4.2 Burst mais uma População Velha Subjacente	54

4.3	Modelos de Formação Estelar Contínua	56
4.4	Idade Estelar Média	58
4.5	\bar{t}_{SB} : Um Relógio Empírico para Medir a Evolução de Starbursts	60
5.	<i>A EVOLUÇÃO DAS LINHAS DE EMISSÃO</i>	63
5.1	A Largura Equivalente de $H\beta$	66
5.2	Correções para $W_{H\beta}$	67
5.2.1	Diluição por uma população velha	67
5.2.2	Correção por absorção	68
5.3	Comparação com Modelos	70
5.4	A Largura Equivalente de [OIII]	72
5.5	Excitação do Gás	74
5.6	Efeitos de Metalicidade	79
5.6.1	$\bar{t}_{SB} \times Z$	81
6.	<i>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS</i>	83
6.1	Análise de Síntese de Populações Estelares	83
6.2	A evolução de linhas de emissão	84
6.3	Perspectivas	86

LISTA DE FIGURAS

1.1	Evolução espectral de um burst instantâneo.	14
1.2	Evolução do espectro ionizante em starburst com as linhas de emissão	16
1.3	Evolução da largura equivalente de $H\beta$	17
2.1	Espectros da Amostra I	21
2.2	Espectros da Amostra I (continuação).	22
2.3	Espectros da Amostra I (continuação).	23
2.4	Espectros da Amostra I (continuação).	24
2.5	Espectro ampliado da galáxia NGC1313	26
2.6	Espectros da Amostra II	29
3.1	Esquema 3-dimensional ilustrando a sequência evolutiva	37
3.2	Resultado da análise de síntese empírica para galáxias da Amostra I .	39
3.3	Resultado da análise de síntese empírica para galáxias da Amostra II	40
4.1	Espectros de galáxias para um burst instantâneo obtidos com GISSEL96	47
4.2	Espectros de galáxias com formação estelar contínua obtidos com GISSEL96	48
4.3	Evolução dos modelos de GISSEL96 no diagrama (x_Y, x_I, x_O) para um burst instantâneo	49

4.4	Evolução dos modelos com formação estelar contínua de GISSEL96 no diagrama (x_Y, x_I, x_O)	50
4.5	Evolução dos modelos de GISSEL96 no espaço (x_Y, x_I, x_O) visto de uma projeção frontal do plano $x_Y + x_I + x_O = 1$. Modelos de burst instantâneo	51
4.6	Evolução dos modelos de GISSEL96 no espaço (x_Y, x_I, x_O) visto de uma projeção frontal do plano $x_Y + x_I + x_O = 1$. Modelos com formação estelar contínua	52
4.7	Parâmetros da SEPE contra a idade dos modelos de burst instantâneo	55
4.8	Parâmetros da SEPE contra a idade dos modelos com formação estelar contínua	57
5.1	Largura equivalente de $H\beta$ contra a idade média do starburst \bar{t}_{SB} definida pela SEPE para a Amostra I	64
5.2	Largura equivalente de $H\beta$ contra a idade média do starburst \bar{t}_{SB} definida pela SEPE para a Amostra II	65
5.3	Evolução observada e prevista de $W_{H\beta}$	71
5.4	Largura equivalente de $[OIII]\lambda 5007$ contra a idade média do starburst \bar{t}_{SB} para a Amostra I	73
5.5	A evolução da excitação do gás para as galáxias da Amostra I	75
5.6	A evolução da excitação do gás para as galáxias da Amostra II	76
5.7	Metalicidade do gás versus o índice evolutivo \bar{t}_{SB}	80

LISTA DE TABELAS

2.1	Linhas de Emissão: Amostra I	27
2.2	Linhas de absorção e cores: Amostra I	28
2.3	Linhas de emissão: Amostra II	31
2.4	Linhas de absorção e cores: Amostra II	32
3.1	Resultados da SEPE para a Amostra I	38
3.2	Resultados da SEPE para a Amostra II	41

Capítulo 1

INTRODUÇÃO

O fenômeno de Starburst é geralmente entendido como um episódio de formação estelar intensa durante um período de tempo relativamente curto quando comparado, por exemplo, com a idade do universo. Este fenômeno ocorre em várias escalas, desde regiões HII gigantes, como por exemplo 30 Dorados na grande Nuvem de Magalhães, galáxias anãs e irregulares, frequentemente chamadas de galáxias HII, até Núcleos Starburst, que compreendem várias regiões de formação estelar no Kpc central de galáxias espirais. Sistemas Starburst no universo local são importantes laboratórios para estudar a evolução de estrelas massivas e processos físicos que devem estar associados com os estágios iniciais da formação de galáxias. Estas motivações, unidas ao avanço em modelar espectros e na capacidade observacional, conduziram a uma explosão de atividade neste campo da astrofísica extragalática durante a década passada.

1.1 Síntese Evolutiva

A maneira mais comum para inferir as propriedades físicas de um starburst é comparar sua distribuição espectral de energia com modelos baseados na síntese evolutiva (eg. Mas-Hesse & Kunth 1991; Cid Fernandes *et al.* 1992; Olofsson 1995; Leitherer *et al.* 1999). Esta técnica executa cálculos da evolução espectral de uma população estelar com base em vários ingredientes: modelos de evolução estelar para estrelas cobrindo uma ampla faixa de massas, bibliotecas de espectros estelares, função inicial de massa, taxa de formação estelar e evolução química.

O programa Starburst99, desenvolvido por Leitherer *et al.* (1999), é atualmente um dos mais detalhados e difundidos códigos de síntese evolutiva. Na Figura 1.1 mostramos a evolução do espectro de um burst instantâneo, tal qual calculado por este código. Os parâmetros são uma função de massa de Salpeter entre 1 e 100 M_{\odot} , metalicidade solar e modelos de evolução do grupo de Genebra.

A comparação entre observações e modelos pode focar uma característica espectral particular, tal como linhas de vento estelar no ultra-violeta (Robert, Leitherer & Heckman 1993), traços de estrelas Wolf-Rayet (Cerviño & Mas-Hesse 1994; Schaerer & Vacca 1998), linhas de absorção da série de Balmer (González Delgado, Leitherer & Heckman 1999), linhas de super gigantes vermelhas (García-Vargas *et al.* 1997; Mayya 1997), ou uma combinação de linhas e contínuo em vários comprimentos de onda (Mas-Hesse & Kunth 1999; Lançon *et al.* 2001). Uma dificuldade comum enfrentada em tais estudos é a contaminação do espectro por uma população estelar velha subjacente, que pode ser significativa na faixa do ótico e infra-vermelho próximo. Esta contaminação é algumas vezes removida adotando um espectro mod-

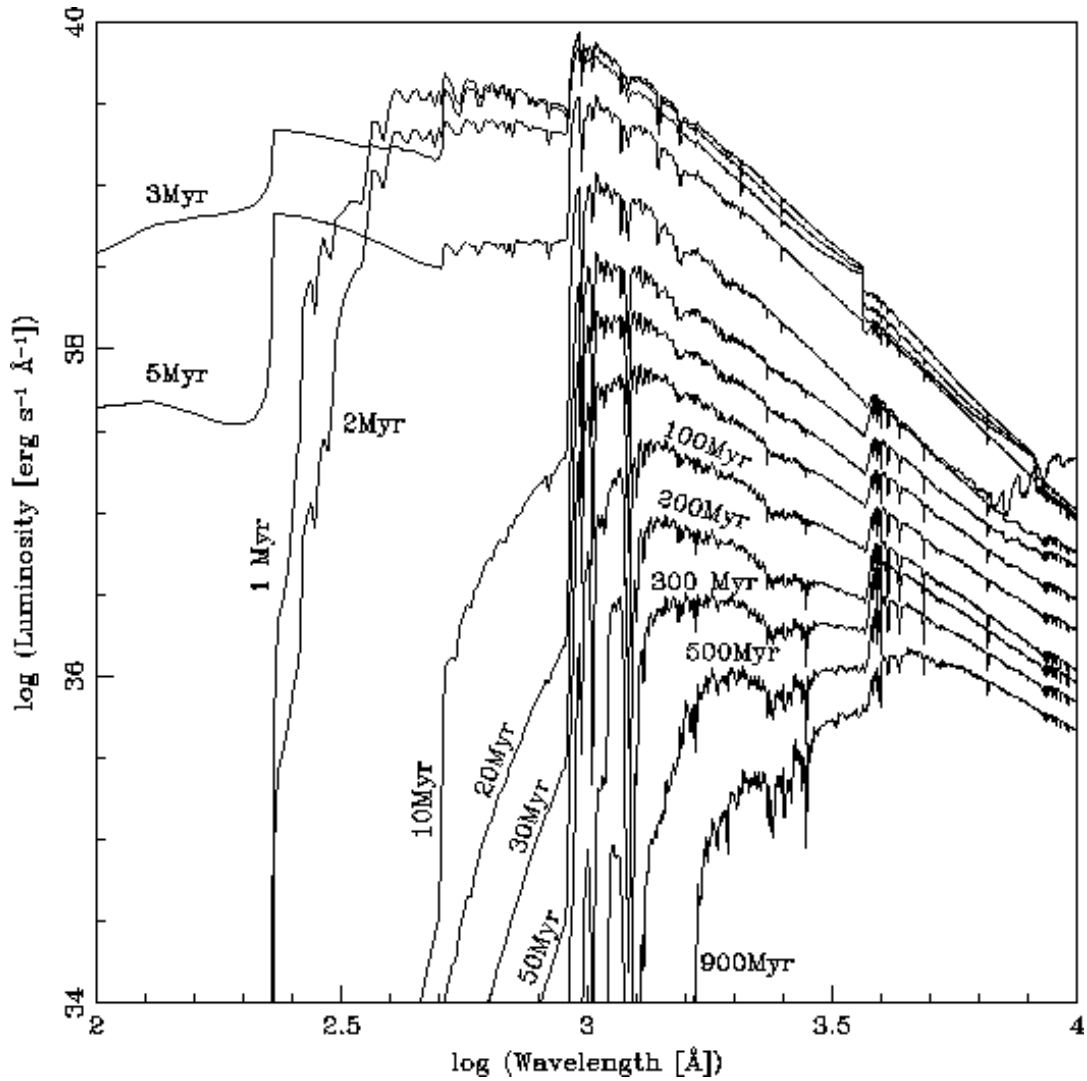


Fig. 1.1: Distribuição espectral de energia de 100 \AA a 10^4 \AA ; entre 1 Mano e 1 Gano. Lei de formação estelar: instantânea; FIM de Salpeter, $\alpha = 2.35$, $M_{up} = 100 M_{\odot}$; contínuo nebuloso incluído; Z_{\odot} . Extraído de Leitherer *et al.* (1999).

elo para a população velha (Lançon *et al.* 2001), ou então seus efeitos são avaliados pelo excesso de fluxo entre os modelos e espectros observados (Mas-Hesse & Kunth 1999). De qualquer modo, esta é uma correção incerta, que afeta, por exemplo, medidas de larguras equivalentes de linhas de emissão. Outras incertezas incluem aquelas associadas à diferenças entre diferentes conjuntos de traços evolutivos, bibliotecas espectrais incompletas ou mesmo imperteitas; efeitos estocásticos e questões numéricas (Cerviño *et al.* 2001); e possíveis efeitos de estrelas binárias (Mas-Hesse

& Cerviño 1999). O artigo de Schaerer (2001) apresenta uma discussão detalhada desses pontos.

1.2 Linhas de Emissão como Indicadores de Idade em Starbursts

Estrelas massivas e quentes em starbursts jovens fotoionizam o gás nas vizinhanças, produzindo um espectro com linhas de emissão que podem também ser usadas para estimar as propriedades do starburst, como sua idade, metalicidade e taxa de formação estelar. De fato, diagnósticos das linhas de emissão de starburst tem um papel central neste campo por uma simples razão prática: linhas de emissão são muito mais fáceis de medir do que características estelares (linhas de absorção e contínuo). Um grande número de estudos foi dedicado ao desenvolvimento de tais diagnósticos através de uma combinação de espectros teóricos de síntese evolutiva e cálculos de fotoionização para o correspondente estado da região nebular (Cid Fernandes *et al.* 1992; García-Vargas, Bressan & Díaz 1995; Stasińska & Leitherer 1996; Charlot & Longhetti 2001; Moy, Rocca-Volmerange & Fioc 2001; Stasińska, Schaerer & Leitherer 2001; Schaerer 2000). Um exemplo desatualizado, porém ilustrativo, de como a evolução da população estelar afeta o espectro de emissão é mostrado na Figura 1.2, extraída de Cid Fernandes *et al.* (1992), um dos primeiros trabalhos a combinar modelos de síntese evolutiva com cálculos de fotoionização.

Entre as muitas ferramentas de diagnóstico desenvolvidas, a largura equivalente de $H\beta$ ($W_{H\beta}$) destaca-se como um bom *indicador de idade* de starbursts. A teoria, já conhecida por mais de 20 anos (Dottori 1981), é que $W_{H\beta}$ decresce com a evolução do burst. A explicação para este comportamento é simples. A luminosidade em $H\beta$

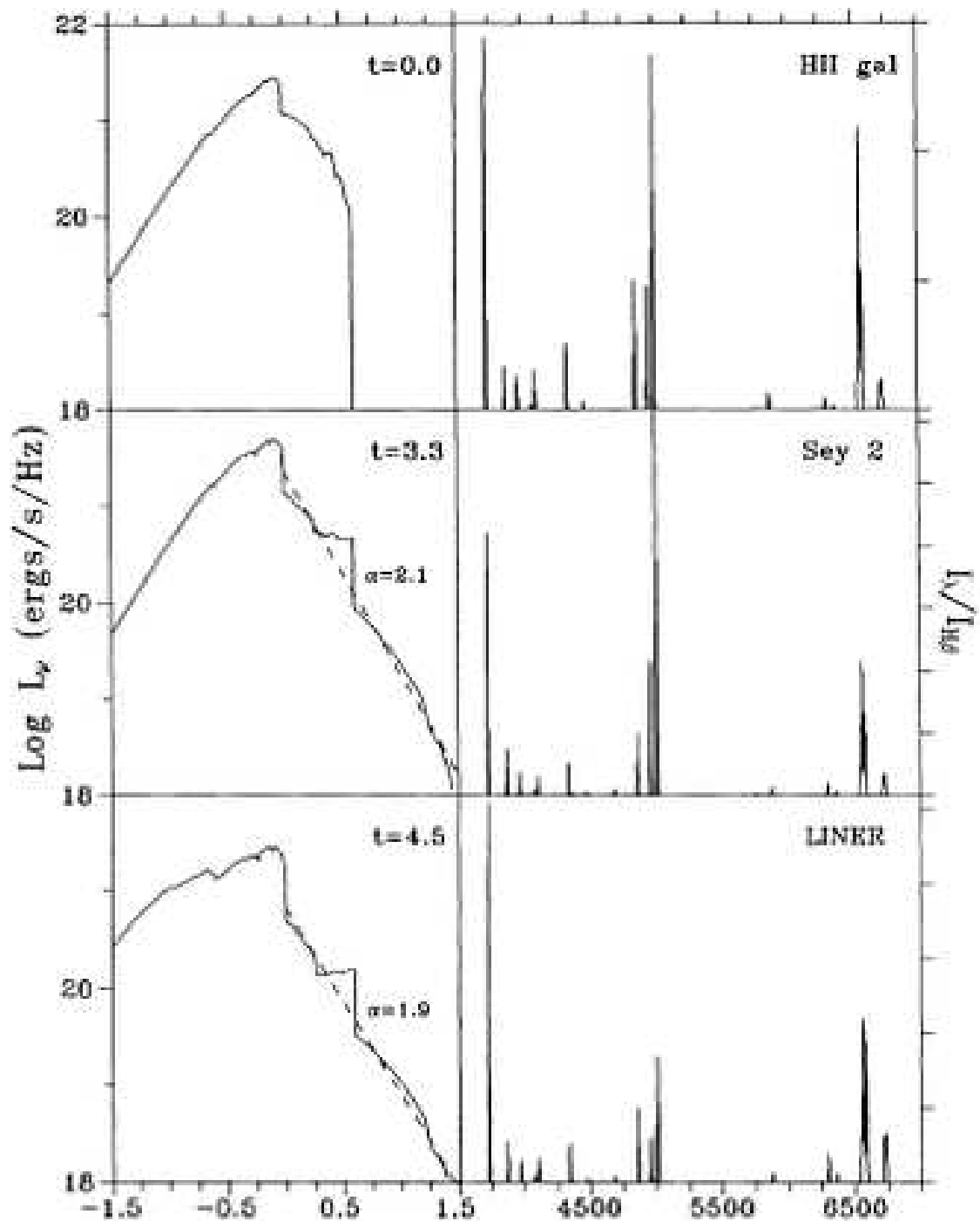


Fig. 1.2: Painéis a esquerda: evolução da distribuição espectral de energia em um burst instantâneo. Painéis a direita: evolução do espectro de emissão do gás ionizado pelo starburst. Extraído de Cid Fernandes *et al.* (1992).

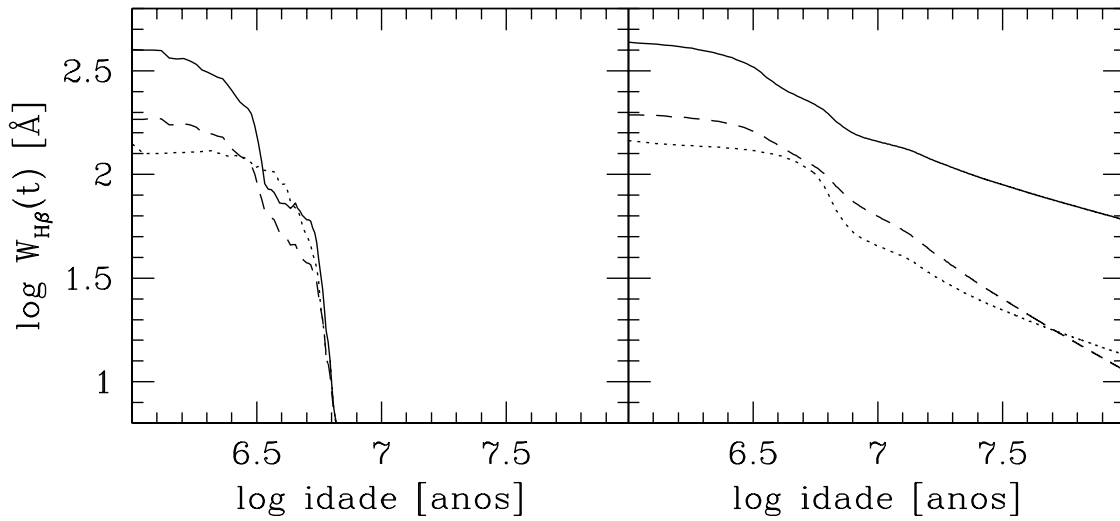


Fig. 1.3: Evolução da largura equivalente de $H\beta$ para 3 diferentes funções de massa. Linha sólida: $M_{Low} = 1 M_{\odot}$, $M_{Upp} = 100 M_{\odot}$, $\alpha = 2.35$. Linha tracejada: $M_{Low} = 1 M_{\odot}$, $M_{Upp} = 100 M_{\odot}$, $\alpha = 3.3$. Linha pontilhada: $M_{Low} = 1 M_{\odot}$, $M_{Upp} = 30 M_{\odot}$, $\alpha = 2.35$. Painel da esquerda: burst instantâneo. Painel da direita: formação estelar contínua.

cai a medida que o fluxo ionizante diminui devido à morte das estrelas mais massivas e quentes. Já o contínuo sob $H\beta$ cai mais lentamente, pois estrelas não ionizantes também emitem nesta faixa.

A Figura 1.3 mostra a evolução da largura equivalente de $H\beta$ para 3 diferentes funções de massa, calculadas pelo programa Starburst99. Este comportamento foi tão extensivamente confirmado por modelos de síntese evolutiva que hoje em dia o valor de $W_{H\beta}$ é frequentemente usado como um substituto para a idade em estudos que investigam a evolução de starbursts (e.g., Stasińska *et al.* 2001). Outras previsões de síntese evolutiva + modelos de fotoionização são que a excitação do gás e a largura equivalente de $[OIII]\lambda 5007$ decrescem com a evolução do starburst (Coppeti, Dottori & Pastoriza 1986; Stasińska & Leitherer 1996), embora tais diagnósticos são mais afetados por efeitos de metalicidade.

1.3 Este Trabalho: Aplicação de Síntese Empírica à Galáxias

Starburst

Estas previsões teóricas, rotineiramente aplicadas para inferir propriedades físicas de starbursts, são difíceis de ser testadas diretamente, pois requerem uma avaliação da idade de um starburst sem recorrer ao diagnóstico das linhas de emissão. Neste estudo nós voltamos um passo atrás no tempo e investigamos a validade empírica destas previsões já conhecidas. Isto é feito por meio de uma análise simples de Síntese Empírica de População Estelar (SEPE) de galáxias HII e Núcleos Starburst. Esta análise permite uma avaliação quantitativa do estado evolutivo de uma população estelar baseada somente em características estelares observadas. Técnicas de SEPE têm suas próprias limitações (Cid Fernandes *et al.* 2001a; Leão 2001), mas estas são de natureza diferente do que as incertezas envolvidas em síntese evolutiva. Portanto, uma análise de SEPE serve como um teste independente das previsões de modelos de síntese evolutiva.

Nossos principais objetivos são:

- (i) Estudar as propriedades da população estelar de uma grande e variada amostra de galáxias starburst por meio de uma análise de SEPE.
- (ii) Desenvolver e testar ferramentas com base na SEPE para avaliar o estado evolutivo de galáxias starburst de uma maneira quantitativa e fácil de interpretar.
- (iii) Realizar uma investigação totalmente empírica (independente de modelos) da relação entre as propriedades das linhas de emissão do gás e o estado evolutivo das estrelas em starbursts.

No capítulo 2 nós apresentamos os conjuntos de dados usados neste estudo. No capítulo 3 tratamos dos pontos (i) e (ii) acima. O método de SEPE é apresentado e seus resultados para galáxias starburst são discutidos por meio de uma simples ferramenta empírica desenhada para auxiliar a interpretação da síntese. No capítulo 4 apresentamos um estudo comparativo dos métodos de síntese empírica (SEPE) e evolutiva, que serve para testar e calibrar nossas ferramentas para medir a evolução. No capítulo 5 enfocamos o ponto (iii), estudando a evolução das propriedades das linhas de emissão de Núcleos Starburst e galáxias HII usando a “idade média do burst”, medida através da SEPE. Finalmente, no capítulo 6 resumimos nossos principais resultados e discutimos perspectivas futuras.

Capítulo 2

CONJUNTO DE DADOS

Esta investigação requer espectros óticos onde propriedades do gás (linhas de emissão) e estelares (contínuo e linha de absorção) podem ser medidas. Dois conjuntos de dados com estas características foram usados neste trabalho.

2.1 *Amostra I*

O primeiro conjunto de dados, que nós denominamos “Amostra I”, vem dos estudos de Storchi-Bergmann, Kinney & Challis (1995) e McQuade, Kinney & Calzetti (1995). Esta amostra, extraída do atlas de Kinney *et al.* (1993), contém galáxias grandes e luminosas com o núcleo formando estrelas, conhecidas como “Núcleos Starburst”, e sistemas pequenos e fracos como galáxias HII e Anãs Compactas Azuis. Galáxias com núcleo ativo foram descartadas, com a exceção de NGC 6221, cujo espectro é dominado por um starburst exceto em raio-X (Levenson *et al.* 2001). Além disso, limitamos nossa análise para os objetos com metalicidade estimada por Storchi-Bergmann, Calzetti & Kinney (1994). No total são 41 galáxias, 18 das quais

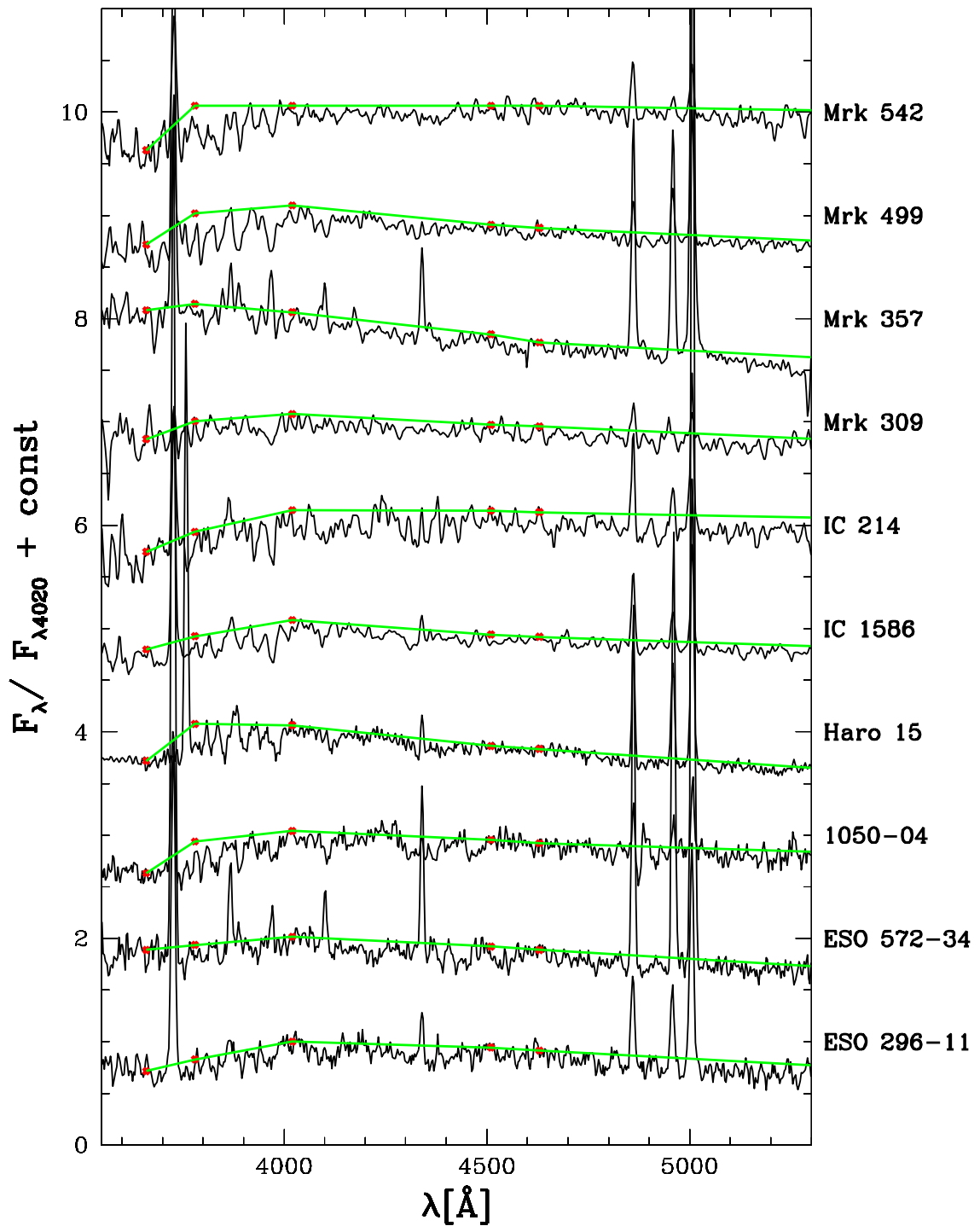


Fig. 2.1: Espectros da Amostra I. Mostra-se também o pseudo contínuo, definido por segmentos de reta entre pontos pivot localizados em $\lambda = 3660, 3780, 4020, 4510, 4630$ e 5313 \AA . Todos espectros foram normalizados pelo pseudo contínuo em 4020 \AA e deslocados verticalmente por $\Delta = 0, 1, 2 \dots 9$ para facilitar a visualização.

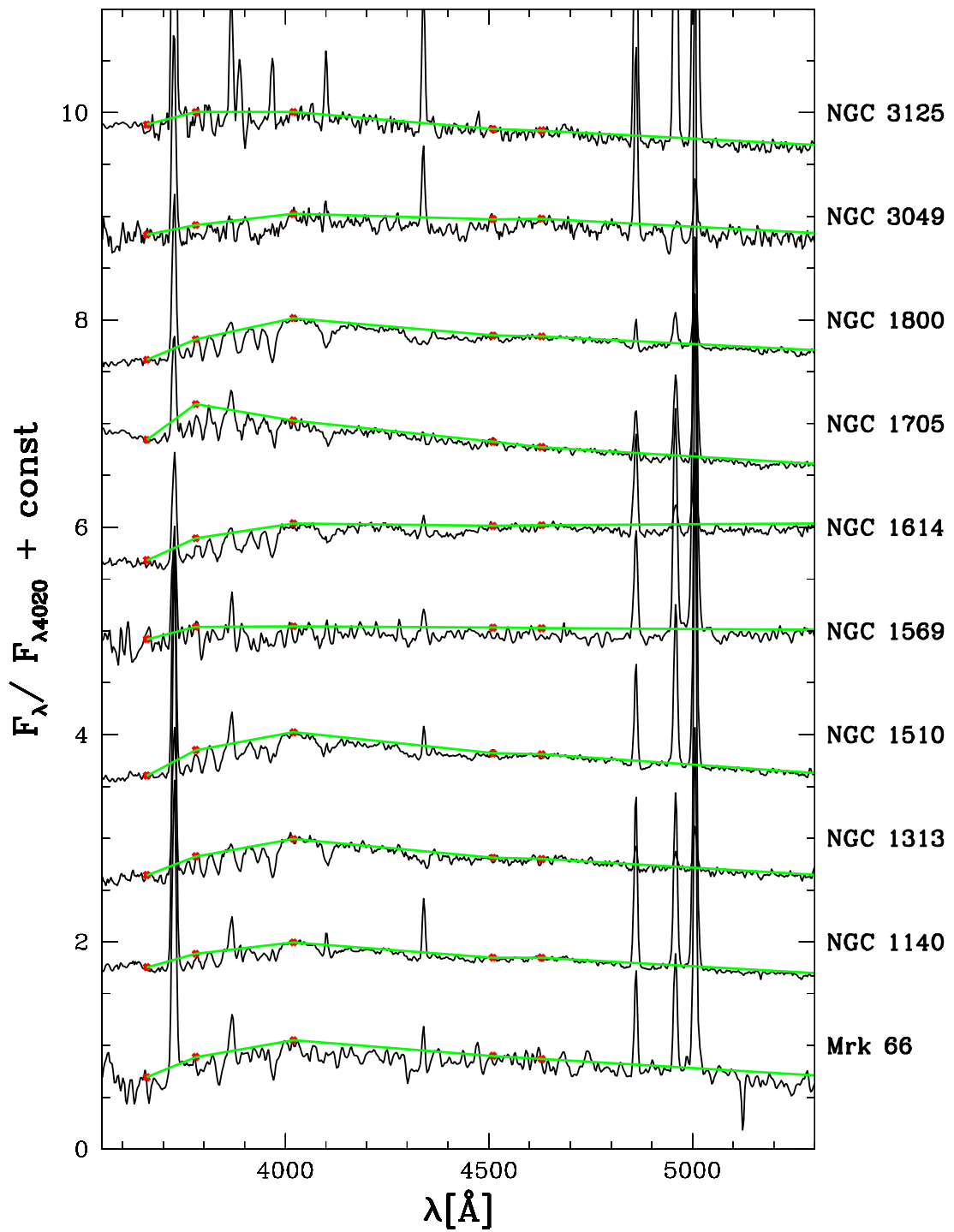


Fig. 2.2: Espectros da Amostra I (continuação).

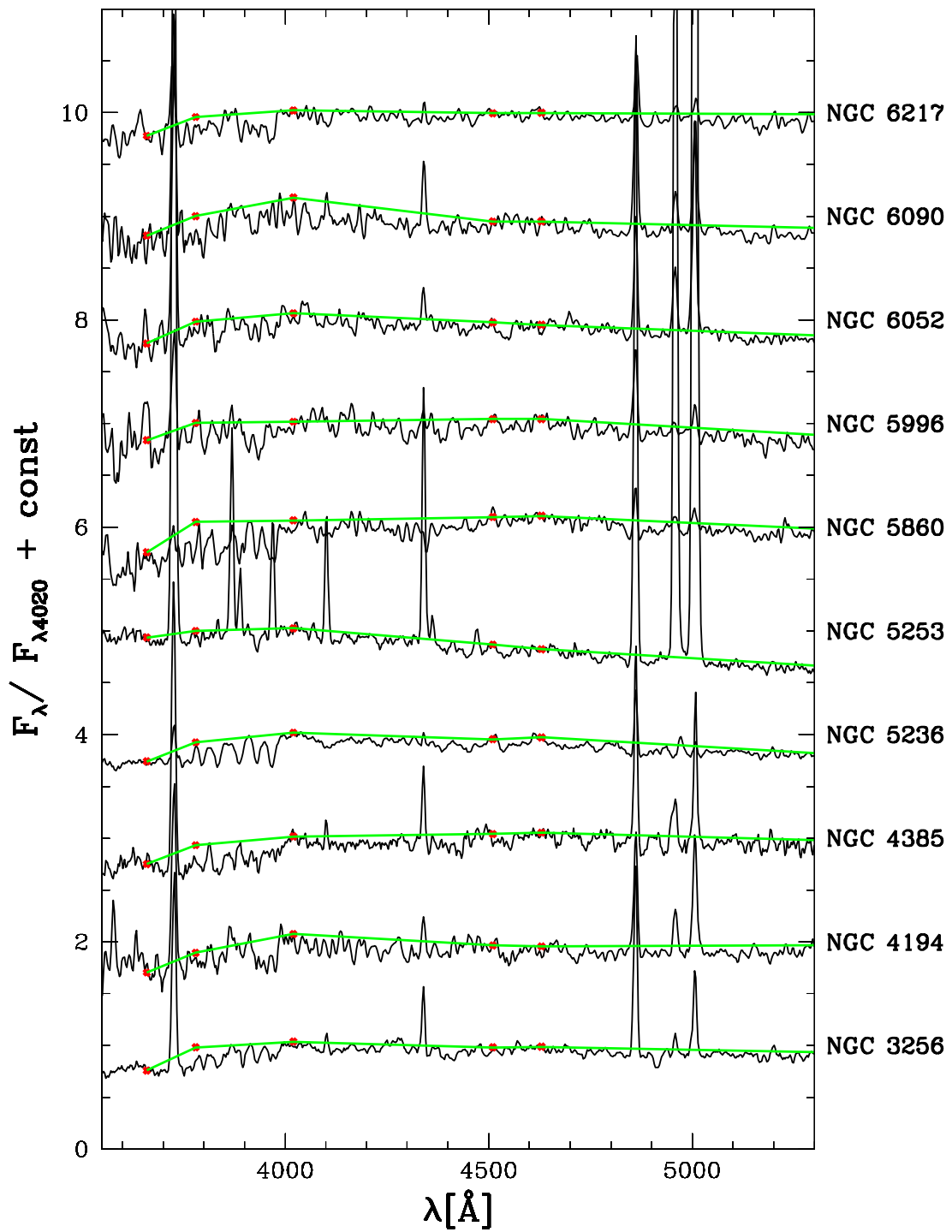


Fig. 2.3: Espectros da Amostra I (continuação).

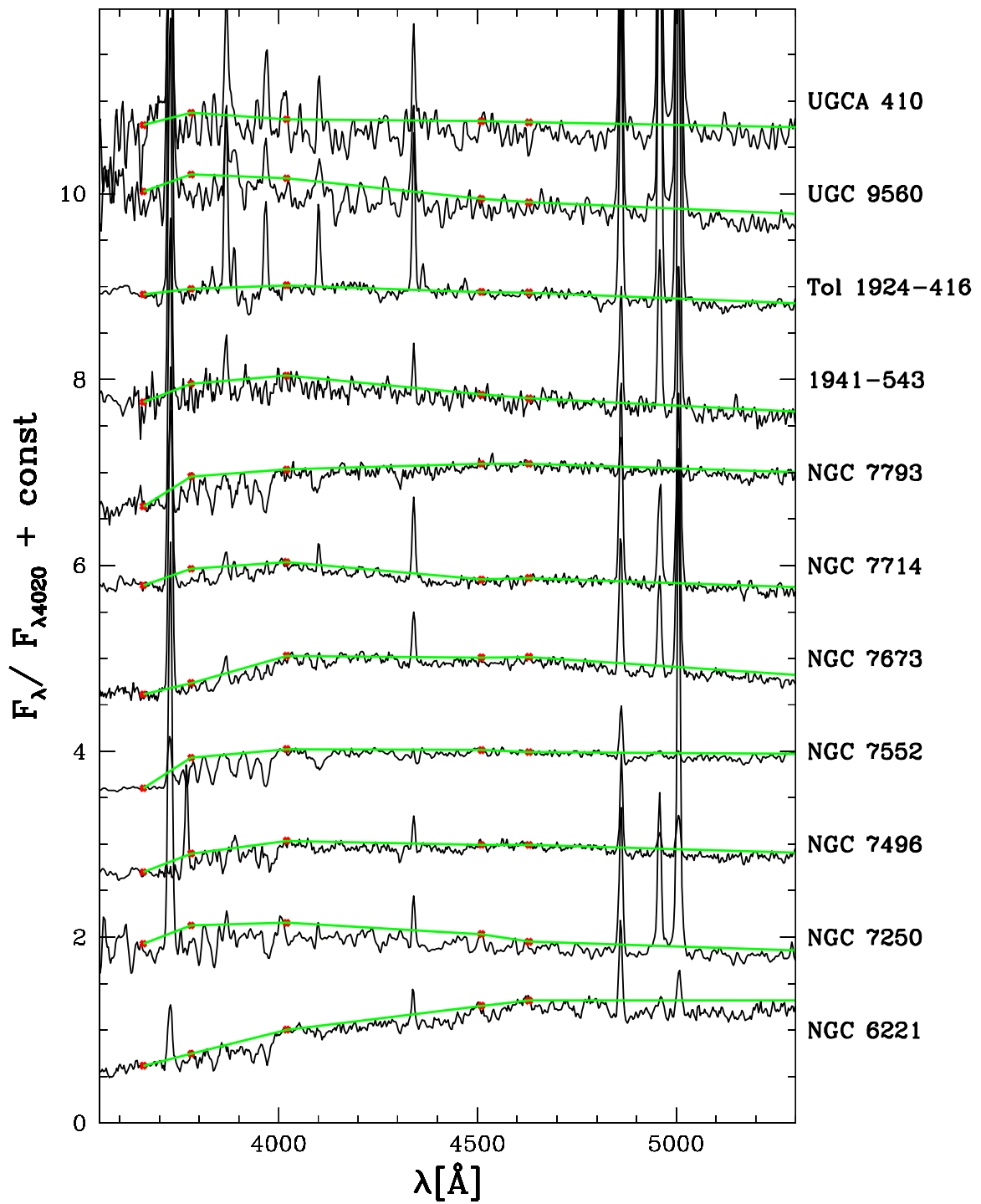


Fig. 2.4: Espectros da Amostra I (continuação).

são classificadas como Núcleos Starburst. As demais galáxias, classificadas como Anãs Compactas Azuis, Anãs Irregulares ou galáxias HII por Kinney *et al.* (1993), serão tratadas como galáxias HII neste estudo.

Os espectros foram coletados através de uma grande abertura, $10'' \times 20''$, que corresponde a uma abertura circular de $1.3 h_{75}^{-1}$ kpc em raio para a distância mediana das galáxias (h_{75} é o valor da constante de Hubble em unidades de $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$).

Fluxos e larguras equivalentes (W) de linhas de emissão para esta amostra foram re-medidos dos espectros originais. Os novos valores que medimos (Tabela 2.1) estão em boa concordância com os valores medidos por Storchi-Bergmann *et al.* (1995) e McQuade *et al.* (1995). Todos os espectros foram corrigidos por extinção Galáctica usando a lei de avermelhamento de Cardelli, Clayton & Mathis (1989, com $R_V = 3.1$) e os valores A_V) de Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998) como publicados no NED. Correções para a extinção interna foram aplicadas com base na razão das linhas $H\alpha/H\beta$, cujo valor intrínseco adotado foi 2.86 (Osterbrock 1989). Correções pela componente de absorção em $H\beta$ e $H\alpha$ também foram aplicadas (ver seção 5.2).

Para a análise da população estelar nós medimos as W 's do CaII K $\lambda 3933$, CN $\lambda 4200$ e band G $\lambda 4301$ com respeito ao pseudo contínuo definido em pontos pivot previamente selecionados, localizados em $\lambda = 3660, 3780, 4020$ e 4510 \AA , seguindo a metodologia apresentada em Cid Fernandes, Storchi-Bergmann & Schmitt (1998). Nossas medidas estão na Tabela 2.2. Nossos valores concordam muito bem com os apresentados por Storchi-Bergmann *et al.* (1995), mas encontramos discrepâncias significantes entre nossas medidas e as publicadas por McQuade *et al.* (1995). Graficando o pseudo contínuo de McQuade *et al.* (1995) sobre os espectros desses mesmos

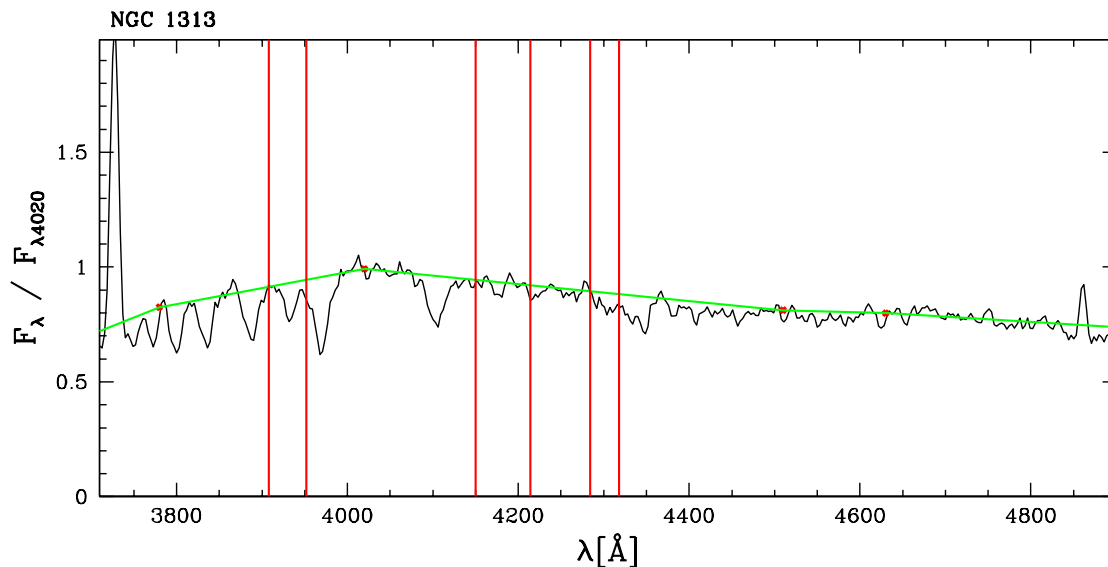


Fig. 2.5: Espectro ampliado da galáxia NGC1313 mostrando o pseudo contínuo e as janelas usadas para calcular as larguras equivalentes da bandas de absorção do CaII K, CN e banda-G.

autores verificamos que o pseudo contínuo frequentemente passa bem abaixo do próprio espectro, o que leva a erros nas larguras equivalentes.

Nas Figuras 2.1– 2.4 mostramos os espectros das 41 galáxias da Amostra I. Na Figura 2.5 ilustramos com mais detalhe as linhas de absorção usadas na síntese empírica (capítulo 3).

2.2 Amostra II

Nossa “Amostra II” vem do Atlas Espectrofotométrico de galáxias HII de Terlevich *et al.* (1991), tal qual analisado por Raimann *et al.* (2000a,b). Muitos dos espectros individuais neste atlas não têm sinal ruído o suficiente para medir características estelares, o que induziu Raimann *et al.* a agrupá-los para aumentar o sinal estelar. Das 185 galáxias do atlas, eles definiram 19 *grupos* de características similares, cujos

Linhas de Emissão: Amostra I

Galáxia	$W_{H\beta}$	$W_{[OIII]}$	$F_{[OII]}$	$F_{H\beta}$	$F_{[OIII]}$	$F_{H\alpha}$
ESO 296-11	14.8	45.7	1.4×10^{-13}	3.9×10^{-14}	1.1×10^{-13}	1.9×10^{-13}
ESO 572-34	49.8	191.6	3.4×10^{-13}	1.2×10^{-13}	4.7×10^{-13}	7.1×10^{-13}
1050+04	6.5	8.7	1.0×10^{-13}	3.0×10^{-14}	4.7×10^{-14}	2.2×10^{-13}
Haro 15	18.1	43.0	3.0×10^{-13}	9.0×10^{-14}	2.1×10^{-13}	
IC 1586	11.8	13.8	1.8×10^{-13}	5.2×10^{-14}	6.3×10^{-14}	2.7×10^{-13}
IC214	13.7	20.7	5.2×10^{-14}	3.1×10^{-14}	5.0×10^{-14}	1.8×10^{-13}
Mrk 66	14.6	48.5	1.5×10^{-13}	4.7×10^{-14}	1.6×10^{-13}	1.3×10^{-13}
Mrk 309	6.7	6.3		2.5×10^{-14}	2.1×10^{-14}	
Mrk 357	42.2	130.4	1.9×10^{-13}	1.0×10^{-13}	2.9×10^{-13}	3.7×10^{-13}
Mrk 499	6.1	18.1	7.6×10^{-14}	2.1×10^{-14}	6.6×10^{-14}	1.3×10^{-13}
Mrk 542	8.2	7.0	6.6×10^{-14}	2.5×10^{-14}	2.2×10^{-14}	1.3×10^{-13}
NGC 1140	21.9	70.5	1.2×10^{-12}	4.1×10^{-13}	1.2×10^{-12}	1.6×10^{-12}
NGC 1313	3.8	7.1	2.2×10^{-13}	2.9×10^{-14}	5.4×10^{-14}	1.9×10^{-13}
NGC 1510	16.7	71.3	3.7×10^{-13}	1.4×10^{-13}	6.2×10^{-13}	5.5×10^{-13}
NGC 1569	14.3	93.6	7.1×10^{-12}	3.2×10^{-12}	1.9×10^{-11}	
NGC 1614	11.9	10.9	2.2×10^{-13}	1.5×10^{-13}	1.4×10^{-13}	1.6×10^{-12}
NGC 1705	8.7	42.7	3.0×10^{-13}	1.3×10^{-13}	6.5×10^{-13}	
NGC 1800	3.4	12.6	2.1×10^{-13}	2.8×10^{-14}	1.1×10^{-13}	1.3×10^{-13}
NGC 3049	25.8	12.2	1.8×10^{-13}	1.4×10^{-13}	6.5×10^{-14}	5.9×10^{-13}
NGC 3125	54.0	259.6	1.1×10^{-12}	4.9×10^{-13}	2.2×10^{-12}	1.7×10^{-12}
NGC 3256	23.5	10.6	7.5×10^{-13}	5.7×10^{-13}	2.6×10^{-13}	3.9×10^{-12}
NGC 4194	15.9	16.0	4.6×10^{-13}	2.7×10^{-13}	2.8×10^{-13}	2.0×10^{-12}
NGC 4385	24.9	18.1	3.0×10^{-13}	1.8×10^{-13}	1.5×10^{-13}	1.0×10^{-12}
NGC 5236	8.0	2.1	6.9×10^{-13}	1.1×10^{-12}	3.1×10^{-13}	6.4×10^{-12}
NGC 5253	99.0	457.2	5.7×10^{-12}	3.0×10^{-12}	1.3×10^{-11}	9.1×10^{-12}
NGC 5860	5.5	3.2		3.7×10^{-14}	2.3×10^{-14}	3.1×10^{-13}
NGC 5996	13.8	4.6	1.3×10^{-13}	1.0×10^{-13}	3.5×10^{-14}	5.7×10^{-13}
NGC 6052	14.9	27.8	5.6×10^{-13}	1.7×10^{-13}	3.3×10^{-13}	7.2×10^{-13}
NGC 6090	25.6	16.3	1.8×10^{-13}	1.4×10^{-13}	9.1×10^{-14}	7.6×10^{-13}
NGC 6217	7.4	3.4	1.5×10^{-13}	1.0×10^{-13}	4.8×10^{-14}	7.2×10^{-13}
NGC 6221	10.2	6.0	1.9×10^{-13}	2.1×10^{-13}	1.3×10^{-13}	1.4×10^{-12}
NGC 7250	21.6	63.5	6.8×10^{-13}	1.9×10^{-13}	6.0×10^{-13}	7.3×10^{-13}
NGC 7496	11.7	7.5	1.1×10^{-13}	1.1×10^{-13}	7.2×10^{-14}	5.8×10^{-13}
NGC 7552	7.4	1.6	3.1×10^{-13}	2.9×10^{-13}	6.7×10^{-14}	2.1×10^{-12}
NGC 7673	21.0	46.6	8.2×10^{-13}	3.1×10^{-13}	6.6×10^{-13}	9.8×10^{-13}
NGC 7714	28.1	54.8	1.1×10^{-12}	5.2×10^{-13}	9.1×10^{-13}	2.1×10^{-12}
NGC 7793	4.0	2.1	1.1×10^{-13}	3.8×10^{-14}	2.1×10^{-14}	2.3×10^{-13}
1941-543	24.1	80.5	2.7×10^{-13}	8.9×10^{-14}	3.1×10^{-13}	3.1×10^{-13}
UGC 9560	45.4	213.6	3.7×10^{-13}	1.5×10^{-13}	6.5×10^{-13}	5.8×10^{-13}
UGCA 410	58.2	360.9	1.1×10^{-13}	9.0×10^{-14}	5.8×10^{-13}	3.4×10^{-13}

Tab. 2.1: Colunas 2 e 3: Largura equivalente de linhas de emissão em Å. Colunas 4-7: fluxo das linhas de emissão em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$.

Linhas de absorção e cores: Amostra I

Galáxia	W_K	W_{CN}	W_G	F_{3660}	F_{4510}	A_V^{Gal}
ESO 296-11	-3.3	-1.7	-4.0	0.73	0.93	0.057
ESO 572-34	-4.1	-6.6	-3.3	0.88	0.89	0.128
1050-04	-4.0	-3.9	-4.2	0.61	0.90	0.110
Haro 15	-3.0	-2.7	-1.9	0.68	0.80	0.076
IC 1586	-5.5	-3.3	-4.1	0.75	0.85	0.146
IC 214	-6.3	-9.0	-5.2	0.66	0.97	0.146
Mrk 66	-2.8	-6.1	-5.8	0.66	0.85	0.040
Mrk 309	-5.0	-5.5	-2.7	0.82	0.83	0.486
Mrk 357	-3.7	-4.6	-3.7	1.04	0.77	0.215
Mrk 499	-3.1	-3.9	-2.9	0.66	0.82	0.053
Mrk 542	-4.0	-4.2	-2.9	0.60	0.98	0.120
NGC1140	-3.2	-1.7	-1.8	0.77	0.83	0.122
NGC1313	-3.0	-0.8	-2.0	0.67	0.77	0.356
NGC1510	-4.1	-3.2	-3.3	0.59	0.80	0.035
NGC1569	-6.4	-2.7	-3.9	1.08	0.68	2.283
NGC1614	-3.6	-1.2	-2.3	0.69	0.90	0.501
NGC1705	-3.3	-2.4	-1.4	0.82	0.79	0.026
NGC1800	-3.8	-2.1	-2.8	0.61	0.83	0.047
NGC3049	-7.3	-3.4	-2.6	0.81	0.93	0.124
NGC3125	-3.9	-1.9	-1.8	0.80	0.80	0.247
NGC3256	-3.2	-2.8	-1.1	0.76	0.89	0.396
NGC4194	-5.7	-6.1	-4.4	0.66	0.89	0.051
NGC4385	-7.3	-4.9	-2.4	0.74	1.01	0.081
NGC5236	-4.9	-3.1	-1.3	0.74	0.90	0.215
NGC5253	-3.6	-2.4	-1.0	0.93	0.82	0.183
NGC5860	-5.8	-2.1	-4.0	0.71	1.02	0.063
NGC5996	-8.9	-2.0	-4.8	0.83	1.00	0.111
NGC6052	-5.3	-3.1	-2.2	0.74	0.88	0.249
NGC6090	-6.6	-8.7	-4.6	0.69	0.80	0.064
NGC6217	-6.3	-1.4	-2.5	0.77	0.95	0.143
NGC6221	-7.4	-3.9	-2.8	0.64	1.15	0.538
NGC7250	-3.9	-6.8	-2.1	0.84	0.82	0.499
NGC7496	-3.7	-3.5	-3.3	0.68	0.95	0.032
NGC7552	-5.0	-2.4	-2.4	0.59	0.98	0.046
NGC7673	-3.7	0.2	-1.6	0.60	0.96	0.141
NGC7714	-3.8	-2.3	-2.6	0.77	0.80	0.171
NGC7793	-6.9	-1.3	-3.4	0.62	1.05	0.063
1941-543	-2.7	-5.6	-2.9	0.74	0.78	0.178
UGC 9560	-4.4	-8.8	-5.1	0.88	0.81	0.040
UGCA 410	-4.8	-15.0	-9.0	0.93	0.97	0.047

Tab. 2.2: Colunas 2–4: Largura equivalente de linhas de absorção em Å. Colunas 5 e 6: fluxo no contínuo normalizado a 4020 Å. Coluna 7: extinção pela Via Láctea.

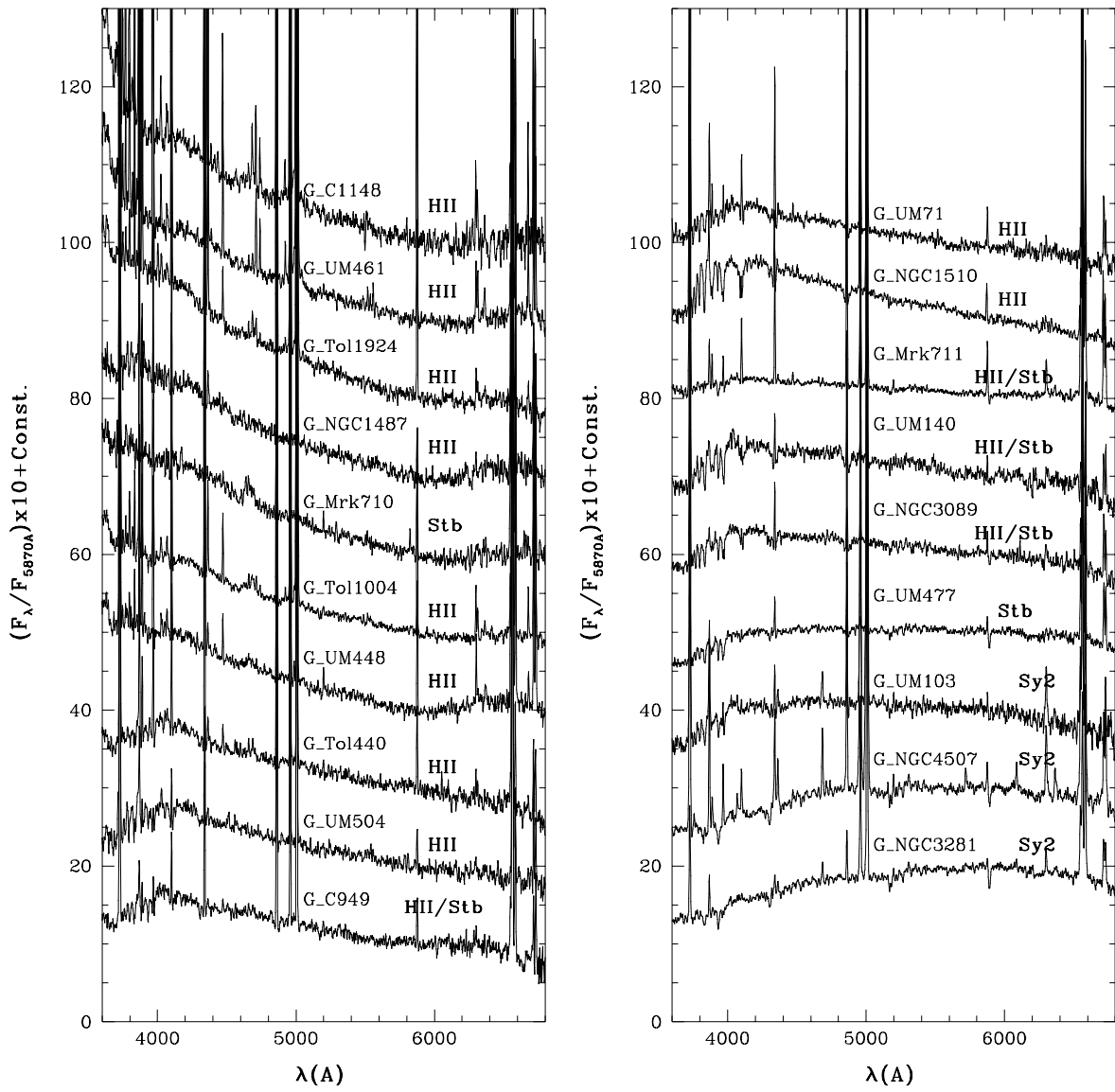


Fig. 2.6: Espectros da Amostra II. Os grupos são ordenados de um contínuo mais azul para mais vermelho. Extraído de Raimann *et al.* (2000a).

os espectros são mostrados na Figura 2.6. Cada grupo é então tratado como se este correspondesse a uma galáxia individual. Três destes grupos são compostos de galáxias Seyfert 2. Estes grupos foram mantidos em nossa análise somente para ilustrar suas propriedades sistematicamente diferentes com respeito aos grupos restantes, 10 dos quais são compostos de galáxias HII, 2 são Núcleos Starburst e 4 são classificados como sistemas intermediários HII/Starburst. A abertura típica coberta por estes espectros corresponde a um raio equivalente de $0.8h_{75}^{-1}$ kpc.

Raimann *et al.* (2000a) mediu W 's das linhas de absorção e o fluxo no contínuo para estes grupos seguindo a mesma metodologia descrita acima. As propriedades das linhas de emissão foram medidas e analisadas em Raimann *et al.* (2000b). Nas Tabelas 2.3 e 2.4 reproduzimos as medidas de Raimann *et al.* que usaremos nos capítulos seguintes.

2.3 Resumo

Em suma, de todas as propriedades estelares e nebulares compiladas para estas 2 amostras, as seguintes serão usadas na análise abaixo:

- (1) as W 's das linhas de absorção do CaII K, CN e banda-G;
- (2) fluxos no contínuo em 3600, 4020 e 4510 Å;
- (3) fluxos de linhas de emissão e W 's de linhas de emissão fortes no óptico:
[OII] λ 3727, H β , [OIII] λ 5007, H α e [NII] λ 6584;
- (4) abundâncias nebulares, como publicadas em Storch-Bergmann *et al.* (1994) e Raimann *et al.* (2000b);

Linhas de emissão: Amostra II

Galáxia	$F_{[OII]}$	$F_{H\beta}$	$F_{[OIII]}$	$F_{H\alpha}$
G_Cam1148-2020	0.89	1.00	6.25	2.67
G_UM461	0.86	1.00	6.06	2.34
G_Tol1924-416	1.15	1.00	5.52	2.05
G_NGC1487	2.64	1.00	3.31	2.64
G_Tol1004-296	1.53	1.00	4.74	2.77
G_UM488	2.95	1.00	2.85	2.69
G_Tol0440-381	1.98	1.00	4.04	2.44
G_UM504	2.48	1.00	3.64	2.77
G_UM71	2.19	1.00	3.75	2.70
G_NGC1510	1.80	1.00	3.93	2.75
G_Cam0949-2126	2.19	1.00	1.83	2.58
G_Mrk711	2.26	1.00	2.16	3.01
G_UM140	2.75	1.00	1.35	2.87
G_NGC3089	2.03	1.00	1.09	3.04
G_Mrk710	1.20	1.00	0.35	3.07
G_UM477	1.05	1.00	0.26	3.06
G_UM103	2.52	1.00	7.86	2.55
G_NGC4507	1.76	1.00	10.2	2.94
G_NGC3281	2.24	1.00	10.4	4.08

Tab. 2.3: Fluxo das linhas de emissão relativo a $H\beta$. Extraído de Raimann *et al.* (2000b).

(5) a classe de atividade como publicadas nos artigos mencionados acima.

Este último item é usado para distinguir sistemas pequenos como galáxias HII de Núcleos Starburst, que são galáxias maiores e muitos mais luminosas, usualmente espirais do tipo tardio. Este último tipo de galáxia apresenta uma mistura mais complexa de população estelar e são mais ricas em elementos pesados do que as galáxias HII, como ficará claro na análise que segue.

Linhas de absorção e cores: Amostra II

Galáxia	W_K	W_{CN}	W_G	F_{3660}	F_{4020}	F_{4510}
G_Cam1148-2020	+0.2	+0.3	0.0	3.33	2.27	1.72
G_UM461	-0.7	+1.9	+0.7	3.03	2.21	1.77
G_Tol1924-416	-1.0	+0.7	-0.7	2.64	2.42	1.76
G_NGC1487	-1.0	-0.2	0.0	2.34	2.28	1.79
G_Tol1004-296	-2.1	+1.2	-0.1	2.23	1.97	1.62
G_UM488	-2.1	+2.5	+0.8	2.01	1.90	1.58
G_Tol0440-381	-1.3	+1.0	-1.4	1.58	1.78	1.43
G_UM504	-2.1	+0.3	-2.3	1.40	1.70	1.48
G_UM71	-2.9	+0.5	-2.3	1.10	1.53	1.34
G_NGC1510	-3.0	-0.1	-1.4	1.06	1.72	1.58
G_Cam0949-2126	-4.0	-3.3	-3.7	1.26	1.66	1.42
G_Mrk711	-3.7	+0.8	-1.3	1.06	1.20	1.14
G_UM140	-2.2	-1.1	-1.9	0.86	1.35	1.31
G_NGC3089	-2.5	-0.1	-3.0	0.82	1.30	1.19
G_Mrk710	-1.5	+1.6	-0.1	2.31	2.06	1.77
G_UM477	-2.6	+0.5	-2.3	0.60	0.91	1.04
G_UM103	-5.3	-3.3	-4.1	0.59	1.07	1.11
G_NGC4507	-13.7	-7.6	-7.6	0.49	0.66	0.88
G_NGC3281	-13.6	-5.6	-6.7	0.35	0.56	0.77

Tab. 2.4: Largura equivalente das linhas de absorção e fluxo relativo ao contínuo normalizado em 5870 Å. Extraído de Raimann *et al.* (2000a).

Capítulo 3

SÍNTESE DE POPULAÇÕES

ESTELARES

3.1 O método

Para obter uma descrição quantitativa da população estelar das amostras I e II, nós usamos suas W 's das linhas de absorção e cores no contínuo como dados de entrada para o algoritmo de SEPE desenvolvido por Cid Fernandes *et al.* (2001a). O código decompõe um espectro usando uma base de 12 espectros de populações estelares de diferentes idades (t_i) e metalicidades (Z_i). Esta base foi definida por Schmidt *et al.* (1991) a partir de uma grande amostra de aglomerados estelares originalmente observada por Bica & Alloin (1986a,b). O principal resultado (“output”) do código é o **vetor de população** \mathbf{x} , com 12 componentes que dão a fração da contribuição de cada elemento da base para o fluxo observado em um dado comprimento de onda de normalização λ_0 . Formalmente, esta decomposição pode ser descrita pelas seguintes

equações:

$$\frac{F^{Gal}(\lambda)}{F^{Gal}(\lambda_0)} = \sum_{i=1}^{12} x_i \frac{F_{t_i, Z_i}^{base}(\lambda)}{F_{t_i, Z_i}^{base}(\lambda_0)} \quad (3.1)$$

onde F^{Gal} é o espectro da galáxia e F_{t_i, Z_i}^{base} é o espectro da i -ésimo componente da base.

O vetor \mathbf{x} corresponde à solução *média* encontrada depois de uma amostragem de 10^8 passos no espaço de parâmetros. Como cores são também modeladas, a extinção entra como um parâmetro extra, mas este não será usado diretamente em nossa análise. Alguns estudos de SEPE impõe que a solução \mathbf{x} siga um caminho “comportado” no plano idade- Z compreendido pela a base (Bica 1988). Isto é feito para forçar consistência com cenários simples para a evolução química. Neste trabalho nós seguimos Schmidt *et al.* (1991) e não imporemos tais limitações *a priori*, o que permite cenários mais gerais, como sistemas que estão sofrendo colisões, nos quais a evolução química pode ser mais complexa.

Não existe nenhuma grande diferença conceitual entre este método de SEPE e aquele originalmente desenvolvido por Bica (1988) ou suas variantes, que foram aplicadas em muitos estudos de população estelar em galáxias (e.g., Bica, Alloin & Schmidt 1990; De Mello *et al.* 1995; Kong & Cheng 1999; Schmitt, Storchi-Bergmann & Cid Fernandes 1999; Raimann *et al.* 2000a). No entanto, neste trabalho exploraremos novas maneiras de expressar os resultados da síntese, usando o vetor de população para construir índices e diagramas fáceis de interpretar.

3.2 Quantidades de Entrada e Saída

Os resultados apresentados a seguir foram todos obtidos alimentando o código SEPE com só 5 observáveis: As W 's do CaII K, CN e a banda-G, mais duas cores no contínuo, F_{3660}/F_{4020} e F_{4510}/F_{4020} . Os erros nestes observáveis foram fixados em 0.5 Å para W_K e W_G , 1 Å para W_{CN} , e 0.05 para as cores. Como discutido em Cid Fernandes *et al.* (2001a), a combinação dos erros observacionais, pouca informação de entrada e a quase dependência linear dentro da base impossibilita uma estimativa precisa das 12 componentes de \mathbf{x} , mas resultados confiáveis são obtidos agrupando as componentes de *mesma idade*. Nós portanto empregamos o esquema de agrupamento de idades em nossa análise.

A base compreende 5 idades numa escala logarítmica: 10^6 , 10^7 , 10^8 , 10^9 e 10^{10} anos. Componentes com estas idades são combinadas em um vetor de população reduzido à 5-Dimensões, cujas componentes são denominadas por x_6 , x_7 , x_8 , x_9 e x_{10} respectivamente. Nós também trabalhamos com uma descrição ainda mais reduzida para a população estelar, em que as componentes velhas entre 10^9 e 10^{10} anos são reagrupadas em $x_O \equiv x_9 + x_{10}$, e as componentes jovens entre 10^6 e 10^7 anos são reagrupadas em $x_Y \equiv x_6 + x_7$. Renomeando a componente “idade intermediária” 10^8 anos para $x_I \equiv x_8$, nós obtemos uma versão compacta 3-D do vetor de população: (x_Y, x_I, x_O) .

A normalização requer que $x_Y + x_I + x_O = 1$, enquanto que a restrição de positividade implica que todas as componentes de \mathbf{x} são ≥ 0 . Portanto, qualquer solução da SEPE está confinada a um corte triangular do plano $x_Y + x_I + x_O = 1$ no espaço (x_Y, x_I, x_O) , o que facilita a visualização dos resultados, como ilustrado

na Figura 3.1. Na prática, a descrição do espectro de uma galáxia em termos de um vetor \mathbf{x} é analoga à Análise de Componentes Principais (e.g., Sodr e & Stasińska 1999), com a diferença de que, por construía, cada componente tem um significado físico conhecido.

Concentraremos nossa análise dos resultados da SEPE em efeitos de evoluía, com especial interesse na evoluía de gera es estelares recentes ($\leq 10^8$ anos), associadas com a atividade de forma a estelar em Núcleos Starburst e galáxias HII. Efeitos de metalicidade serão discutidos usando abundâncias de oxig nio nebuloso, que essencialmente reflete a metalicidade das gera es estelares mais recentes (Storchi-Bergmann *et al.* 1994).

3.3 Resultados da Síntese

Os resultados da SEPE de galáxias nas Amostras I e II estão listados nas Tabelas 3.1 e 3.2 tanto para a descri a $(x_6, x_7, x_8, x_9, x_{10})$ como para a descri a mais resumida (x_Y, x_I, x_O) , ou seja, (Jovem, Intermediária, Velha). O comprimento de onda de normaliza a   $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$. Uma maneira muito conveniente de apresentar os resultados da síntese   projetar o vetor (x_Y, x_I, x_O) em um plano x_Y - x_I . Isto   feito nas Figuras 3.2 e 3.3 para as Amostras I e II respectivamente. Linhas tracejadas nestes gráficos marcam linhas de x_O constante, calculadas a partir da condi a que $x_Y + x_I + x_O = 100\%$. Note que estas são na realidade linhas retas no plano x_Y - x_I , que aparecem curvadas por causa dos eixos logarítmicos.

Galáxias de ambas as amostras definem uma sequência suave de grandes valores de x_Y para grandes x_I , com pouco espalhamento em x_O , particularmente para a

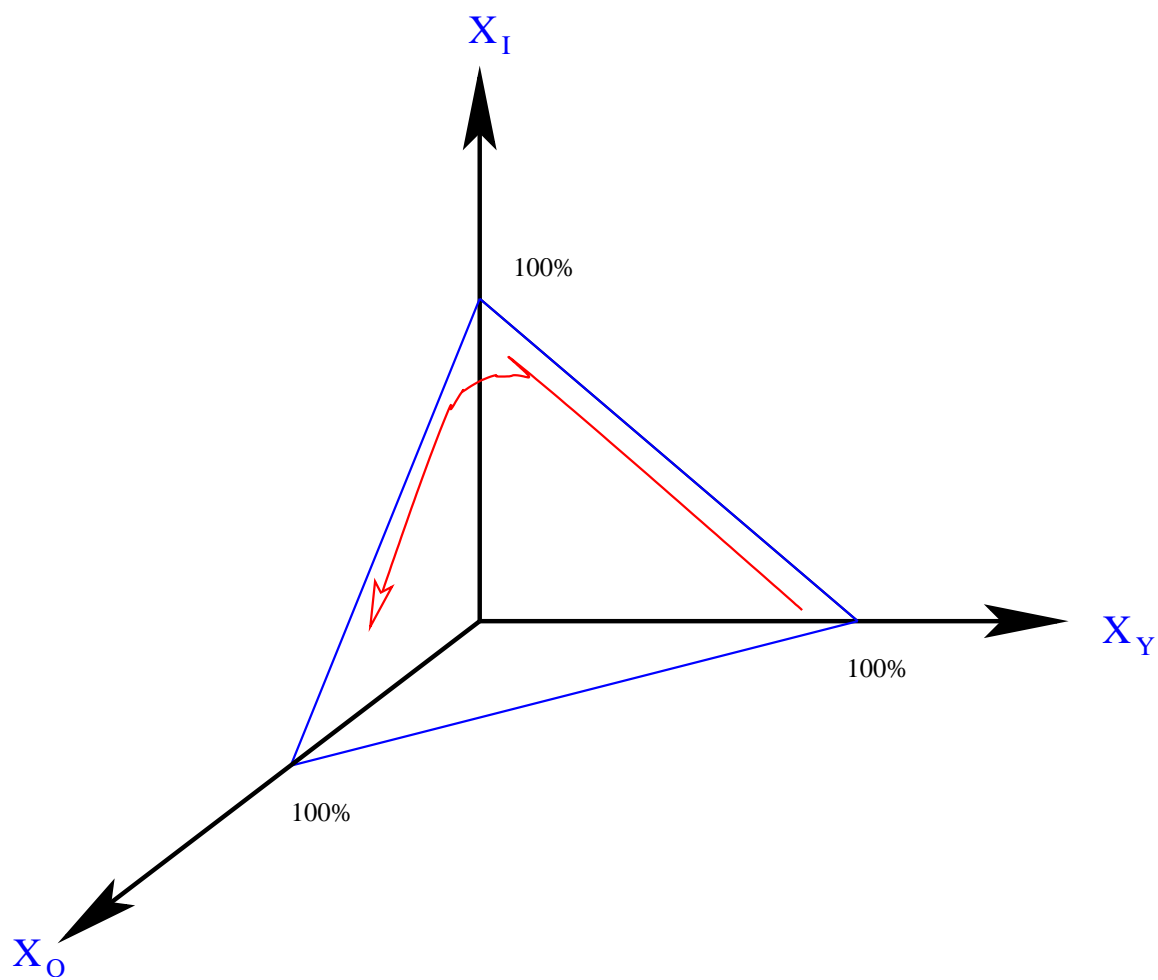


Fig. 3.1: Esquema tridimensional ilustrando a sequência evolutiva de um burst instantâneo nas componentes (x_Y, x_I, x_O) .

Resultados da SEPE para a Amostra I

Galáxia	x_6	x_7	$x_8 = x_I$	x_9	x_{10}	x_Y	x_O	$\log t_{SB}$
ESO 296-11	22 ± 7	15 ± 8	29 ± 7	10 ± 5	23 ± 8	38 ± 6	33 ± 8	7.1 ± 0.9
ESO 572-34	28 ± 9	29 ± 11	16 ± 6	12 ± 5	15 ± 5	57 ± 5	27 ± 4	6.8 ± 0.5
1050+04	12 ± 6	12 ± 7	47 ± 8	11 ± 5	17 ± 6	24 ± 6	28 ± 6	7.5 ± 0.7
Haro 15	16 ± 7	21 ± 9	49 ± 7	6 ± 3	8 ± 5	37 ± 6	14 ± 5	7.4 ± 0.5
IC 1586	13 ± 7	22 ± 9	27 ± 7	21 ± 6	18 ± 7	35 ± 6	38 ± 6	7.2 ± 0.8
IC 214	11 ± 6	15 ± 7	37 ± 7	16 ± 6	22 ± 5	26 ± 5	38 ± 5	7.4 ± 0.6
Mrk 66	24 ± 6	10 ± 6	41 ± 7	7 ± 4	17 ± 4	34 ± 5	24 ± 5	7.2 ± 0.5
Mrk 309	16 ± 8	32 ± 10	25 ± 7	16 ± 5	12 ± 5	48 ± 6	28 ± 5	7.1 ± 0.5
Mrk 357	39 ± 10	31 ± 12	5 ± 3	13 ± 5	11 ± 4	70 ± 4	25 ± 3	6.5 ± 0.4
Mrk 499	16 ± 7	16 ± 8	50 ± 7	8 ± 4	10 ± 5	32 ± 6	18 ± 5	7.4 ± 0.5
Mrk 542	11 ± 6	16 ± 7	49 ± 8	10 ± 5	15 ± 6	27 ± 6	24 ± 6	7.5 ± 0.7
NGC 1140	20 ± 8	26 ± 10	35 ± 7	7 ± 4	12 ± 6	46 ± 6	19 ± 6	7.2 ± 0.6
NGC 1313	16 ± 7	19 ± 9	50 ± 7	5 ± 3	9 ± 5	35 ± 6	14 ± 5	7.4 ± 0.5
NGC 1510	8 ± 5	13 ± 6	57 ± 7	10 ± 5	11 ± 5	21 ± 5	22 ± 5	7.6 ± 0.6
NGC 1569	21 ± 9	44 ± 11	3 ± 2	25 ± 4	8 ± 4	65 ± 4	32 ± 3	6.7 ± 0.4
NGC 1614	16 ± 7	20 ± 9	39 ± 8	8 ± 4	17 ± 8	36 ± 6	25 ± 7	7.3 ± 0.7
NGC 1705	20 ± 9	34 ± 11	30 ± 7	7 ± 3	9 ± 5	54 ± 6	16 ± 5	7.1 ± 0.5
NGC 1800	10 ± 6	14 ± 7	55 ± 8	9 ± 4	13 ± 6	24 ± 6	22 ± 6	7.6 ± 0.6
NGC 3049	8 ± 6	31 ± 8	16 ± 6	26 ± 7	20 ± 8	39 ± 6	46 ± 6	7.1 ± 0.9
NGC 3125	21 ± 9	40 ± 11	17 ± 6	10 ± 4	11 ± 5	61 ± 6	22 ± 5	7.0 ± 0.5
NGC 3256	19 ± 8	29 ± 11	36 ± 7	6 ± 3	10 ± 5	48 ± 6	16 ± 5	7.2 ± 0.5
NGC 4194	10 ± 6	16 ± 7	39 ± 7	19 ± 6	16 ± 6	26 ± 5	35 ± 6	7.4 ± 0.7
NGC 4385	7 ± 5	26 ± 8	23 ± 7	24 ± 7	20 ± 8	33 ± 6	44 ± 7	7.3 ± 0.9
NGC 5236	10 ± 7	30 ± 9	35 ± 7	11 ± 5	13 ± 6	40 ± 6	25 ± 6	7.3 ± 0.6
NGC 5253	21 ± 10	46 ± 12	16 ± 6	8 ± 4	10 ± 5	67 ± 6	18 ± 5	6.9 ± 0.5
NGC 5860	12 ± 6	18 ± 8	22 ± 7	18 ± 8	30 ± 9	30 ± 6	49 ± 8	7.2 ± 1.1
NGC 5996	8 ± 5	20 ± 7	7 ± 4	28 ± 9	38 ± 9	28 ± 5	66 ± 6	7.0 ± 1.2
NGC 6052	10 ± 6	27 ± 9	32 ± 7	15 ± 6	16 ± 7	37 ± 6	31 ± 6	7.3 ± 0.7
NGC 6090	10 ± 6	20 ± 8	32 ± 7	29 ± 5	9 ± 4	30 ± 5	38 ± 4	7.4 ± 0.5
NGC 6217	9 ± 6	26 ± 8	20 ± 7	19 ± 7	26 ± 9	35 ± 6	45 ± 7	7.2 ± 1.0
NGC 6221	6 ± 5	19 ± 7	26 ± 8	24 ± 8	24 ± 9	25 ± 6	48 ± 7	7.4 ± 1.1
NGC 7250	20 ± 9	34 ± 11	25 ± 7	12 ± 4	9 ± 4	54 ± 6	21 ± 4	7.1 ± 0.4
NGC 7496	18 ± 7	17 ± 8	38 ± 8	10 ± 5	17 ± 7	35 ± 6	27 ± 7	7.3 ± 0.7
NGC 7552	7 ± 5	15 ± 7	48 ± 8	12 ± 5	18 ± 8	22 ± 6	30 ± 8	7.6 ± 0.8
NGC 7673	11 ± 6	19 ± 8	52 ± 8	6 ± 3	12 ± 7	30 ± 6	19 ± 7	7.5 ± 0.6
NGC 7714	17 ± 8	27 ± 10	33 ± 7	11 ± 5	12 ± 6	44 ± 6	23 ± 6	7.2 ± 0.6
NGC 7793	5 ± 4	12 ± 6	28 ± 8	23 ± 8	32 ± 10	17 ± 6	55 ± 8	7.5 ± 1.4
1941-543	23 ± 8	20 ± 9	40 ± 7	8 ± 4	9 ± 4	43 ± 5	17 ± 4	7.2 ± 0.4
Tol 1924-416	10 ± 7	45 ± 9	9 ± 5	19 ± 6	16 ± 6	56 ± 6	35 ± 5	7.0 ± 0.6
UGC 9560	31 ± 9	24 ± 10	13 ± 6	17 ± 6	15 ± 4	55 ± 5	32 ± 4	6.7 ± 0.5
UGCA 410	46 ± 6	9 ± 6	4 ± 3	6 ± 3	35 ± 3	55 ± 3	41 ± 2	6.3 ± 0.3

Tab. 3.1: Colunas 2–6: Vetor de população na descrição ($x_6, x_7, x_8, x_9, x_{10}$). Colunas 7, 8 e 9: x_Y, x_I e x_O respectivamente. Todas componentes x estão em porcentagens do fluxo total da galáxia em $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$. Coluna 9: logaritmo da idade média do starburst (em anos) como definido na Seção 4.4.

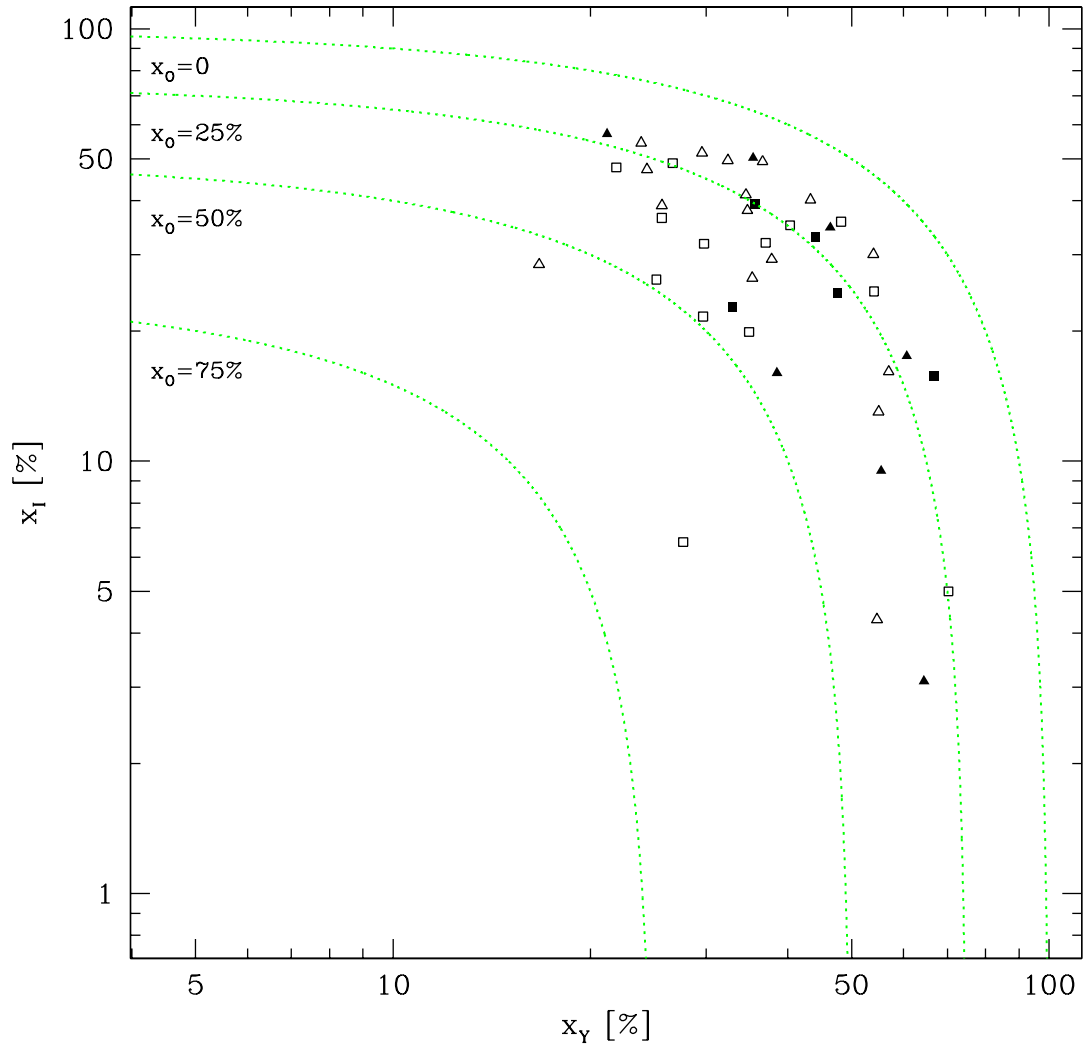


Fig. 3.2: Resultado da análise de síntese empírica para galáxias da Amostra I. Neste **diagrama de evolução**, o vetor de população \mathbf{x} é condensado em apenas 3 componentes: (x_Y, x_I, x_O) . O eixo horizontal (x_Y) é a fração da luz em $\lambda = 4020 \text{ \AA}$ que vem de estrelas com idades $\leq 10^7$ anos, enquanto a ordenada (x_I) é a fração devida a estrelas com 10^8 anos. Estrelas mais velhas que 10^9 anos contribuem uma fração $x_O = 100\% - x_Y - x_I$. As linhas tracejadas indicam linhas de x_O constante. Triângulos: galáxias HII. Quadrados: Núcleos Starburst. Símbolos cheios nesta figura indicam galáxias que exibem características de estrelas WR.

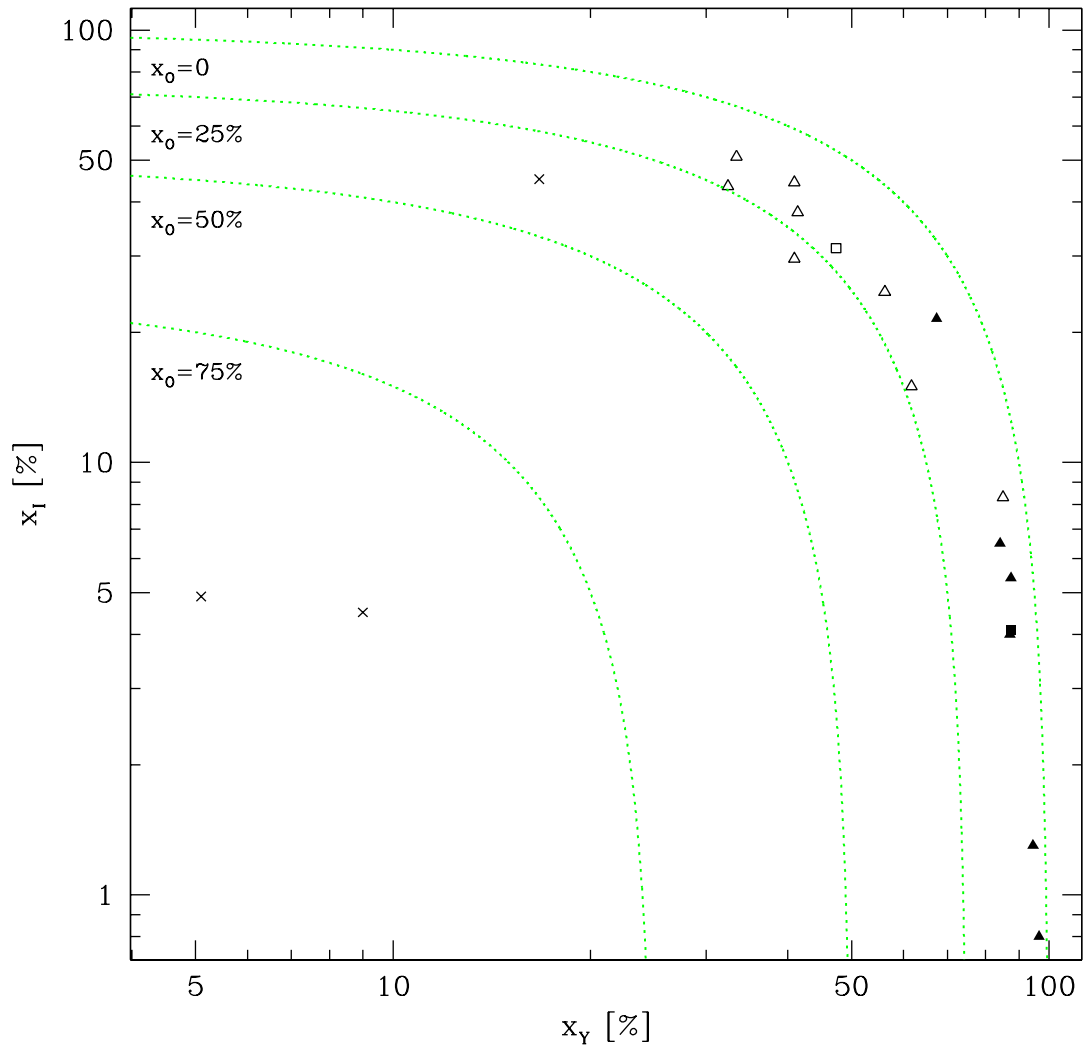


Fig. 3.3: Como a figura 3.2, mas para galáxias da Amostra II. Cruzes indicam Seyferts 2. Observe-se que o Núcleo Starburst G_Mrk710 e a galáxia HII G_Tol1004_296 se sobrepõem em $(x_Y, x_I) = (0.87, 0.04)$.

Galáxia	Resultados da SEPE para a Amostra II							$\log \bar{t}_{SB}$
	x_6	x_7	$x_8 = x_I$	x_9	x_{10}	x_Y	x_O	
G_Cam1148-2020	91 ± 4	6 ± 4	1 ± 1	1 ± 1	2 ± 1	97 ± 1	3 ± 1	6.1 ± 0.1
G_UM461	84 ± 7	11 ± 7	1 ± 1	2 ± 1	3 ± 1	95 ± 2	4 ± 2	6.1 ± 0.1
G_Tol1924-416	59 ± 11	29 ± 12	5 ± 3	3 ± 2	4 ± 2	88 ± 4	7 ± 3	6.4 ± 0.3
G_NGC1487	56 ± 10	29 ± 12	8 ± 4	2 ± 2	4 ± 3	85 ± 5	7 ± 3	6.5 ± 0.3
G_Tol1004-296	47 ± 11	40 ± 12	4 ± 3	4 ± 2	5 ± 3	87 ± 4	9 ± 3	6.5 ± 0.3
G_UM488	42 ± 11	42 ± 12	6 ± 4	4 ± 2	6 ± 3	84 ± 5	9 ± 3	6.6 ± 0.3
G_Tol0440-381	45 ± 9	23 ± 11	22 ± 6	4 ± 2	7 ± 4	67 ± 6	11 ± 4	6.7 ± 0.4
G_UM504	35 ± 9	21 ± 10	25 ± 7	6 ± 3	13 ± 7	56 ± 6	19 ± 6	6.9 ± 0.6
G_UM71	22 ± 8	19 ± 9	38 ± 7	7 ± 4	14 ± 7	41 ± 6	21 ± 7	7.2 ± 0.7
G_NGC1510	16 ± 7	17 ± 9	51 ± 8	4 ± 3	12 ± 7	33 ± 6	16 ± 7	7.4 ± 0.6
G_Cam0949-2126	20 ± 8	21 ± 9	30 ± 7	13 ± 5	17 ± 6	41 ± 6	29 ± 6	7.1 ± 0.7
G_Mrk711	24 ± 10	38 ± 12	15 ± 6	8 ± 4	15 ± 7	62 ± 7	23 ± 6	6.9 ± 0.7
G_UM140	25 ± 8	16 ± 9	44 ± 7	4 ± 3	11 ± 6	41 ± 6	15 ± 6	7.2 ± 0.6
G_NGC3089	20 ± 7	12 ± 7	44 ± 8	5 ± 3	19 ± 9	32 ± 6	24 ± 8	7.3 ± 0.8
G_Mrk710	58 ± 11	30 ± 12	4 ± 3	3 ± 2	5 ± 3	87 ± 4	8 ± 3	6.4 ± 0.3
G_UM477	27 ± 8	20 ± 10	31 ± 8	6 ± 3	15 ± 7	47 ± 7	21 ± 7	7.1 ± 0.7
G_UM103	6 ± 5	10 ± 6	45 ± 8	15 ± 7	23 ± 8	17 ± 6	38 ± 8	7.6 ± 1.0
G_NGC4507	3 ± 2	6 ± 4	4 ± 3	26 ± 9	61 ± 9	9 ± 4	87 ± 4	7.1 ± 2.3
G_NGC3281	1 ± 1	4 ± 2	5 ± 3	39 ± 11	51 ± 11	5 ± 3	90 ± 4	7.3 ± 2.9

Tab. 3.2: Mesmo que a tabela 3.1, mas para a Amostra II. Os três últimos objetos da tabela correspondem a Seyferts 2.

Amostra II. O maior espalhamento visto na Figura 3.2 é provavelmente devido ao fato que os dados da Amostra I foram coletados através de aberturas tipicamente 2.6 vezes maiores do que a Amostra II, e assim incluem uma mistura mais heterogênea de populações estelares. Esta interpretação é sustentada pelo fato de que NGC 1510, que aparece em ambas as amostras, parece um tanto mais jovem na Amostra II (veja Tabelas 3.1 e 3.2). Uma outra fonte de espalhamento na Figura 3.2 origina-se do grande número de Núcleos Starburst na Amostra I. Estes sistemas, representados por símbolos quadrados em ambas figuras, residem em galáxias com uma componente estelar velha significativa, cujo efeito é arrastar os pontos em direção ao canto inferior esquerdo do gráfico, isto é na direção de $x_O = 1$. Galáxias III, por outro lado, estão mais próximas de ser “starbursts puros”. De fato, pensou-se uma vez que elas fossem

galáxias jovens sofrendo seu primeiro episódio de formação estelar (Searle & Sargent 1972). Só recentemente ficou estabelecido que elas também contêm estrelas velhas (Telles & Terlevich 1997; Schulte-Ladbeck & Crone 1998; Raimann *et al.* 2000a). Isto explica porque a Amostra II, que é essencialmente uma amostra de galáxias HII, exibe uma sequência melhor definida na Figura 3.3, com todas as fontes (exceto as Seyferts 2) contidas entre os contornos $x_O = 0$ e 30%.

As três cruces que estragam a sequência na Amostra II na Figura 3.3 são os 3 grupos Seyfert 2, com sua população estelar predominantemente velha (Raimann *et al.* 2000a). O grupo G_UM103 tem uma forte componente tipo “pós-starburst”, devido a composição de um starburst evoluído e um núcleo Seyfert 2 (vide Figura 2.6), enquanto os outros 2 grupos ocupam uma região populada caracteristicamente por LINERs e Seyfert 2’s não compostas (Cid Fernandes *et al.* 2001b).

3.4 Sequência Evolutiva

Dado que a localização de uma galáxia nas Figuras 3.2 e 3.3 reflete o estado de evolução da sua população estelar, nós interpretamos a distribuição de objetos neste diagrama como uma **sequência evolutiva**, com a idade estelar média crescendo no sentido anti-horário. Há várias razões para interpretar as Figuras 3.2 e 3.3 como uma sequência evolutiva.

Primeiro, as linhas de absorção metálicas tornam-se mais profundas e as cores das galáxias tornam-se progressivamente mais vermelhas quando se vai de grandes x_Y para grandes x_I ao longo da sequência. De fato, a sequência definida pela Amostra II segue bastante bem a ordem na qual os espectros desta amostra são apresentados

na Figura 2.6, que vão do azul ao vermelho (jovem à velha).

Segundo, todas galáxias da Amostra II em que foram detectadas características WR (aquelas marcadas por símbolos cheios nas Figura 3.2 e 3.3) estão localizadas na região de grandes x_Y do diagrama, consistente com a idade jovem do burst (poucos milhões de anos) sugerida pela mera presença de estrelas WR. Os símbolos cheios na Figura 3.2 marcam galáxias da Amostra I que estão listadas no catálogo mantido por D. Schaerer (webast.ast.obs-mip.fr/people/scharer). Sua distribuição mais uniforme, quando comparada com a Amostra II, é devido à população velha e efeitos de abertura discutidas acima e bem ilustrados por Meurer *et al.* (2000). Enquanto os dados analisados neste trabalho correspondem à escalas de Kpc, espectros usados para classificar um Starburst como uma galáxia WR são usualmente obtidos através de fendas mais estreitas centradas no aglomerado mais brilhante, o que favorece a detecção de sistemas jovens. Se analisássemos tais espectros através de nosso método de SEPE certamente os pontos cheios na Figura 3.2 se moveriam em direção a idades mais jovens. Este raciocínio pode ser invertido para fazermos uma *previsão*: galáxias representadas por símbolos vazios na região de x_Y alto da Figura 3.2 tem uma boa chance de serem galáxias WR. É o caso de Mrk 357 e UGCA 410. Espectros de maior resolução espacial e melhor sinal-ruído podem verificar esta previsão.

Finalmente, galáxias localizadas na parte de grandes x_I no topo esquerdo do gráfico x_Y - x_I (como NGC 1800 na Amostra I e o grupo G-NGC3089 na Amostra II) têm espectros típicos de uma população “pós-starburst”, com nítidas linhas de absorção de Balmer de alta ordem típicas de estrelas A (González Delgado *et al.* 1999). É importante notar que nem a presença de características WR nem as linhas

de absorção de Balmer foram usadas na análise de SEPE. Ainda assim, os resultados da SEPE são compatíveis com a informação fornecida por estes observáveis.

Capítulo 4

SÍNTESE EMPÍRICA DE GALÁXIAS TEÓRICAS

Neste capítulo fazemos uma pausa em nossa análise de espectros de galáxias starburst para estudar em mais detalhe o processo de SEPE. Nossos objetivos principais são: **(1)** verificar se a distribuição de galáxias observada nas Figuras 3.2 e 3.3 pode ser interpretada como uma sequência evolutiva, como proposto acima, e **(2)** desenvolver índices baseados na SEPE que sirvam como indicadores de evolução em starburst.

Uma razão teórica simples para interpretar o diagrama x_Y-x_I como uma sequência de evolutiva é que, esquematicamente, uma população estelar simples (i.e., coetânea) se move neste diagrama de $(x_Y, x_I, x_O) = (1, 0, 0)$ para idade $t = 0$ para $(0, 1, 0)$ após alguns 10^8 anos e então para $(0, 0, 1)$ para idades $\geq 10^9$ anos (ver Figura 3.1).

Para seguir este caminho de evolução mais detalhadamente, nós fizemos a mesma

análise de SEPE para espectros de galáxias *teóricas* de GISSEL96, o código de síntese evolutiva de Bruzual & Charlot (1993). Os espectros teóricos foram processados exatamente da mesma maneira como os espectros verdadeiros das Amostras I e II. Modelos de burst instantâneo e formação estelar contínua foram calculados para várias idades entre $t = 0$ e 15 Ganos, com a Função Inicial de Massa de Salpeter entre 0.1 e 125 M_{\odot} e metalicidade $Z = Z_{\odot}$. GISSEL96 usa modelos de evolução estelar do grupo de Padova e ainda oferece uma escolha de bibliotecas espectrais. Nós escolhemos os modelos que usam a biblioteca espectral de Jacoby, Hunter & Christian (1984) na faixa do ótico. As linhas de absorção necessárias para nossa análise de SEPE são claramente definidas com esta biblioteca observacional. A resolução espectral foi de fato a razão que nos levou a escolher GISSEL96 em vez do código Starburst99 de Leitherer *et al.* (1999), que é mais “adequado” para estudar a população estelar jovem, mas que, atualmente trabalha com uma biblioteca ótica muito rústica para a análise de SEPE (resolução espectral de 20 Å). Nas Figuras 4.1 e 4.2 mostramos os espectros calculados.

4.1 Modelos de Burst Instantâneo

Os resultados para um burst instantâneo são mostrados como um linha sólida no diagrama de evolução (x_Y, x_I, x_O) da Figura 4.3. Os números próximo aos pontos indicam a idade dos modelos (em Manos). Como esperado, a evolução procede de x_Y para x_I e x_O , tal que a posição neste diagrama pode ser associada com a idade. A Figura 4.5 fornece uma representação alternativa deste diagrama, em que todas as 3 componentes são explicitamente plotadas em uma projeção frontal do plano

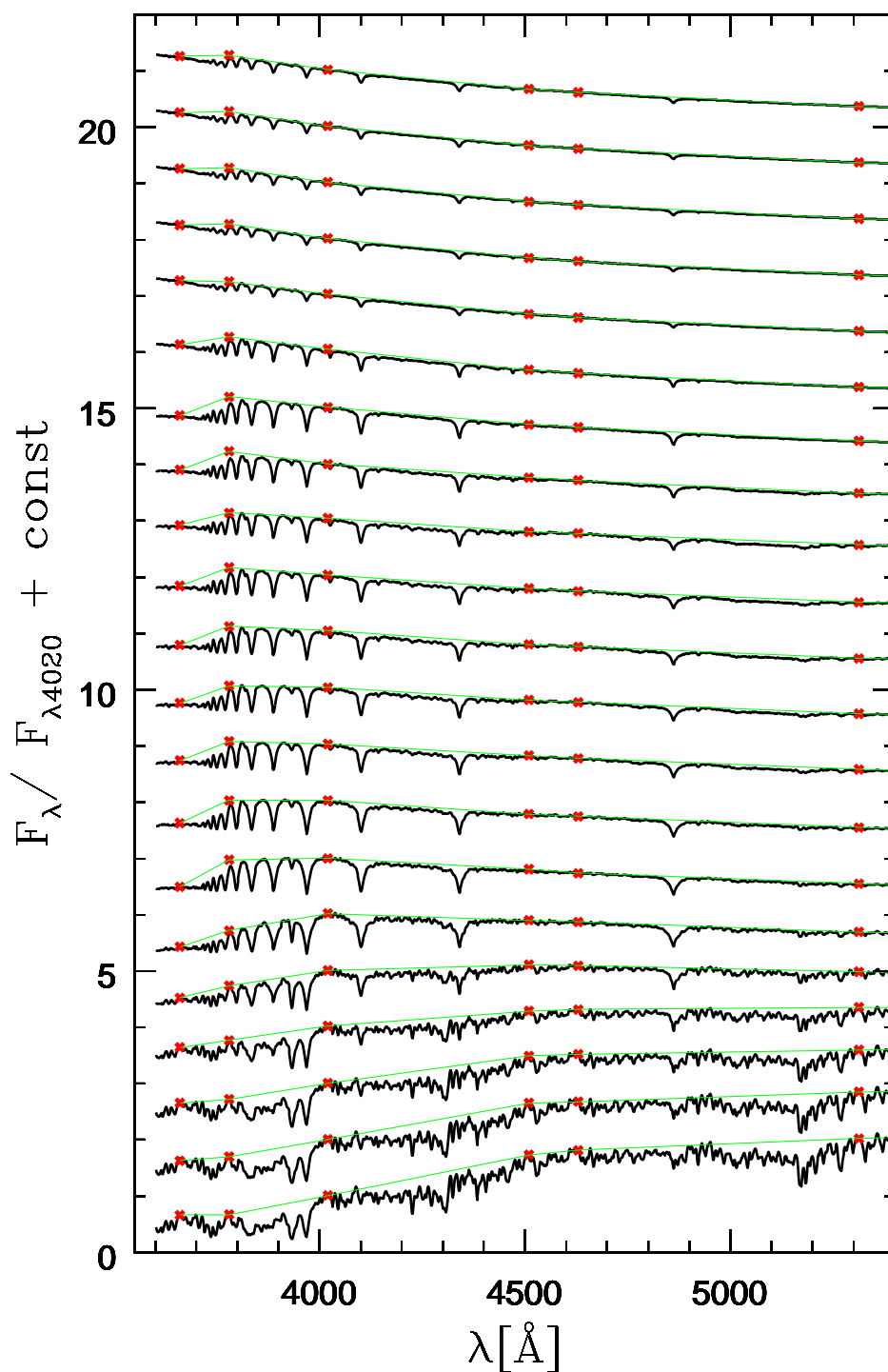


Fig. 4.1: Espectros obtidos com o código GISSEL96 para um burst instantâneo nas seguintes idades: 0, 0.3, 0.5, 0.7, 1, 3, 5, 7.6, 10, 21, 30, 40, 50, 101, 203, 509, 1015, 2000, 5000, 10000 e 15000 milhões de anos. Mostra-se também o pseudo contínuo, definido por segmentos de reta entre λ 's pivot localizados. Todos espectros foram normalizados pelo pseudo contínuo em 4020 Å e deslocados verticalmente por $\Delta = 0, 1, 2 \dots 20$ para facilitar a visualização.

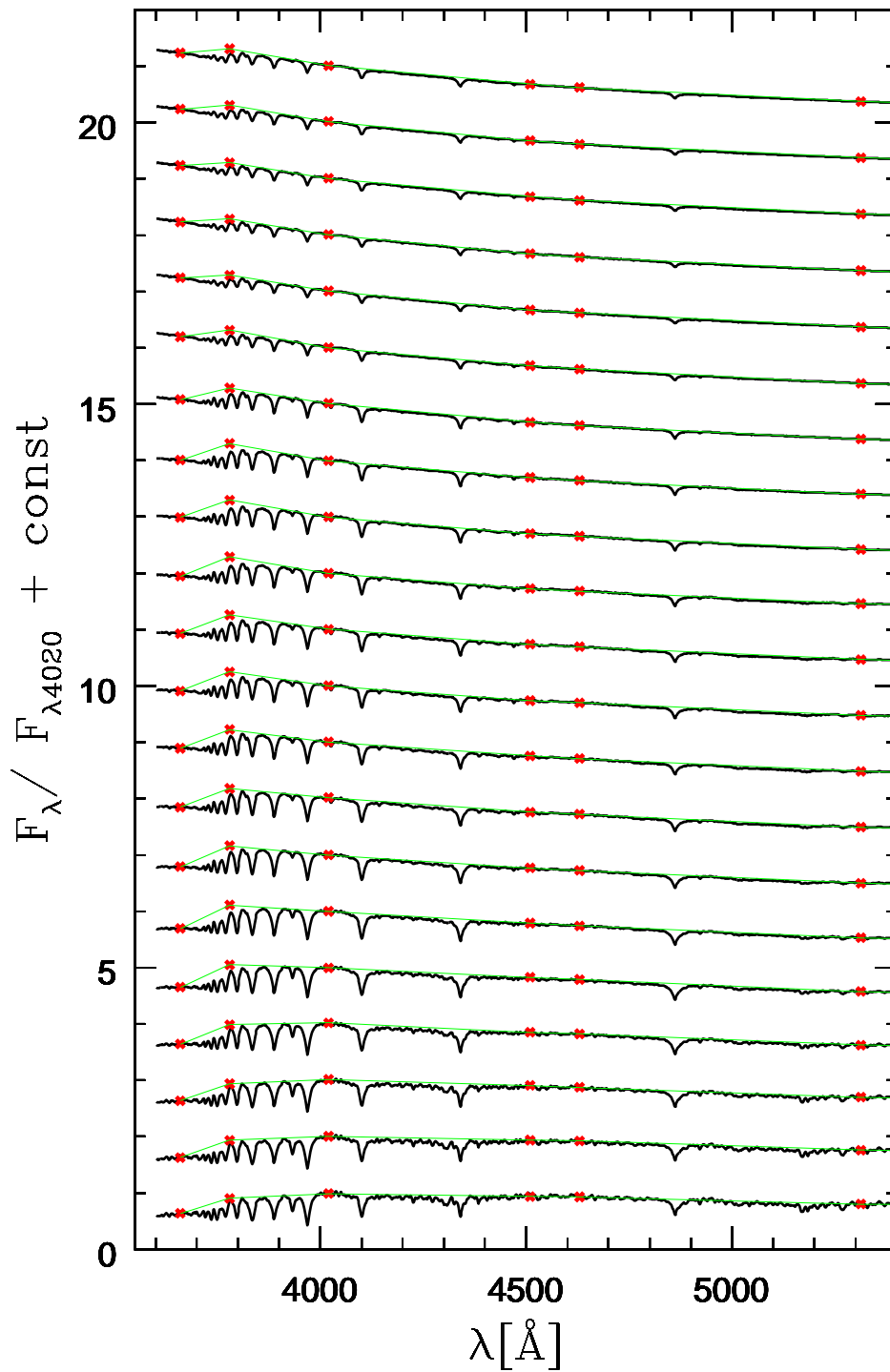


Fig. 4.2: Mesmo que a figura anterior, mas para modelos de formação estelar contínua.

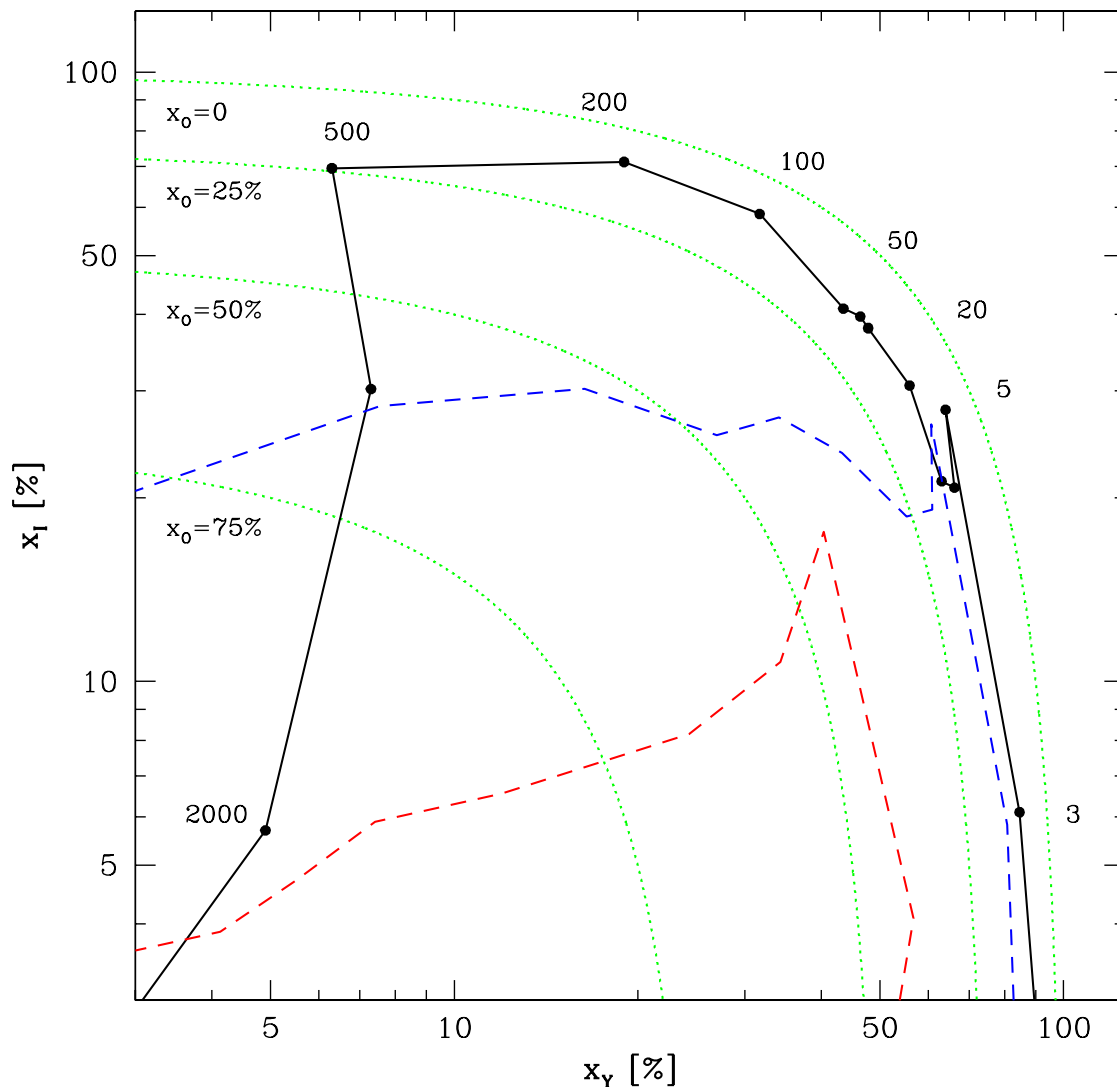


Fig. 4.3: Evolução dos modelos de GISSSEL96 no diagrama (x_Y, x_I, x_O) de SEPE, obtido processando as galáxias teóricas como os dados. As linhas pontilhadas indicam linhas de x_O constante. (a) A linha sólida mostra os resultados para um burst instantâneo. Os números indicam a idade do modelo em Manos. Note que a evolução procede no sentido anti-horário. Linhas tracejadas correspondem a bursts instantâneos sobre uma população velha que em $t = 0$ produz $x_{Old}(0) = 10\%$ (linha azul) e 50% (linha vermelha) do fluxo em $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$.

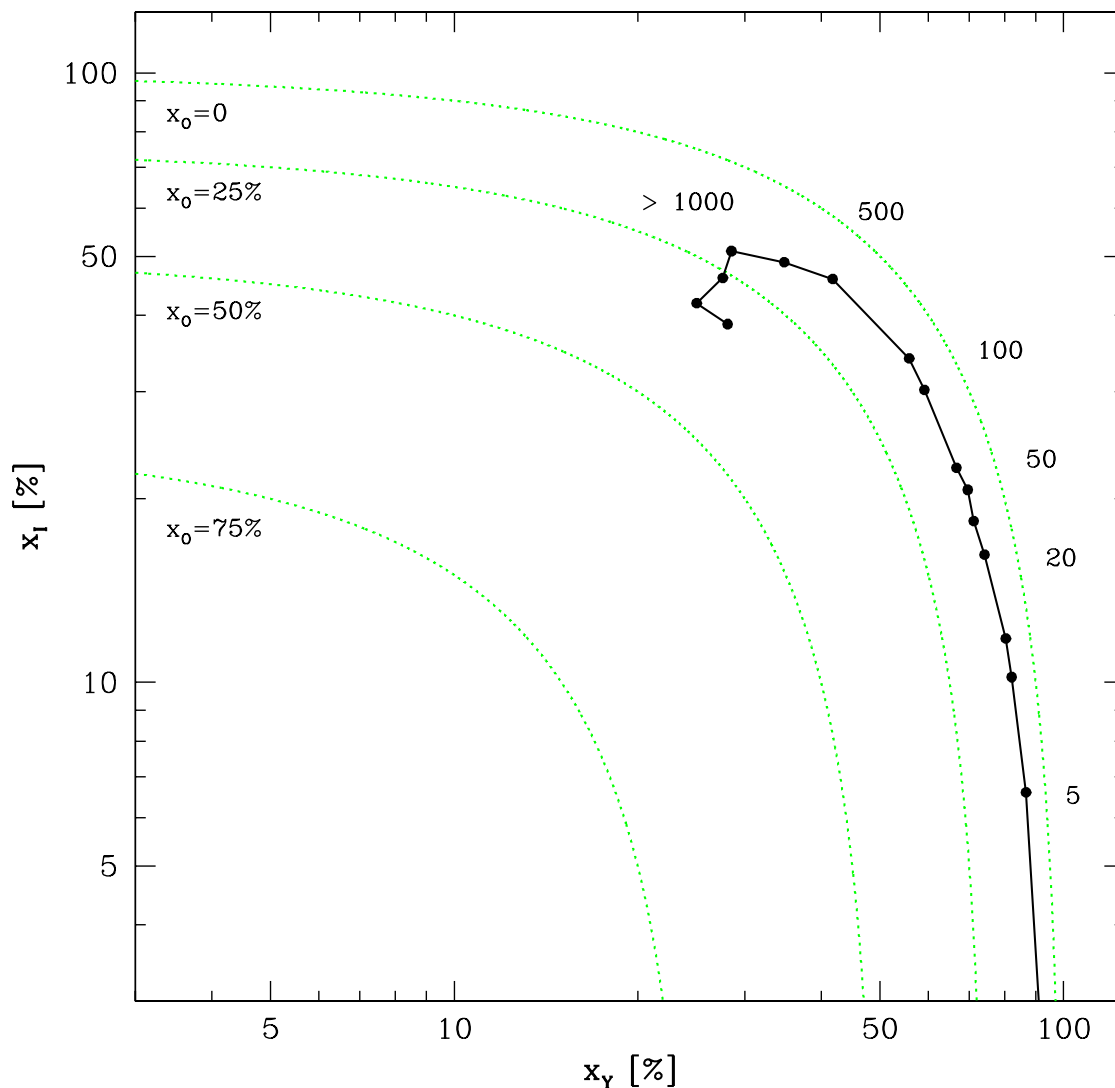


Fig. 4.4: Como a figura 4.3, mas para modelos com formação estelar contínua.

contendo o vetor (x_Y, x_I, x_O) .

Em princípio se esperaria que toda a evolução para idades $\lesssim 10^9$ anos progredisse ao longo do contorno $x_O = 0$, enquanto que na prática o modelo oscila entre $x_O = 10$ e 15% para $t < 2 \times 10^8$ anos. De modo similar, o valor de x_I começa a crescer antes de $t = 10^7$ anos, quando todas as estrelas deveriam ainda estar na faixa de idades pertencente a x_Y . Estes desvios ocorrem devido ao número limitado de observáveis usado na síntese e porque estes contêm erros “observacionais” que alargam

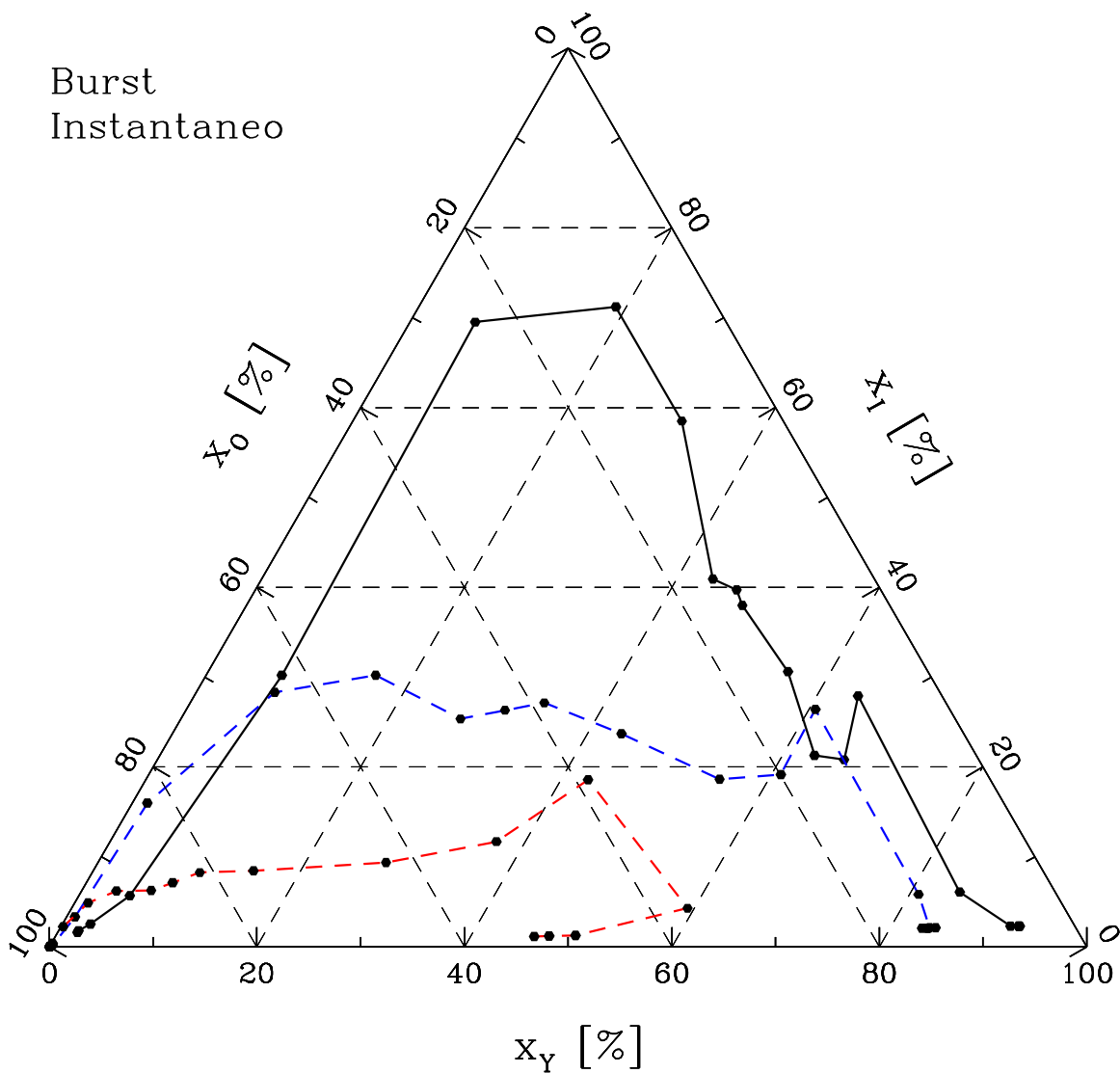


Fig. 4.5: Evolução dos modelos de GISSEL96 no espaço (x_Y, x_I, x_O) visto de uma face em projeção no plano $x_Y + x_I + x_O = 1$. Modelos de burst instantâneo. A curva no topo corresponde a um burst puro, enquanto que as curvas do meio e abaixo correspondem a bursts sobre uma população velha pre-existente com $x_{Old}(0) = 10$ e 50% respectivamente.

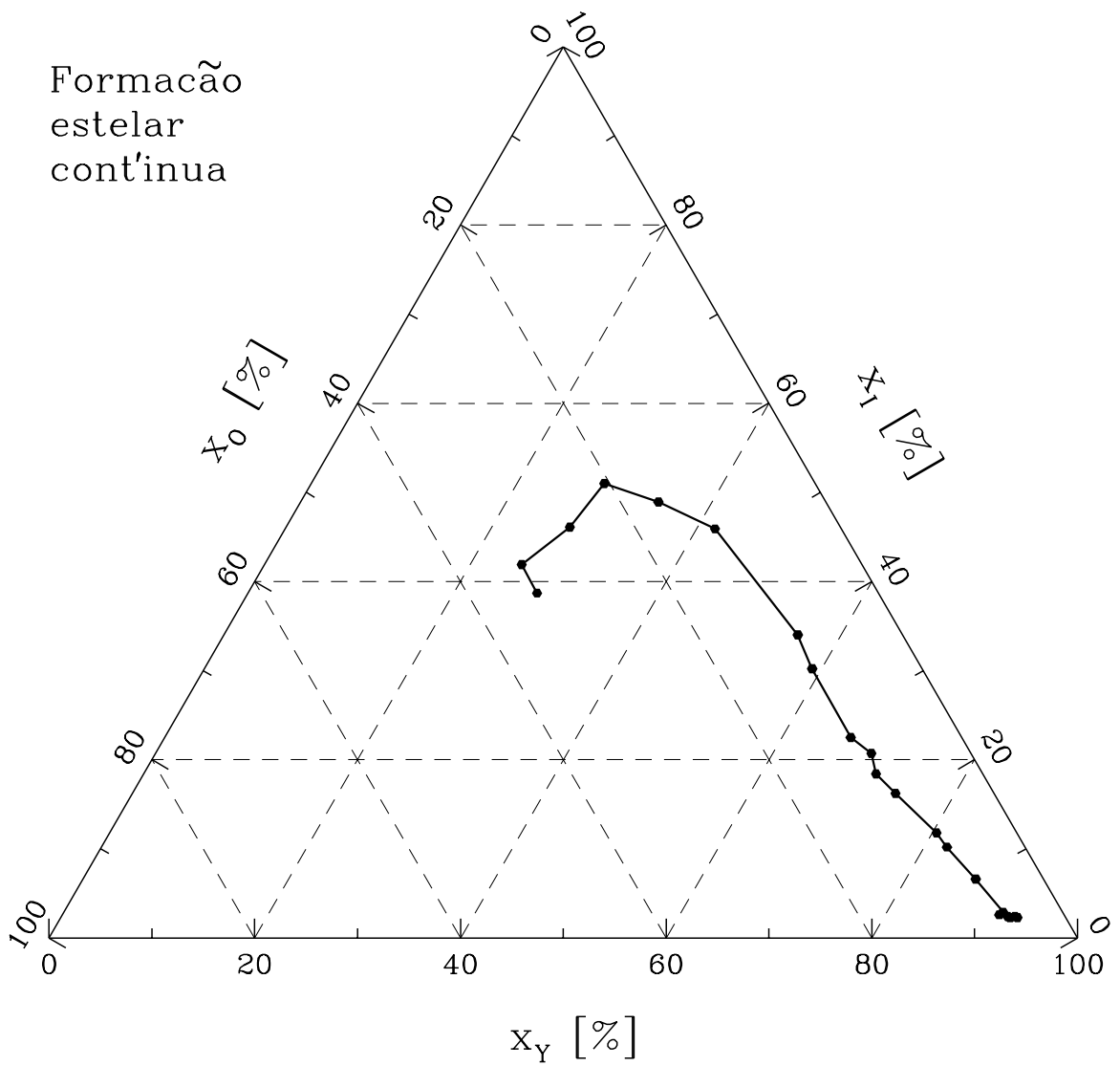


Fig. 4.6: Mesmo que a figura 4.5, mas para modelos com formação estelar contínua.

a função de probabilidade de \mathbf{x} de um jeito não trivial (Cid Fernandes *et al.* 2001a). Como resultado, parte de x_Y sempre vaza para x_I e x_O e vice-versa. Mesmo assim, estas figuras mostram uma excelente correspondência entre cálculos de síntese de população empírica e evolutiva.

Na Figura 4.7c mostramos o comportamento das 5 componentes de idades (x_6 , x_7 , x_8 , x_9 e x_{10}) em função da idade dos modelos de GISSEL96. O vetor de população evolui suavemente com a idade, exceto para a pequena guinada perto de 10^7 anos devido ao surgimento súbito de supergigantes vermelhas (Charlot & Bruzual 1991). Como previsto, x_6 atinge o ponto máximo em torno de $t = 10^6$ anos, x_7 atinge seu máximo em torno de $t = 10^7$ anos e assim por diante, mas note como x_7 é bem menos claramente definida do que qualquer outra componente. Isto ocorre porque a decomposição da SEPE tende a representar um burst de $\sim 10^7$ anos como uma combinação de x_6 e x_8 em vez de um forte x_7 . Além disso, uma fração não desprezível da componente 10^6 anos vaza de x_6 para x_7 para $t \lesssim 10^6$ anos. Um efeito similar ocorre com x_9 e x_{10} para $t \gtrsim 10^9$ anos.

Boa parte destas imprecisões no mapeamento entre síntese evolutiva e síntese empírica desaparecem quando utilizamos a descrição (x_Y, x_I, x_O) , como mostrado na Figura 4.7b. A figura também mostra a evolução de x_{SB} , definido por

$$x_{SB} = x_6 + x_7 + x_8, \quad (4.1)$$

que daqui por diante trataremos como a “componente starburst”, representando os últimos $\sim 10^8$ anos da história de formação estelar na galáxia. Esta é uma definição mais razoável para nossos propósitos do que usar só a população ionizante e jovem

(x_6) , pois modelos de burst simples não são adequados para descrever regiões de escalas de Kpc como aquelas amostradas pelas as observações das Amostras I e II. O Kpc central de galáxias com formação estelar, particularmente Núcleos Starburst, contém uma coleção de muitas associações individuais mais uma população de campo com um espalhamento em idades. Os estudos detalhados de Lançon *et al.* (2001) e Tremonti *et al.* (2001) ilustram estes pontos. Tais sistemas são frequentemente melhor representados por modelos com múltiplos bursts ou formação estelar contínua durante $\sim 10^8$ anos (Meurer 2000; Meurer 1995; Coziol, Barth & Demers 1995; Coziol, Doyon & Demers 2001).

4.2 Burst mais uma População Velha Subjacente

Galáxias reais têm uma mistura de populações estelares de diferentes idades, e as galáxias nas Amostras I e II não são uma exceção. A formação estelar em andamento que faz com que classifiquemos estes sistemas como starbursts, é observada sobre uma população estelar velha ($\geq 10^9$ anos) formada no início da história da galáxia. Em nossa descrição Jovem, Intermediária e Velha (x_Y, x_I, x_O) , o efeito desta população subjacente é **diluir** os valores de x_Y e x_I , que representam a história da formação estelar recente. Como resultado, um burst instantâneo ocorrendo em cima de uma população velha não segue a sequência evolutiva traçada pela a linha sólida na Figura 4.3.

Duas quantidades bastam para examinar estes efeitos de diluição: a fração $x_{Old}(0)$ da luminosidade total $L_{Burst} + L_{Old}$ no início do burst (em $t = 0$) que é devida à estrelas velhas, e a função $l(t) = L_{Burst}(t)/L_{Burst}(0)$, que descreve a evolução

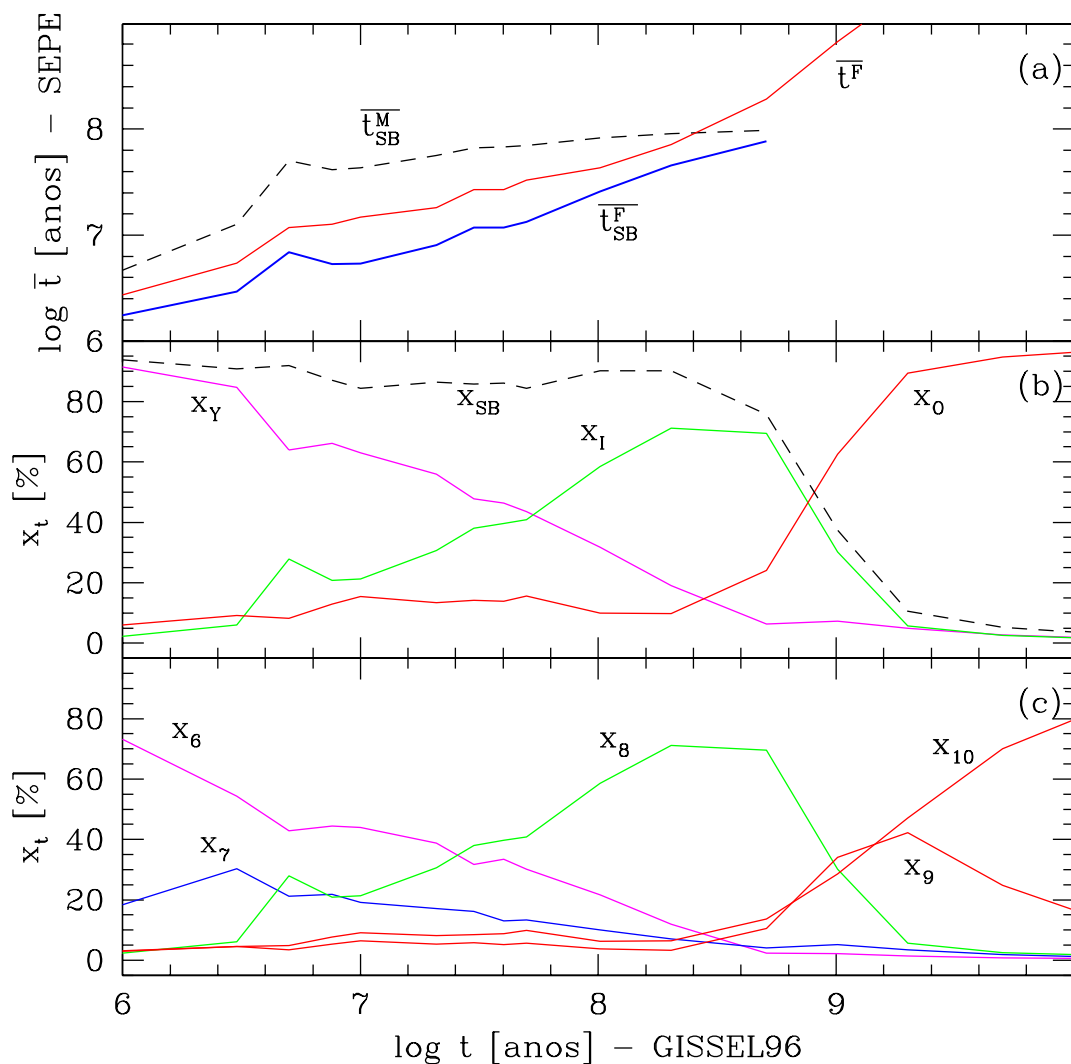


Fig. 4.7: Parâmetros da SEPE contra a idade dos modelos de burst instantâneo. (a) Idades médias, (b) Vetor de população \mathbf{x} na descrição (x_Y, x_I, x_0) , e (c) descrição nas 5 componentes $(x_6, x_7, x_8, x_9$ e $x_{10})$. A curva \bar{t}_{SB} em (a) é interrompida em pouco menos que 10^8 anos; após esta idade \bar{t}_{SB} perde o significado para um burst instantâneo.

da luminosidade do burst em unidades de sua luminosidade inicial. Naturalmente, todas estas quantidades se referem ao mesmo comprimento de onda, λ_0 . Com estas definições e considerando que L_{Old} não evolui significativamente na escala de tempo de interesse ($\leq 10^8$ anos), pode-se mostrar que

$$x_{Old}(t) = \frac{x_{Old}(0)}{x_{Burst}(0)l(t) + x_{Old}(0)} \quad (4.2)$$

onde $x_{Burst}(0) = 1 - x_{Old}(0)$. Podemos agora olhar a evolução de \mathbf{x} representada acima para um burst puro como se correspondesse somente à componente $L_{Burst}(t)$, que no tempo t constitui somente uma fração $x_{Burst}(t) = 1 - x_{Old}(t)$ da luminosidade total do sistema. Isto nos permite, com a ajuda da equação 4.2, renormalizar a evolução de (x_Y, x_I, x_O) nestas novas escalas para qualquer valor desejado do "parâmetro de contraste" $x_{Old}(0)$.

Resultados para $x_{Old}(0) = 10$ e 50% são mostrados como linhas tracejadas nas Figuras 4.3 e 4.5 . A medida que o burst enfraquece, a sequência evolutiva pende para a direção de grande x_O mais rápido quanto maior for o valor de $x_{Old}(0)$. Dito de outra forma, quanto mais fraco for o burst em relação a população velha, mais rapidamente ele "desaparecerá" do espectro total. Apesar deste efeito, a evolução ainda progride de modo ordenado no sentido anti-horário.

4.3 Modelos de Formação Estelar Contínua

Nas Figuras 4.4 e 4.6 mostramos a evolução de (x_Y, x_I, x_O) para os modelos de GISSEL96 com formação estelar contínua. Como neste regime há sempre estrelas

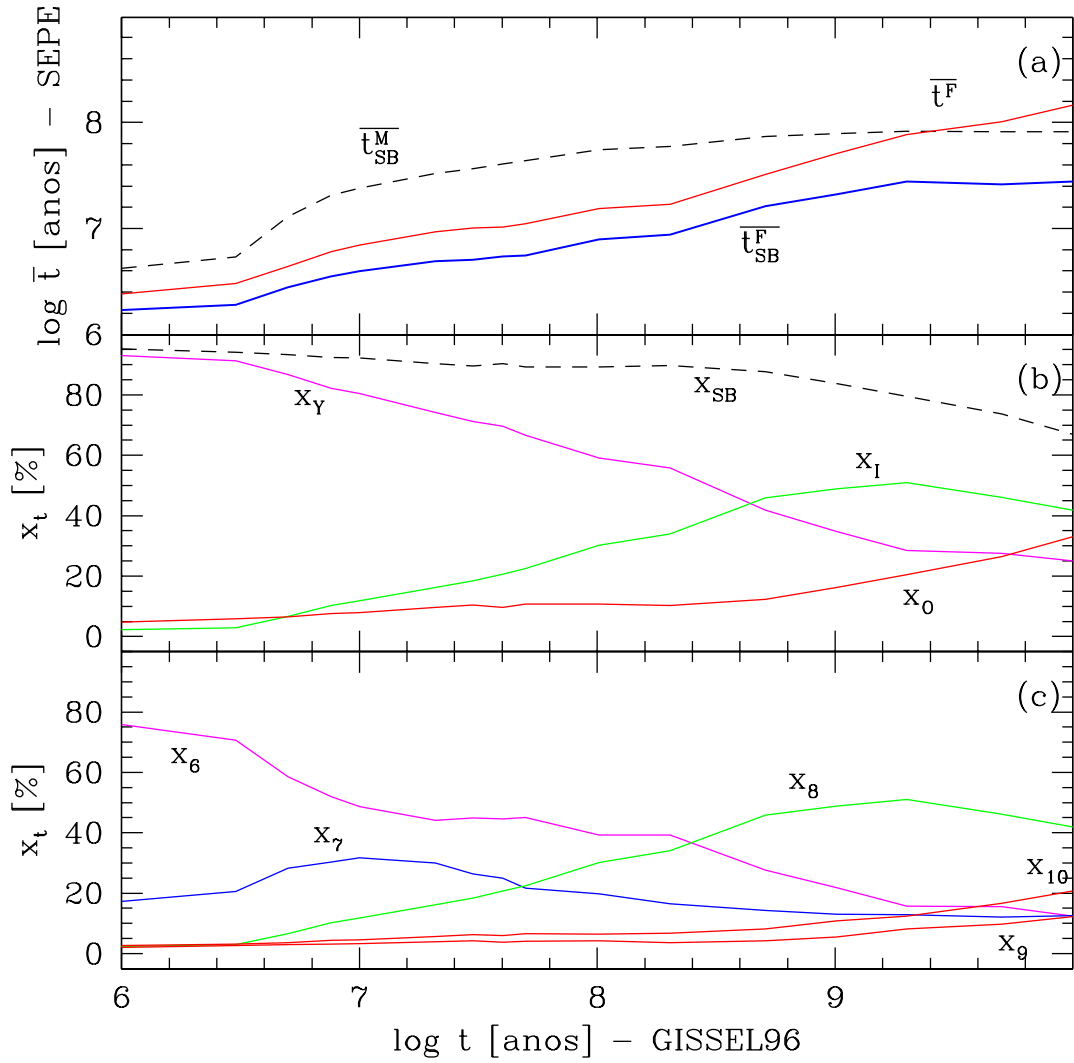


Fig. 4.8: Como na figura. 4.7 para modelos com formação estelar contínua.

jovens, em qualquer idade > 0 o sistema parece mais jovem do que em um modelo de burst instantâneo. Em $t = 10^8$ anos, por exemplo, $(x_Y, x_I, x_O) \sim (0.6, 0.3, 0.1)$ para o modelo de formação estelar contínua e $(0.3, 0.6, 0.1)$ para um burst instantâneo. Para $t > 10^9$ anos, \mathbf{x} converge para uma região próxima de $(0.3, 0.4, 0.3)$, em vez de saltar para a direção de grandes x_O , como acontece em bursts instantâneos. Sequências evolutivas para modelos com taxa de formação estelar decaindo com o tempo, digamos, seguindo uma lei exponencial tipo e^{-at} , definiriam curvas intermediárias

entre aquelas traçadas nas Figuras 4.3 e 4.4.

Como a luminosidade aumenta continuamente com a formação estelar contínua, qualquer população velha subjacente é rapidamente excedida em brilho pelas novas estrelas. Por esse motivo não apresentamos curvas de diluição como aquelas calculadas para um burst instantâneo, pois elas são praticamente idênticas às curvas não diluídas nas Figuras 4.4 e 4.6. A evolução do vetor de população para os modelos de formação estelar contínua está ilustrada nas Figuras 4.8b e c. Como esperado, as curvas são mais suaves, e cada componente dura muito mais tempo do que no caso de um burst instantâneo (Figura. 4.7).

4.4 Idade Estelar Média

Os experimentos acima demonstram que o estágio evolutivo de um starburst pode ser estimado pela sua localização no diagrama (x_Y, x_I, x_O) . Para traduzir esta localização em um número que quantifique o “estágio evolutivo” de um sistema, poderíamos usar, por exemplo, o ângulo $\theta = \arctan x_I/x_Y$, que aumenta à medida que o burst evolui. Alternativamente, podemos usar nosso vetor de populações \mathbf{x} para calcular a **idade média** \bar{t} da população estelar. Populações estelares evoluem de um jeito não linear, de modo que faz mais sentido definir \bar{t} da média de $\log t$ entre as populações representadas pela a base:

$$\log \bar{t}(\lambda_0) \equiv \sum_i x_i(\lambda_0) \log t_i \quad (4.3)$$

A dependência de \mathbf{x} no comprimento de onda de normalização é explicitamente

escrita nesta equação para enfatizar que esta definição de \bar{t} é dependente de λ . Isto acontece porque os x_i 's são a fração do fluxo em λ_0 , de modo que $\bar{t}(\lambda_0)$ é uma **idade média ponderada pelo fluxo**. Uma idade dependente de λ faz sentido observacional pela simples razão de que estrelas jovens são mais azuis do que estrelas mais evoluídas, o que faz com que \bar{t} seja uma função crescente de λ . Embora o valor de \bar{t} dependa de λ_0 , a sequência evolutiva traçada por este índice não depende da escolha de normalização, e então \bar{t} pode ser usado para “ordenar” populações em diferentes estágios evolutivos.

Para as 5 idades da base ($t_i = 10^6, 10^7, 10^8, 10^9$ e 10^{10} anos), $\bar{t}(\lambda_0)$ é dado (em anos) por

$$\log \bar{t}(\lambda_0) \equiv 6x_6 + 7x_7 + 8x_8 + 9x_9 + 10x_{10} \quad (4.4)$$

Neste trabalho estamos interessados em quantificar o estágio evolutivo de populações associadas com a formação estelar mais recente em sistemas starburst. Por este motivo, é interessante considerar uma definição de \bar{t} que remova os efeitos de diluição das populações jovens por uma população estelar velha subjacente. Isto pode ser feito renormalizando $x_6 + x_7 + x_8$ para 100%. Fazendo isso, chegamos à seguinte definição para a **idade média do starburst** (também em anos):

$$\log \bar{t}_{SB}(\lambda_0) \equiv \frac{6x_6(\lambda_0) + 7x_7(\lambda_0) + 8x_8(\lambda_0)}{x_6(\lambda_0) + x_7(\lambda_0) + x_8(\lambda_0)} \quad (4.5)$$

Note que por construção $6 \leq \log \bar{t} \leq 10$ e $6 \leq \log \bar{t}_{SB} \leq 8$.

Assim como fizemos com nosso diagrama de evolução, usamos a SEPE dos mod-

elos de GISSEL96 para testar e calibrar estes novos indicadores de idade. As linhas sólidas na Figura 4.7a comparam nossos índices \bar{t} e \bar{t}_{SB} (obtidos para $\lambda_0 = 4020 \text{ \AA}$) com a idade correspondente dos modelos de GISSEL96 para um burst instantâneo. Apesar das pequenas oscilações, estes dois índices exibem uma relação aproximadamente monotônica com a idade teórica. A Figura 4.8a apresenta estes mesmos índices, mas para os modelos com formação estelar contínua. Como esperado, \bar{t} e \bar{t}_{SB} evoluem mais lentamente do que para um burst instantâneo, mas \bar{t} e \bar{t}_{SB} ainda aumentam constantemente com a idade do modelo. Uma vez que \bar{t} e \bar{t}_{SB} são inteiramente obtidos de umas poucas quantidades mensuráveis, estes resultados nos encorajam a usá-los como **relógios empíricos** para as populações estelares.

4.5 \bar{t}_{SB} : Um Relógio Empírico para Medir a Evolução de Starbursts

Devido à baixa resolução em idades da base, nosso índice \bar{t}_{SB} não é apropriado para ser usado como um “cronômetro de precisão” de starbursts. Por exemplo, ele não permite distinguir populações com apenas alguns milhões de anos de diferença como índices baseados em linhas no UV (Robert, Leitherer & Heckman 1993) ou índices baseados na intensidade de linhas de estrelas WR (Cerviño & Mas-Hesse 1994; Schaerer & Vacca 1998). Contudo, nossos experimentos com espectros teóricos demonstram claramente que \bar{t}_{SB} fornece uma maneira muito útil para **ordenar** galáxias de acordo com a idade da população dominante entre múltiplas gerações de estrelas formadas desde o início do starburst.

Nossa definição de \bar{t}_{SB} é adequada para descrever espectros que são integrados sobre grandes regiões, e que portanto naturalmente representam uma média sobre

muitas gerações. Embora todas as galáxias discutidas aqui contenham populações mais jovens do que 10^7 anos, as quais fornecem a radiação que ioniza o gás, produzindo um espectro de linhas de emissão, esta formação atual pode ser menos intensa do que no passado (10^7 – 10^8 anos), tal que as gerações jovens vivem hoje entre uma população pós-starburst mais velha e não ionizante. Neste caso, espera-se encontrar componentes significantes de x_7 e x_8 , e deste modo $\bar{t}_{SB} > 10^7$ anos. Inversamente, se a formação estelar atual é mais forte do que no passado, idades médias menores que 10^7 anos são esperadas. É neste contexto de starbursts estendidos por um período de até $\sim 10^8$ anos que nós imaginamos \bar{t}_{SB} e o diagrama (x_Y, x_I, x_O) como úteis traçadores de evolução. Seria pouco inteligente aplicar estes índices para sistemas simples como regiões HII, cuja população estelar (toda de mesma idade) pode ser melhor estudada com outros indicadores de maior resolução temporal.

Em princípio, uma base com uma resolução de idades mais fina, incluindo elementos intermediários entre x_6 , x_7 e x_8 , poderia produzir uma descrição mais detalhada da evolução de starbursts. Tais elementos intermediários estavam de fato presentes na base original de Bica & Alloin (1986a, 1986b), e novos elementos foram introduzidos por Santos *et al.* (1995) e utilizados por Raimann *et al.* (2000a). Na prática, no entanto, estes elementos provavelmente podem ser bem representados por uma combinação linear dos elementos existentes da base, a menos que novos observáveis sejam introduzidos no processo de síntese, o que não é o caso do presente estudo. Por esta razão, nós preferimos executar nossa análise de SEPE com a base e observáveis descritos no capítulo 3, cujos prós e contras já foram amplamente explorados em trabalhos prévios (Cid Fernandes *et al.* 2001a, 2001b; Schmitt *et al.*

1999; Leão 2001). Além disso, como veremos em breve, esta descrição relativamente grosseira de populações estelares funciona bastante bem para nossos fins.

Por fim, vale ressaltar que os índices de idade e o diagrama evolutivo desenvolvidos nesse trabalho proporcionam uma maneira bastante mais atraente de apresentar os resultados de SEPE do que o procedimento convencional de listar todas componentes de \mathbf{x} em tabelas extensas. Estas novas ferramentas não representam nenhuma revolução no método de SEPE, mas inegavelmente facilitam tremendamente a interpretação dos resultados da síntese. Além disso, tanto \bar{t}_{SB} como o diagrama (x_Y, x_I, x_O) são indicadores mais compactos e robustos do que as 12 componentes individuais do vetor \mathbf{x} , as quais sofrem de várias ambiguidades relacionadas à quantidade limitada de informação de entrada (poucas W 's e cores) e às incertezas observacionais contidas nessas medidas, como discutido em detalhe por Leão (2001).

Capítulo 5

A EVOLUÇÃO DAS LINHAS DE EMISSÃO

Linhas de emissão em galáxias estão intimamente ligadas a sua população estelar jovem, cujas estrelas massivas e quentes fotoionizam o gás a seu redor. Além disso, em starbursts não instantâneos, o contínuo estelar carrega uma grande contribuição de estrelas nascidas antes da geração corrente de estrelas ionizantes, o que afeta larguras equivalentes de linhas de emissão. Neste capítulo nós combinamos as ferramentas para medir a evolução de starbursts desenvolvidas nos capítulos 3 e 4 com os dados das linhas de emissão compilados no capítulo 2. Esta combinação nos permitirá investigar se as propriedades das linhas de emissão de fato evoluem junto com o burst.

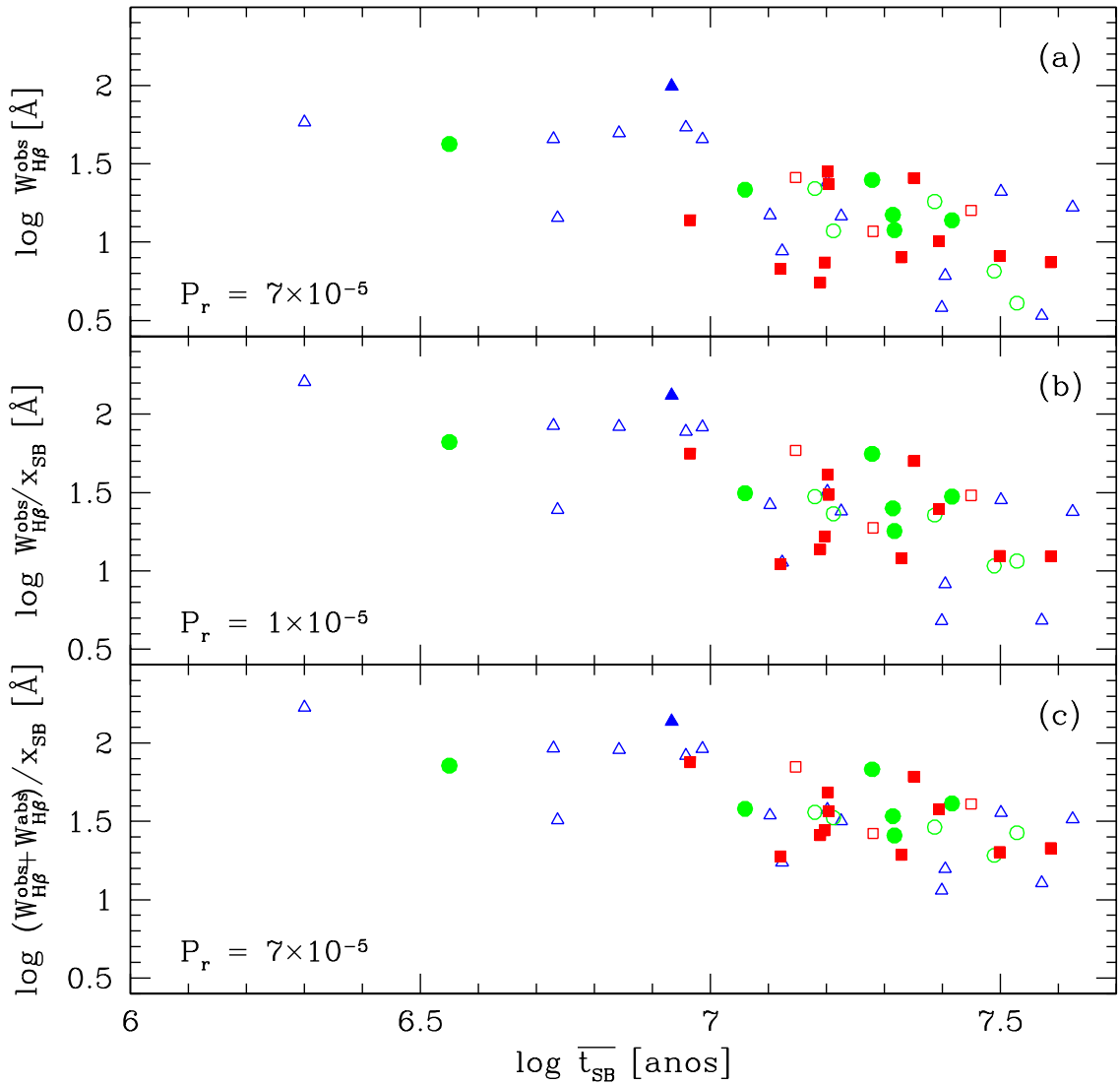


Fig. 5.1: Largura equivalente de $H\beta$ contra a idade média do starburst \bar{t}_{SB} definida pela SEPE para a Amostra I. O painel (a) mostra a largura equivalente observada ($W_{H\beta}^{obs}$). Em (b) a contribuição de estrelas velhas ao contínuo sob $H\beta$ é removida dividindo $W_{H\beta}^{obs}$ por $x_{SB}(4861)$. No painel (c) $W_{H\beta}$ é corrigida para a presença de uma componente de absorção. Triângulos, círculos e quadrados correspondem a faixa de metalicidade do gás de $(O/H) < 0.4$, $0.4-0.6$ e $> 0.6 (O/H)_{\odot}$ respectivamente. Símbolos cheios e vazios são usados para distinguir galáxias HII de Núcleos Starburst. Os valores P_r são as probabilidades de anti-correlação no teste de Spearman, valores pequenos indicando correlações significantes.

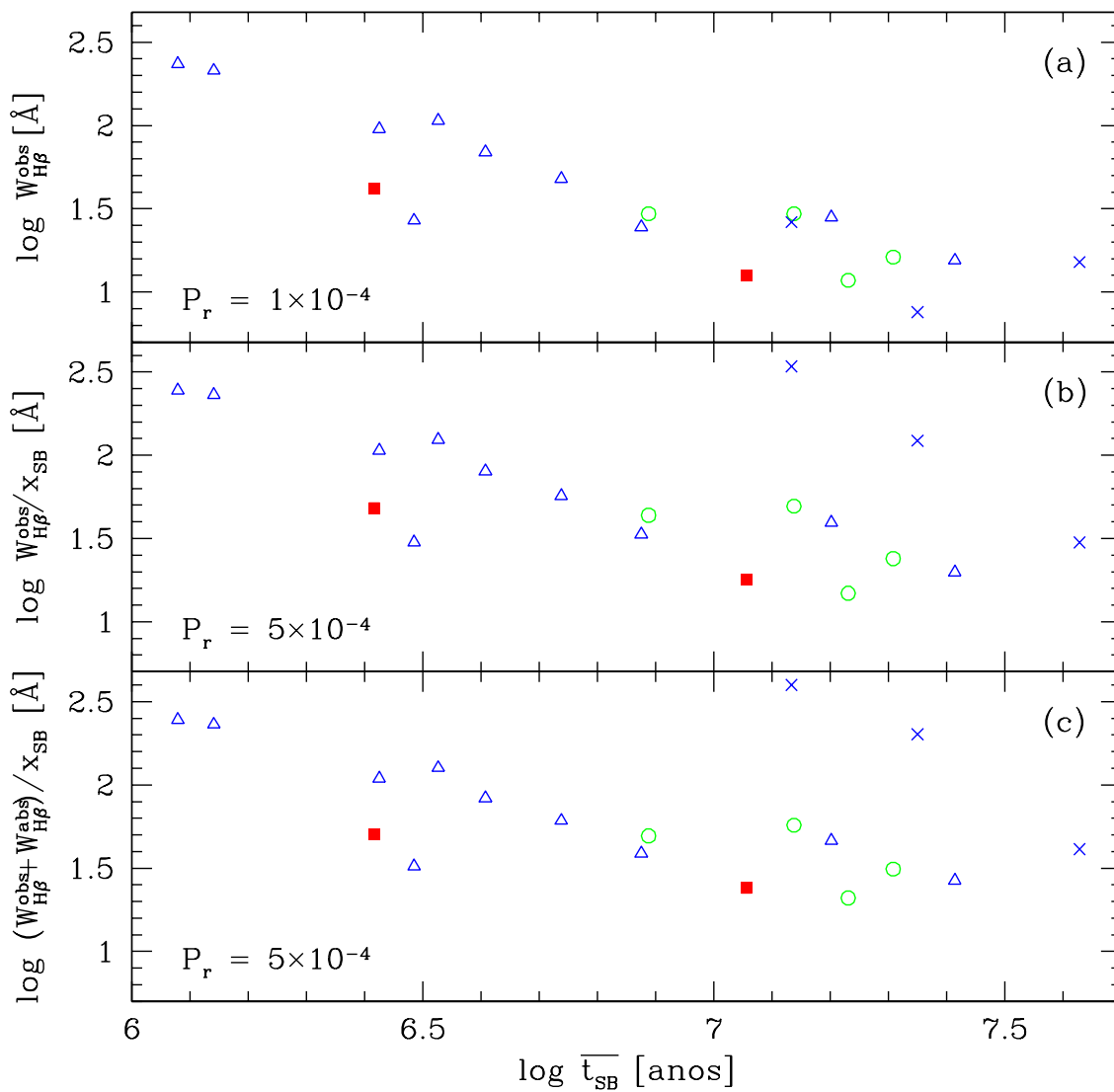


Fig. 5.2: Como na figura 5.1 mas para a Amostra II. Cruzes indicam Seyfert 2's, que foram excluídas da análise de correlação.

5.1 A Largura Equivalente de $H\beta$

À medida que um burst envelhece, suas estrelas mais massivas são as primeiras a morrerem, resultando numa diminuição uniforme do fluxo de fótons ionizantes e conseqüentemente na luminosidade de linhas de recombinação como $H\beta$. O contínuo estelar $C_{H\beta}$ debaixo de $H\beta$ também decresce, mas mais lentamente do que $L_{H\beta}(t)$, pois o contínuo carrega uma contribuição significativa de estrelas de pouca massa, longa vida e não ionizantes. Como resultado, $W_{H\beta} = L_{H\beta}/C_{H\beta}$ decresce à medida que o burst evolui, como discutido por primeira vez por Dottori (1981) e confirmado por inúmeros cálculos de síntese evolutiva (e.g., Leitherer *et al.* 1999, Figura 1.3). $W_{H\beta}$ é portanto um **indicador de idade**, e é frequentemente usado dessa maneira em estudos de sistemas tipo starburst (e.g, Stasińska *et al.* 2001). No entanto, uma confirmação empírica da previsão de que $W_{H\beta}(t)$ decresce com t requer uma medida **independente** da idade do starburst.

Nas Figuras 5.1a e 5.2a nós realizamos este teste com galáxias das Amostras I e II respectivamente, usando nosso índice \bar{t}_{SB} como um relógio para o starburst. A anti-correlação entre $W_{H\beta}$ e \bar{t}_{SB} é evidente para ambas amostras, confirmando que $W_{H\beta}$ decresce com o tempo. A probabilidade P_r de não correlação em um teste de Spearman é apenas 7×10^{-5} para a Amostra I e 10^{-4} para a Amostra II, indicando uma significância estatística muito alta. Vale a pena enfatizar que $W_{H\beta}$ e \bar{t}_{SB} são determinados a partir de medidas **completamente independentes**, o que só realça significância deste resultado.

Os diferentes símbolos nas Figuras 5.1, 5.2 e gráficos subsequentes representam três níveis da metalicidade do gás: Triângulos, círculos e quadrados correspondem a

(O/H) < 0.4, 0.4 a 0.6 e > 0.6 (O/H)_⊙ respectivamente. Símbolos vazios e cheios são usados para distinguir galáxias HII de Núcleos Starburst. Os efeitos de Z e classes de atividade serão discutidos nas sessões 5.5 e 5.6, que exploram propriedades das linhas de emissão mais afetadas por estas variáveis.

5.2 Correções para $W_{H\beta}$

Os valores de $W_{H\beta}$ nas Figuras 5.1a e 5.2a são medidas não corrigidas ($W_{H\beta}^{obs}$). Pelo menos duas correções têm de ser consideradas, ambas as quais aumentam $W_{H\beta}$.

5.2.1 Diluição por uma população velha

O contínuo sob $H\beta$ carrega uma contribuição de uma população estelar velha que dilui $W_{H\beta}$ com respeito ao valor que esta teria em um starburst puro. Nossa análise de SEPE fornece uma maneira natural para corrigir este efeito, que é uma constante fonte de preocupação em estudos que usam $W_{H\beta}$ como indicador de idade (Stasińska *et al.* 2001). Para isolar a contribuição do starburst ao contínuo $C_{H\beta}$, basta multiplicar o valor medido de $C_{H\beta}$ por $x_{SB}(4861)$, a componente starburst definida no capítulo 4 (equação 4.1), normalizada em $\lambda = 4861 \text{ \AA}$. A largura equivalente assim corrigida fica simplesmente

$$W_{H\beta} = \frac{W_{H\beta}^{obs}}{x_{SB}(4861)} \quad (5.1)$$

As Figuras 5.1b e 5.2b mostram a evolução da $W_{H\beta}$ corrigida pela diluição.

Os efeitos desta correção são maiores para 2 dos 3 grupos de Seyfert 2 na Amostra II, que se deslocam significativamente para cima na sequência da Figura 5.2b por

causa do seu contínuo ótico dominado pela população velha do bojo (grande x_O , logo baixo x_{SB}). O efeito não é tão grande para G_UM103, que como já discutido, assemelha-se a um sistema composto starburst + Seyfert 2.

Entre os starbursts nas Amostras I e II, esta correção tipicamente aumenta $W_{H\beta}$ por $\sim 50\%$, mas alcança um fator maior que 2 em alguns casos. A correção é um tanto menor para as galáxias da Amostra II, em parte porque esta Amostra contém intrinsecamente sistemas mais jovens e em parte por causa de sua menor abertura, que reduz a contaminação do espectro por uma população estelar velha subjacente. A correção por diluição melhora a correlação $W_{H\beta}-\bar{t}_{SB}$ para a Amostra I e degrada levemente a correlação para a Amostra II, enquanto que para a amostra combinada a significancia estatística permanece inalterada em $P_r = 5 \times 10^{-10}$.

5.2.2 Correção por absorção

Uma segunda correção a ser considerada é aquela devida a presença de uma componente de absorção escondida debaixo da emissão de $H\beta$. Esta componente está presente em nossa base espectral com intensidades de até $W_{H\beta}^{abs} = 8 \text{ \AA}$, que ocorre para populações de 10^8 anos. Nós usamos o vetor de população \mathbf{x} obtido na síntese para calcular o valor esperado de $W_{H\beta}^{abs}$, obtendo tipicamente entre 3 e 5 \AA . Somando $W_{H\beta}^{abs}$ a $W_{H\beta}^{obs}$ produz-se a emissão corrigida para $W_{H\beta}$. Os valores $W_{H\beta}$ corrigidos tanto pela diluição como pela absorção são mostrados nas Figuras 5.1c e 5.2c.

Obviamente, a correção por absorção só é significativa para galáxias com fraca emissão em $H\beta$, como aquelas com $W_{H\beta}^{obs} \lesssim 10 \text{ \AA}$ na parte inferior a direita das Figuras 5.1a e 5.2a. Para estes sistemas devemos olhar para os valores da $W_{H\beta}$

corrigidos por absorção como muito incertos, por um fator de até 2. A correção é desprezível para a maioria das galáxias na Amostra II, que, devido a sua seleção baseada em placas de prisma objetivo, contém objetos com linhas mais fortes do que a Amostra I. De fato, a média de $W_{H\beta}^{obs}$ é 55 Å para a Amostra II mas apenas 22 Å para a Amostra I. Isto também explica porque a Amostra II contém uma proporção maior de starbursts jovens do que a Amostra I.

A correção da absorção degrada a correlação $W_{H\beta}-\bar{t}_{SB}$ para a Amostra I levemente. Para os dados da Amostra combinada, I + II, o valor P_r aumenta de 5×10^{-10} para 3×10^{-8} , que ainda é significativo a um nível de $5-\sigma$, o que não deixa dúvidas quanto à veracidade da correlação. Conclui-se portanto que esta correção “de 1ª ordem” introduz muito pouco espalhamento, e não altera nossa conclusão de que $W_{H\beta}$ evolui junto com as estrelas em starbursts.

Podemos também olhar para estes resultados no sentido inverso e concluir que o fato de que o diagrama $W_{H\beta}$ versus \bar{t}_{SB} se comporta como o esperado prova a utilidade de nosso índice espectral \bar{t}_{SB} , com a vantagem de que este é imune aos efeitos de diluição e absorção que contaminam $W_{H\beta}$ e outros indicadores de idade baseados nas linhas de emissão.

Vale observar que estas correções sozinhas são suficientes para trazer os valores de $W_{H\beta}$ para dentro da faixa compreendida por cálculos de síntese evolutiva, como os de Leitherer *et al.* (1999), enquanto os valores observados caem abaixo de tais previsões (Bressolin, Kennicutt & Garnett 1999). A extinção diferencial, com as regiões de linhas de emissão sendo mais avermelhadas do que o contínuo estelar (Calzetti, Kinney & Storchi-Bergmann 1994) e o vazamento de fótons ionizantes

para fora das regiões HII associadas com os starbursts são exemplos de processos que agem no sentido de reduzir ainda mais $W_{H\beta}$. Estamos portanto de acordo com Raimann *et al.* (2000b) e Stasińska *et al.* (2001) em que o aparente conflito entre valores teóricos e observados de $W_{H\beta}$ não possui uma significância física fundamental, ou seja, não implica que os modelos estão errados. De fato, os efeitos combinados de extinção diferencial, vazamento de fótons e as incertezas nas correções da absorção e diluição são provavelmente responsáveis por grande parte do espalhamento vertical nas Figuras 5.1c e 5.2c.

5.3 Comparação com Modelos

A comparação quantitativa da evolução prevista da $W_{H\beta}$ com aquelas detectadas nas Figuras 5.1 e 5.2 requer processar modelos de espectros através do mesmo código de SEPE usado para a análise dos dados. Isto é necessário para traduzir as idades (t) dos modelos em nossa escala de idade \bar{t}_{SB} . Nós usamos a evolução da taxa de fótons ionizantes $N(H^0)$ e o contínuo de $H\beta$ previsto por GISSEL96 para calcular $W_{H\beta}(t)$ para os mesmos modelos sintetizados no capítulo 4, onde a conversão $t \rightarrow \bar{t}_{SB}$ é mostrada nas Figuras 4.7a e 4.8a.

O resultado para os modelos de formação estelar contínua é mostrado como uma linha sólida na Figura 5.3, sobreposta aos pontos das Amostras I e II (extraídos das Figuras 5.1c e 5.2c). As curvas tracejadas nestes gráficos são as previsões do programa Starburst99 para metalicidade solar, formação estelar contínua e Função Inicial de Massa de Salpeter com o limite superior de massa $M_{upp} = 100$ e $30 M_{\odot}$. Estas últimas curvas são desenhadas com a conversão $t \rightarrow \bar{t}_{SB}$ obtida de GISSEL96,

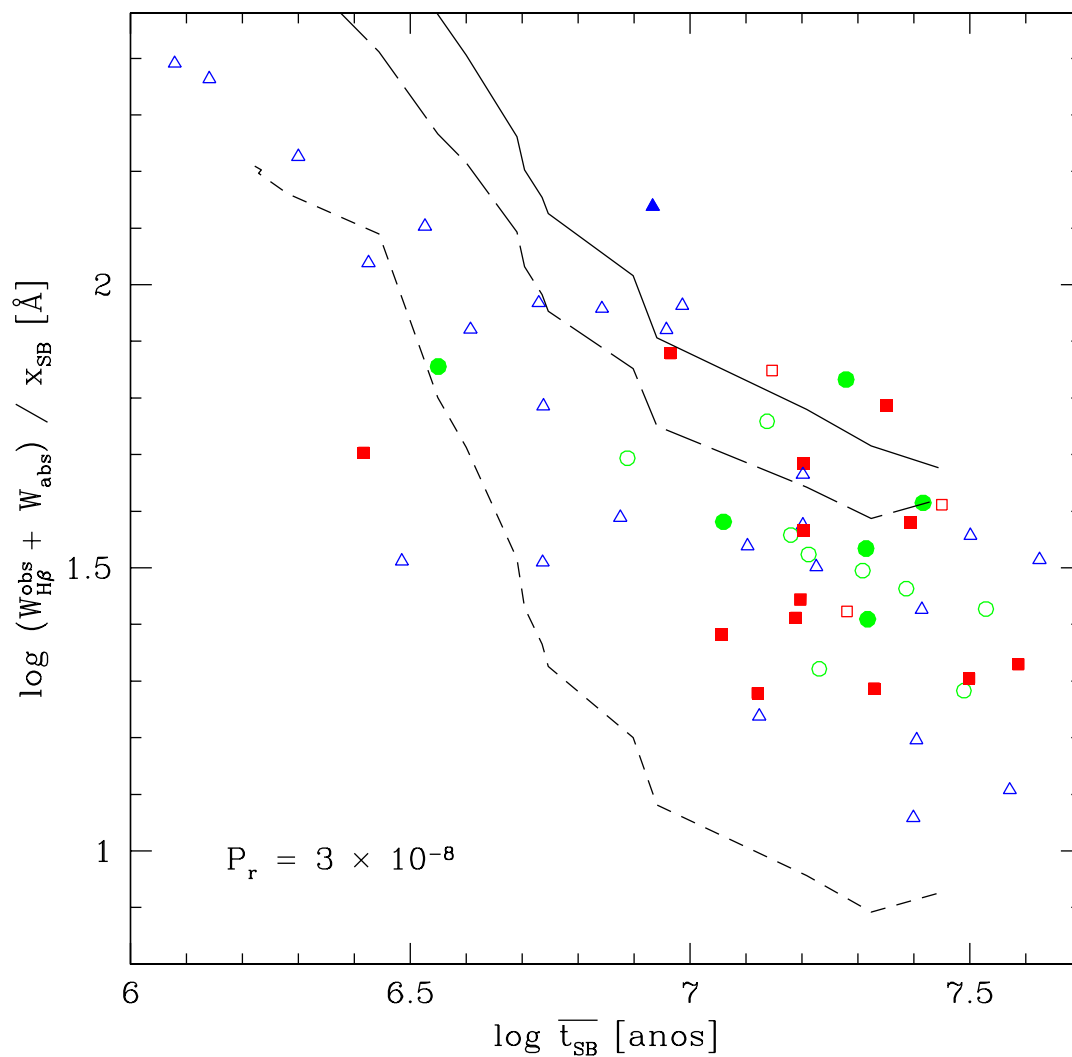


Fig. 5.3: Evolução observada e prevista de $W_{H\beta}$. Os dados são como nas figuras 5.1c e 5.2c. Linhas correspondem a curvas teóricas de $W_{H\beta}(t)$ com t convertido na escala \bar{t}_{SB} baseado na SEPE. **Linha sólida:** modelos de GISEL96 com a FIM de Salpeter entre 0.1 e 125 M_{\odot} . **Linhas tracejadas:** modelos de Starburst99 com a FIM de Salpeter com $M_{upp} = 100 M_{\odot}$ (traços longo) e 30 M_{\odot} (traços curto).

pois, como já explicado, atualmente não é possível fazer uma análise de SEPE com o Starburst99 devido à sua pobre resolução espectral na faixa do ótico. Modelos de burst instantâneo seguem aproximadamente as mesmas curvas que os modelos de formação estelar contínua até $\bar{t}_{SB} \sim 10^{6.8}$ anos. Depois desta idade modelos de burst instantâneo caem verticalmente no diagrama $W_{H\beta} \times \bar{t}_{SB}$, sinalizando o final da fase ionizante do aglomerado.

A taxa em que $W_{H\beta}$ evolui, ou seja, a derivada de $W_{H\beta}$ com respeito a \bar{t}_{SB} , é similar para os modelos e dados. Além disso, praticamente todos os pontos dos dados estão compreendidos entre as curvas teóricas mostradas! Dada as advertências já discutidas, que dizem respeito a ambos eixos da Figura 5.3, seria muito prematuro usar estes resultados para esboçar qualquer conclusão sobre, por exemplo, a Função Inicial de Massa em starbursts. O ponto a enfatizar aqui é que, até onde temos conhecimento, esta é a **primeira vez** que valores previstos e observados de $W_{H\beta}$ são graficados contra um eixo de idade, e é gratificante ver uma boa concordância entre dados e modelos.

5.4 A Largura Equivalente de [OIII]

A popularidade de $W_{H\beta}$ como um indicador de idade origina-se principalmente da sua insensibilidade das condições nebulares como densidade, temperatura e metalicidade. Modelos detalhados de fotoionização combinados com espectros teóricos de starbursts, como em Stasińska & Leitherer (1996), mostram que a largura equivalente de [OIII] é também um poderoso cronômetro de starbursts para metalicidades abaixo da metalicidade solar, como é o caso para a maioria das galáxias estudadas

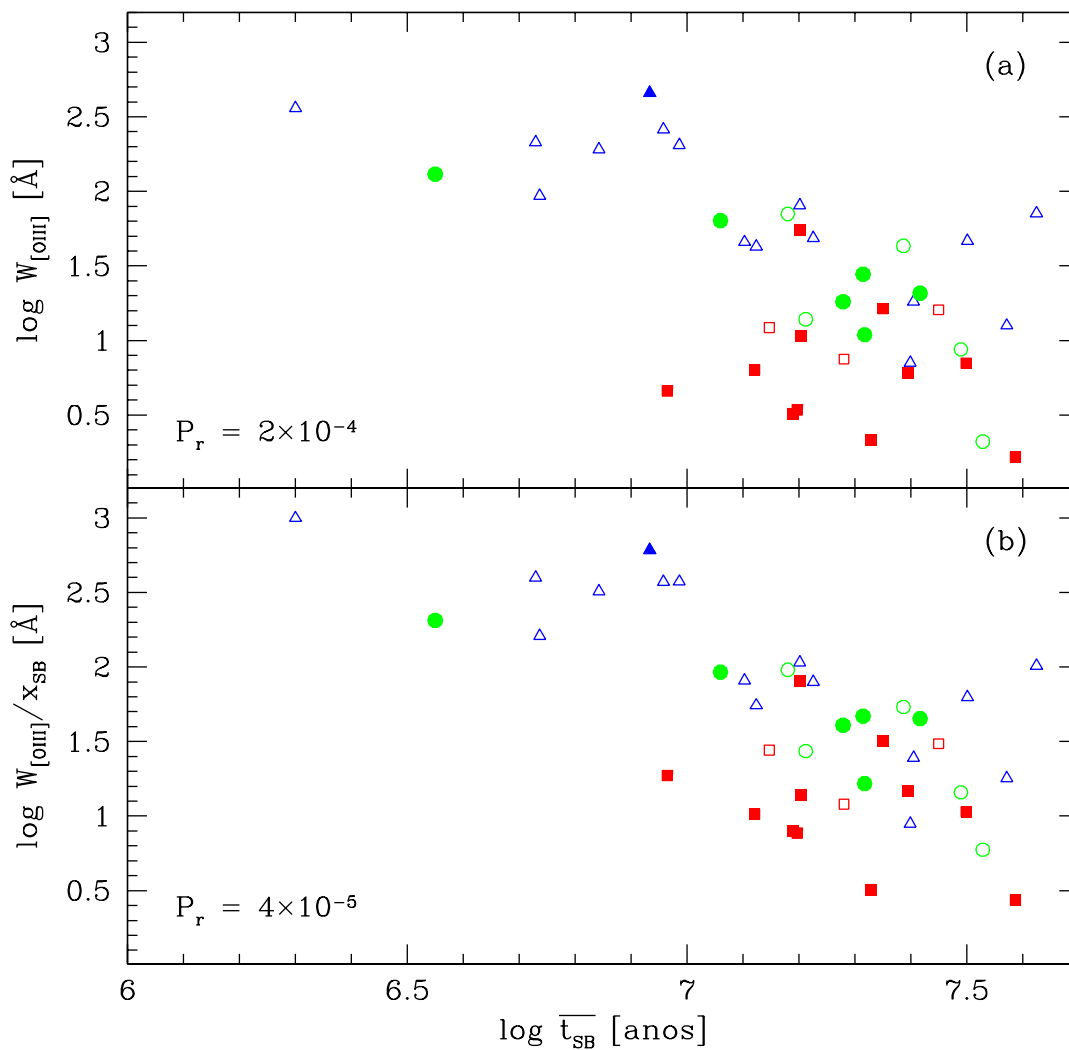


Fig. 5.4: Largura equivalente de $[OIII]\lambda 5007$ contra a idade média do starburst \bar{t}_{SB} para a Amostra I. O painel (a) mostra a largura equivalente observada, ao passo que em (b) a diluição de $W_{[OIII]}$ pela população estelar velha subjacente é removida. Símbolos como na figura 5.1

aqui. Nós portanto exploramos o comportamento da $W_{[OIII]}$ contra nosso relógio empírico \bar{t}_{SB} .

Os resultados para a Amostra I são mostrados na Figura 5.4. Uma anti-correlação é claramente visível nesta figura. A relação torna-se mais forte corrigindo $W_{[OIII]}$ pela diluição causada por uma população velha subjacente da mesma maneira que foi feito para $H\beta$:

$$W_{[OIII]} = \frac{W_{[OIII]}^{obs}}{x_{SB}(5007)} \quad (5.2)$$

como pode-se observar na Figura 5.4b. Triângulos e círculos, que correspondem às duas faixas de menor metalicidade Z , traçam uma sequência bem definida na Figura 5.4b, mas as galáxias mais ricas em metais (plotadas com quadrados) apresentam uma distribuição mais espalhada. Uma explicação plausível para este grande espalhamento é que, como discutido em Stasińska & Leitherer (1996), $W_{[OIII]}$ deixa de ser uma função decrescente da idade à medida que Z se aproxima de Z_{\odot} . A Figura 5.4b também mostra que galáxias com maior Z tendem a ter starbursts mais envelhecidos, um efeito que é discutido mais adiante.

5.5 Excitação do Gás

Outra previsão de modelos de síntese evolutiva acoplados a cálculos de fotoionização é que a excitação do gás decresce com o tempo. Isto ocorre porque a razão de fótons ionizantes por partículas de gás, o chamado “parâmetro de ionização”, diminui e o espectro ionizante enfraquece à medida que as estrelas mais quentes morrem (e.g.,

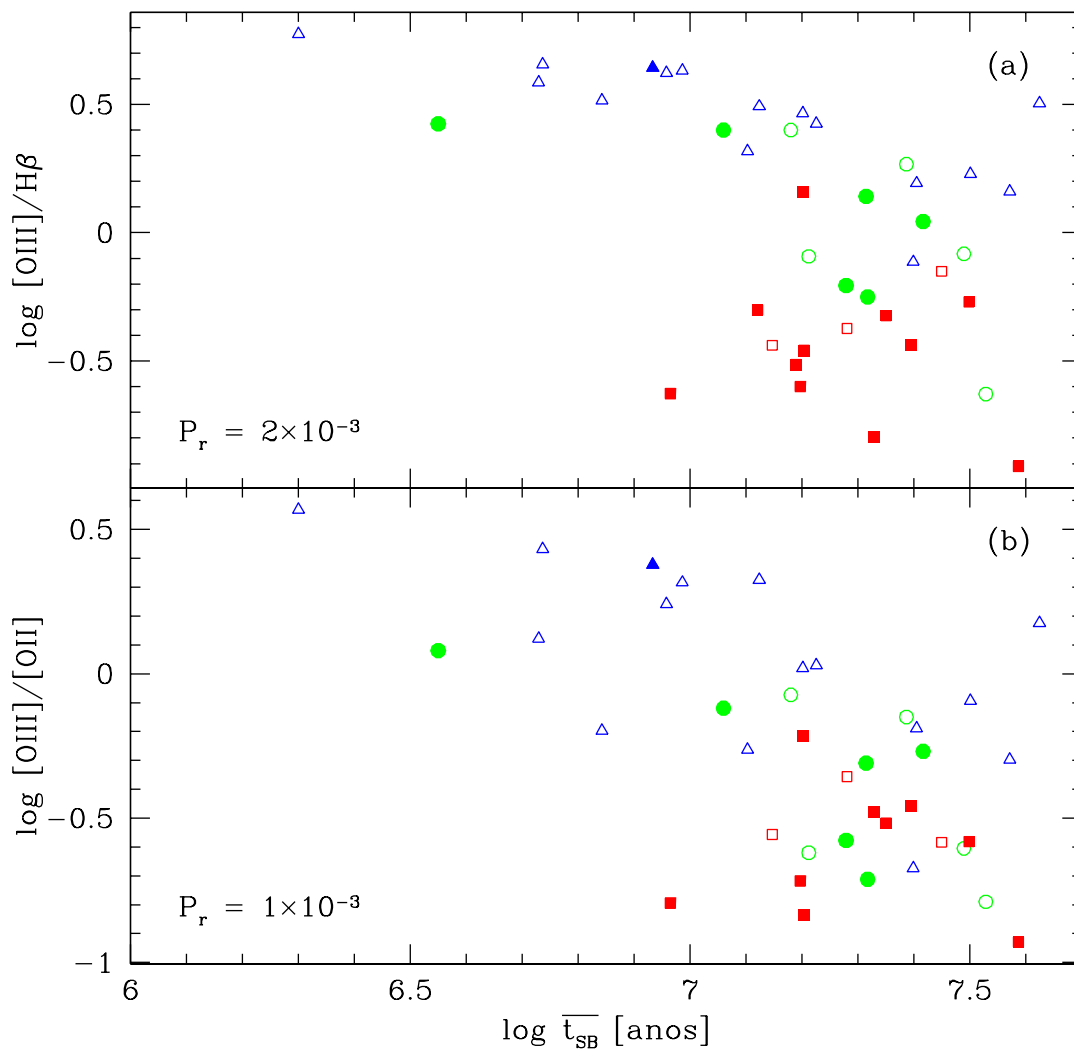


Fig. 5.5: A evolução da excitação do gás para as galáxias da Amostra I, medida pelas razões de linhas (a) $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ e (b) $[\text{OIII}]/[\text{OII}]$. Vermelhação e correções de absorção em $\text{H}\beta$ foram aplicadas. Símbolos como na figura 5.1.

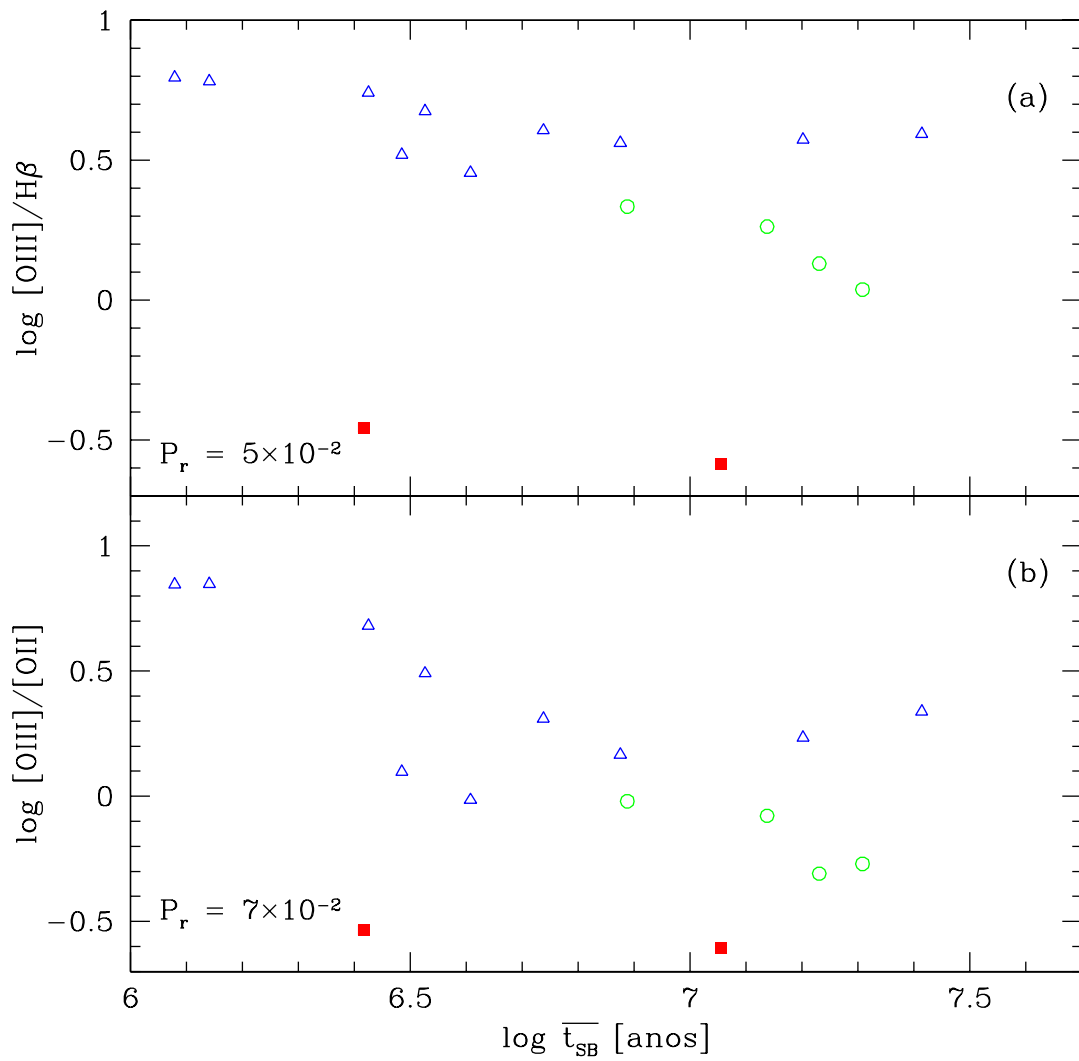


Fig. 5.6: Como na figura 5.5 mas excluindo as galáxias Seyferts'2 na Amostra II.

Copetti *et al.* 1986; Cid Fernandes *et al.* 1992; García-Vargas *et al.* 1995; Stasińska & Leitherer 1996). Nas Figuras 5.5 e 5.6 nós exploramos a evolução de duas razões de linhas para tratar esta questão.

Enquanto larguras equivalentes de linhas de emissão, particularmente $W_{H\beta}$, não dependem fortemente de Z , a metalicidade tem uma forte influência sobre razões de linhas proibidas por causa de sua influência na temperatura do gás. O mecanismo por trás da produção de linhas proibidas é a excitação colisional (Osterbrock 1989), que depende fortemente da temperatura (T_e) do gás, uma vez que esta regula a velocidade e energia das colisões elétron-íon. Por sua vez, quanto mais metais maiores são as perdas radiativas de energia da nebulosa, o que afeta T_e e explica por que linhas proibidas são mais sensíveis à metalicidade do que linhas de recombinação como $H\beta$.

Os três intervalos de Z representados por diferentes símbolos nas Figuras 5.5 e 5.6 ajudam a distinguir os efeitos de evolução dos efeitos de Z . Uma vez que galáxias HII são menos quimicamente evoluídas do que Núcleos Starburst, diferenças em metalicidade podem também ser notadas comparando-se objetos dessas duas classes de atividade. Isto pode ser facilmente visto nas Figuras 5.1 a 5.7. A maioria das galáxias HII (símbolos abertos) estão na região de baixo Z (triângulos), enquanto a maioria dos Núcleos Starburst (símbolos cheios) estão na região de Z alto (quadrados). A Amostra I contém só um Núcleo Starburst das 16 fontes com $(O/H) < 0.4 (O/H)_\odot$ e somente 3 galáxias HII entre os 14 objetos com $(O/H) > 0.6 (O/H)_\odot$. Para a Amostra II, os dois únicos Núcleos Starburst são precisamente os objetos mais ricos em metais. Além disso, as quatro fontes com (O/H) entre 0.4

e $0.6 (O/H)_{\odot}$ (círculos abertos), localizadas abaixo da sequência de galáxias HII nas Figuras 5.6a e b, são precisamente os quatro grupos de galáxias intermediárias Starburst/HII segundo a definição de Raimann *et al.* (2000a). Vê-se portanto que metalicidade e classe de atividade são quantidades altamente correlacionadas.

Para verificar se a excitação do gás evolui, estudamos duas razões de linha: $[OIII]/H\beta$ e $[OIII]/[OII]$. As Figuras 5.5 e 5.6 mostram o comportamento de $[OIII]/H\beta$ e $[OIII]/[OII]$ contra \bar{t}_{SB} para as Amostras I e II respectivamente. Nesta seção discutimos só os resultados para objetos **pobres em metais** (triângulos e círculos), que, como vimos, são na maioria galáxias HII. Estes sistemas apresentam uma tendência clara de excitação decrescente para \bar{t}_{SB} crescente, em boa concordância com a previsão teórica, pelo menos em termos qualitativos. Fontes na Amostra II prolongam suavemente as sequências definidas pelas fontes na Amostra I em todas as figuras acima, estendendo as sequências na direção de \bar{t}_{SB} menores. Como já explicado, isto acontece devido à seleção dos objetos na Amostra II ser baseada em placas de prima objetivo, método que sabidamente favorece a detecção de starbursts jovens (Stasińska & Leitherer 1996). Nós também investigamos outras razões de linhas, como $[OII]/H\beta$ e $[NII]/H\alpha$, ambas as quais aumentam sistematicamente com \bar{t}_{SB} crescente.

Estas mesmas tendências foram indentificadas e discutidas por Stasińska *et al.* (2001), que usaram $W_{H\beta}$ como um indicador de idade. Esta concordância não é surpreendente, pois já verificamos que $W_{H\beta}$ e nosso índice evolutivo \bar{t}_{SB} estão fortemente relacionados. Como uma consequência desta relação, podemos antever com segurança que todas as tendências encontradas usando $W_{H\beta}$ como uma medida da

evolução seriam confirmadas usando \bar{t}_{SB} ! Por este motivo não repetiremos aqui a discussão detalhada da evolução das propriedades das linhas de emissão de starbursts apresentada por Stasińska *et al.* (2001) e estudos anteriores.

Dito isso, vale salientar que \bar{t}_{SB} é um **novo indicador de idade**, baseado inteiramente em medidas de propriedades estelares. É claro também que este indicador tem suas limitações, mas estas são de uma natureza completamente diferente do que as incertezas que afetam diagnósticos de idades baseados em linhas de emissão (e.g., a correção por diluição para $W_{H\beta}$ e $W_{[OIII]}$, ou a correção por avermelhamento, que afeta $[OIII]/[OII]$). Esta concordância entre técnicas tão diferentes e independentes fortalece a interpretação das tendências $[OIII]/H\beta$ e $[OIII]/[OII]$ contra \bar{t}_{SB} para objetos pobres em metais como resultado da evolução da excitação do gás.

5.6 Efeitos de Metalicidade

Galáxias na faixa $(O/H) > 0.6 (O/H)_{\odot}$, ricas em metais, estão fortemente concentradas na região inferior à direita das Figuras 5.1–5.7, região que corresponde à baixa largura equivalente de linhas de emissão, baixa excitação e grandes idades.

Apesar do deslocamento horizontal na direção de \bar{t}_{SB} grande, sistemas com Z alto (símbolos quadrados) estão bem misturados com sistemas pobres em metais no diagrama $W_{H\beta}$ (ver Figuras 5.1 e 5.2), em concordância com a idéia de que $W_{H\beta}$ é pouco sensível a Z . Nos outros diagramas, galáxias de Z alto estão claramente deslocadas ao longo do eixo vertical, particularmente nos gráficos da excitação do gás (Figuras 5.5 e 5.6). Além disso, enquanto objetos pobres em metais se alinham em sequências razoavelmente bem definidas de $W_{[OIII]}$, $[OIII]/H\beta$ e $[OIII]/[OII]$ decres-

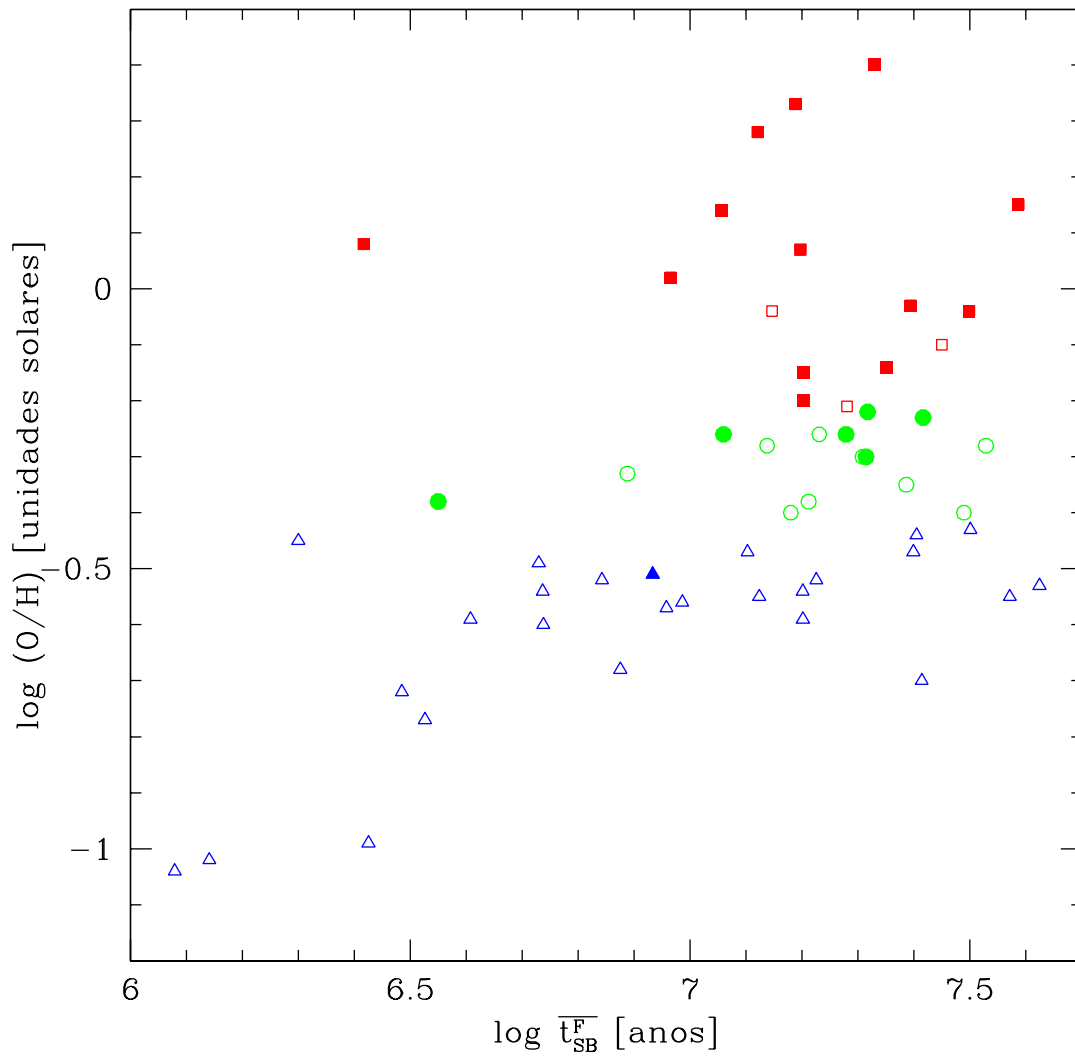


Fig. 5.7: Metalicidade do gás versus o índice evolutivo \bar{t}_{SB} . Símbolos como na figura 5.1. Núcleos Starburst (símbolos cheios) são mais ricos em metais do que galáxias HII, e suas populações de estrelas mais misturadas fazem com que pareçam mais evoluídas, produzindo a concentração na direção do topo a direita.

centese para \bar{t}_{SB} crescente, nenhuma tendência clara aparece quando consideramos apenas os objetos de Z alto. Em termos qualitativos, a distribuição espalhada de objetos ricos em metais nestes gráficos concorda bem com os modelos de Stasińska *et al.* (2001), que mostram que índices dependentes de Z como os usados nas Figuras 5.4–5.6 não são bons cronômetros de starbursts de alta metalicidade.

5.6.1 $\bar{t}_{SB} \times Z$

Um resultado mais intrigante é a mudança de posição das galáxias de Z alta em direção a \bar{t}_{SB} grande. Esta “dicotomia” está ilustrada na Figura 5.7, onde Z é plotada contra \bar{t}_{SB} para ambas Amostras.

Uma interpretação ingênua desta tendência seria que sistemas ricos em metais representam os últimos estágios de evolução de starbursts pobres em metais. Neste cenário, com o passar do tempo um triângulo se tornaria um círculo e então um quadrado nas Figuras 5.1–5.6. Note, porém, que isto requer que (O/H) cresça por um fator de 3–10 em menos que 10^8 anos, o que parece muito rápido. Além disso, este cenário não seria geral, pois há vários objetos pobres em metais com \bar{t}_{SB} grande. Uma leitura mais apropriada das Figuras 5.1–5.6, e principalmente da Figura 5.7, é que há um grande espalhamento em Z para starbursts evoluídos, mas praticamente não existem sistemas jovens ricos em metais (a única exceção sendo o grupo G_Mrk710).

Como, então, interpretar a Figura 5.7? Nós atribuímos este comportamento ao fato que, como já explicado, fontes ricas em metais são predominantemente Núcleos Starburst, ao passo que as fontes de menor Z são quase todas galáxias HII,

como pode ser visto comparando a localização dos símbolos cheios e vazios na Figura 5.7. Em muitas galáxias HII a população starburst é dominada pelas gerações mais jovens, até certo grau devido ao efeito de seleção já mencionado (Seção 5.2) e em parte devido ao fato que estas são galáxias menores, onde um burst simples pode ter um grande impacto. De fato, modelos de burst instantâneo muitas vezes fornecem uma descrição aceitável destes sistemas, (Mas-Hesse & Kunth 1999; Raimann *et al.* 2000a). Núcleos Starburst, por outro lado, apresentam uma distribuição mais regular de idades estelares na faixa entre 10^6 – 10^8 anos (Lançon *et al.* 2001), mais compatível com um episódio extenso de formação estelar do que com uma população estelar simples, i.e., um burst instantâneo. Esta mistura de idade é detectada pela a síntese, resultando num deslocamento do índice \bar{t}_{SB} na direção de valores grandes.

Resumindo, concluímos que a tendência de Z com \bar{t}_{SB} simplesmente reflete o fato que objetos ricos em metais têm uma história de formação estelar recente mais complexa do que objetos pobres em metais.

Capítulo 6

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Neste trabalho investigamos a evolução das propriedades das linhas de emissão em Núcleos Starburst e galáxias HII usando diagnósticos de idades baseados nas propriedades integradas da população estelar. Nossos principais resultados podem ser divididos em duas partes.

6.1 Análise de Síntese de Populações Estelares

Na primeira parte desta dissertação (capítulos 2, 3 e 4), apresentamos os resultados de uma análise de síntese empírica de população estelar (SEPE) de galáxias starburst e exploramos diferentes maneiras para condensar os resultados da síntese em índices e diagramas simples, desenhados especificamente para permitir avaliar o estágio evolutivo de uma população estelar. Duas ferramentas úteis foram desenvolvidas:

- (1) *Diagrama Evolutivo*: Uma descrição compacta da população estelar em termos de componentes Jovem ($\leq 10^7$ anos), Intermediária (10^8 anos) e Velha ($\geq 10^9$ anos), que possibilita determinar o estado evolutivo de uma galáxia por sua

localização em um diagrama (x_Y, x_I, x_O) , onde cada eixo carrega a contribuição para o fluxo total devida a estrelas de diferentes idades.

- (2) *Idade Média*: Definimos idades médias ponderadas pelo fluxo de cada população estelar. Dois “cronômetros” foram definidos: \bar{t} , que considera populações de todas idades, e \bar{t}_{SB} , que mede a evolução das componentes mais jovens, associadas a um starburst.

Ambas ferramentas foram testadas com modelos de espectros de galáxias para starbursts instantâneos e com formação estelar contínua, calculados com o código de síntese evolutiva GISSEL96. Estes testes mostraram que a evolução de uma população estelar é bem mapeada por estas ferramentas empíricas, o que dá suporte à aplicações para galáxias reais. Talvez a principal conclusão aqui é que podemos obter uma boa descrição “de primeira ordem” do estado evolutivo de um starburst usando muito pouca informação espectral. Em nossa análise usamos somente 3 linhas de absorção e 2 cores no intervalo de 3600–4600 Å.

A análise de SEPE de duas amostras de galáxias com formação estelar mostrou que elas estão distribuídas ao longo da direção de evolução no diagrama (x_Y, x_I, x_O) . Este resultado encorajou-nos a usar nossa idade média do starburst \bar{t}_{SB} como um **relógio empírico** para avaliar o estado evolutivo de starbursts.

6.2 A evolução de linhas de emissão

Na segunda parte desta dissertação (capítulo 5), investigamos correlações entre as propriedades das linhas de emissão de Núcleos Starburst e galáxias HII e o índice \bar{t}_{SB}

obtido através da análise de SEPE. Nosso objetivo principal era testar, de um modo completamente empírico, se as linhas de emissão evoluem junto com as estrelas nos starbursts. Os resultados desta investigação podem ser resumidos como segue.

- (1) Nós verificamos que as larguras equivalentes de $H\beta$ e $[OIII]$ decrescem para \bar{t}_{SB} crescente. Este resultado concorda bem com previsões teóricas bem conhecidas, mas pouco testadas.
- (2) O uso de $W_{H\beta}$ e $W_{[OIII]}$ como indicadores de idades é comprometido pelos efeitos de diluição de uma população estelar velha subjacente não relacionada ao starburst. Além de fornecer uma avaliação quantitativa da evolução, a análise de SEPE fornece uma estimativa direta, ainda que aproximada, deste efeito, permitindo assim corrigir os valores observados destas larguras equivalentes.
- (3) Núcleos Starburst tendem a ter uma distribuição mais uniforme de idades estelares na faixa entre 10^6 – 10^8 anos do que galáxias HII, que são frequentemente dominadas por populações mais jovens.
- (4) Três objetos Seyfert 2 também foram analisados, dois dos quais têm características de população estelar radicalmente diferentes daquelas encontrada em galáxias starburst, como visto, por exemplo, pela sua localização no diagrama evolutivo. Estas duas fontes têm também valores de $W_{H\beta}$ corrigidos por diluição bem maiores do que galáxias starburst. O terceiro objeto tem características parecidas com as de sistemas compostos starburst + Seyfert 2.
- (5) A excitação do gás, medida através de razões de linhas de emissão, decresce

sistematicamente para \bar{t}_{SB} crescente, também em concordância com as previsões teóricas. Esta sequência evolutiva é somente bem definida para objetos pobres em metais, que são na maioria galáxias HII. Galáxias ricas em metais não apresentam uma tendência evolutiva clara nos índices de excitação do gás.

6.3 *Perspectivas*

Talvez a principal conclusão deste trabalho é que técnicas de síntese empírica de populações estelares podem ser úteis no estudo de objetos com formação estelar intensa, como galáxias HII e Núcleos Starburst. Assim, vale a pena considerar três linhas de trabalho futuras:

1. Aprimoramentos do estudo aqui apresentado.
2. Outras aplicações de SEPE à sistemas diferentes
3. Aprimoramentos da técnica de SEPE

Na primeira destas linhas, poderíamos, por exemplo, avaliar mais cuidadosamente a classificação em termos de galáxia HII e Núcleo Starburst que, como vimos, tem um forte impacto nos resultados. A classificação aqui adotada é a que foi publicada nos trabalhos dos quais extraímos os dados. Seria interessante rever esta classificação e verificar se propriedades como a luminosidade ou morfologia da galáxia se relacionam com nossos indicadores de idade. Um estudo nesta linha seria importante para testar a interpretação de que galáxias mais metálicas possuem uma população estelar mais complexa do que sistemas mais pobres em metais, como proposto na seção 5.6.

Como exemplo de trabalho na segunda destas linhas de pesquisa, podemos citar a aplicação de SEPE à sistemas em interação, os quais sabidamente proporcionam condições propícias à formação estelar (Mirabel & Sanders 1996). Um estudo interessante seria analisar a população estelar de um amplo conjunto de galáxias em interação usando nossa técnica de SEPE e correlacionar os resultados desta análise com a informação morfológica e dinâmica disponível para estes sistemas. Em princípio, este tipo de estudo poderia nos ajudar a entender melhor a sequência evolutiva de uma interação usando os indicadores de idade apresentados nesta dissertação. Interações dinamicamente mais avançadas deveriam apresentar maiores valores de \bar{t}_{SB} e vice-versa. Um conjunto de dados que poderia ser usado como teste da viabilidade deste tipo de estudo é o de Liu & Kennicutt (1995), que coletaram espectros similares aos analisados neste trabalho para “mergers” em diferentes “estágios morfológicos”.

Quanto à terceira linha de trabalho, vários aprimoramentos da técnica de SEPE são possíveis, e deveriam ser investigados em trabalhos futuros. O método matemático que utilizamos na obtenção do vetor de populações \mathbf{x} , apesar de refinado, pode ser melhorado. De fato, L. Sodr e da Universidade de São Paulo recentemente desenvolveu uma variante deste método na qual se utilizam princípios de máxima entropia, que aparentemente melhoram a precisão da SEPE. Também   necessário trabalhar no sentido de melhorar a base espectral usada pelo método, tanto pela inclusão de novos observáveis que permitam uma maior precisão na estimativa de \mathbf{x} como pela amplia o do espaço idade-metalicidade compreendido pela base. Passos iniciais neste sentido foram realizados por Raimann *et al.* (2000a), mas ainda resta muito for ser feito, principalmente se considerarmos que atualmente a técnica de

SEPE se restringe apenas à faixa do óptico.

Uma outra perspectiva de trabalho, que de certo modo engloba as duas últimas linhas acima citadas, é a aplicação de técnicas de SEPE na análise das centenas de milhares de espectros de galáxias que estão sendo obtidos por levantamentos como a 2dF e a SLOAN. Para que possamos aplicar nossa técnica de SEPE a estas gigantescas amostras de dados será necessário automatizar completamente o processo de SEPE, de modo que um vetor de populações \mathbf{x} possa ser obtido a partir de espectro observado F_λ sem a intervenção humana. O passo mais crítico nesta automatização é a definição do pseudo-contínuo, que serve para as medidas de cores de larguras equivalentes de linhas de absorção utilizadas na síntese. Experimentos neste sentido já estão sendo desenvolvidos em nosso grupo de pesquisa, e prometem render frutos interessantes já em 2003.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] Bica E., Alloin D., Schmidt A. A., 1990, *A&A*, 228, 23
- [2] Bica E., 1988, *A&A*, 195, 76
- [3] Bica E., Alloin D., 1986a, *A&AS*, 66, 171
- [4] Bica E., Alloin D., 1986b, *A&A*, 162, 21
- [5] Bresolin, F., Kennicutt, R. C., Garnett, D. R., 1999, *ApJ*, 510, 104
- [6] Calzetti, D., 1997, *AJ*, 113, 162
- [7] Calzetti, D., Kinney, A. L., Storchi-Bergmann, T., 1994, *ApJ*, 429, 582
- [8] Cardelli, J. A., Clayton, G. C., Mathis, J. S., 1989, *ApJ*, 345, 245
- [9] Cerviño, M., Gómez-Flechoso, M. A., Castander, F. J., Schaerer, D., Mollá, M., Knödseder, J., Luridiana, V., 2001, *A&A*, 376, 422
- [10] Cerviño, M. & Mas-Hesse, J. M. 1994, *A&A*, 284, 749
- [11] Charlot, S., Bruzual, A. G., 1991, *ApJ*, 367, 126
- [12] Charlot, S., Longhetti, M. 2001, *MNRAS*, 323, 887

-
- [13] Cid Fernandes, R., Dottori, H. A., Gruenwald, R. B., Viegas, S. M., 1992, MNRAS, 255, 165
- [14] Cid Fernandes R., Storchi-Bergmann T., Schmitt H. R., 1998, MNRAS, 297, 579
- [15] Cid Fernandes R., Heckman T., Schmitt H., Delgado R. M. G., Storchi-Bergmann T., 2001, ApJ, 558, 81
- [16] Cid Fernandes R., Sodré L., Schmitt H. R., Leão J. R. S., 2001, MNRAS, 325, 60
- [17] Copetti, M. V. F., Pastoriza, M. G., Dottori, H. A. 1986, A&A, 156, 111
- [18] Coziol, R., Barth, C. S., Demers, S. 1995, MNRAS, 276, 1245
- [19] Coziol, R., Doyon, R., Demers, S. 2001, MNRAS, 325, 1081
- [20] de Mello D. F., Keel W. C., Sulentic J. W., Rampazzo R., Bica E., White R. E., 1995, A&A, 297, 331
- [21] Dottori H. A., Bica E., 1981, A&A, 102, 245
- [22] Garcia-Vargas, M. L., Bressan, A., Diaz, A. I., 1995, A&AS, 112, 35.
- [23] García-Vargas M. L., Bressan A., Diaz A. I., 1995, A&AS, 112, 13
- [24] González Delgado, R. M., Leitherer, C., Heckman, T. M., 1999, ApJS, 125, 489
- [25] Kinney, A. L., Calzetti, D., Bohlin, R. C., McQuade, K., Storchi-Bergmann, T., Schmitt, H. R. 1996, ApJ, 467, 38

- [26] Kong X., Cheng F. Z., 1999, *A&A*, 351, 477
- [27] Lançon, A., Goldader, J. D., Leitherer, C., Delgado, R. M. G., 2001, *ApJ*, 552, 150
- [28] Legrand, F., Tenorio-Tagle, G., Silich, S., Kunth, D., Cerviño, M., 2001, *ApJ*, 560, 630
- [29] Leitherer C., Schaerer D., Goldader J. D., Delgado R. M. G., Robert C., Kune D. F., de Mello D. F., Devost D., Heckman T. M., 1999, *ApJS*, 123, 3
- [30] Levenson N. A., Cid Fernandes R., Weaver K. A., Heckman T. M., Storchi-Bergmann T., 2001, *ApJ*, 557, 54
- [31] Mas-Hesse, J. M., Kunth, D., 1991, *A&AS*, 88, 399
- [32] Mas-Hesse, J. M., Kunth, D., 1999, *A&A*, 349, 765
- [33] Mas-Hesse, J. M., Cerviño, M. 1999, *IAU Symp.*, 193, 550
- [34] Meurer, G. R., Heckman, T. M., Leitherer, C., Kinney, A., Robert, C., & Garnett, D. R. 1995, *AJ*, 110, 2665
- [35] Meurer, G. 2000, in “Massive Stellar Clusters”, Eds. A. Lançon and C. Boily, *ASP Conf. Series*, p. 81
- [36] McQuade K., Calzetti D., Kinney A. L., 1995, *ApJS*, 97, 331
- [37] Moulataka, J., Pelat, D., 2000, *MNRAS*, 314, 409
- [38] Moy, E., Rocca-Volmerange, B., Fioc, M. 2001, *A&A*, 365, 347

-
- [39] Olofsson, K., 1995, *A&AS*, 111, 57
- [40] Pelat D., 1997, *MNRAS*, 284, 365
- [41] Pelat D., 1998, *MNRAS*, 299, 877
- [42] Raimann, D, Storchi-Bergmann, T., Bica, E., Melnick, J., Schmitt, H., 2000, *MNRAS*, 316, 559
- [43] Raimann D., Bica E., Storchi-Bergmann T., Melnick J., Schmitt H., 2000, *MNRAS*, 314, 295
- [44] Robert, C, Leitherer, C., Heckman, T. M., 1993, *ApJ*, 418, 749
- [45] Schaerer, D., Vacca, W. D., 1998, *ApJ*, 497, 618
- [46] Schaerer, D. 2001, *Starburst Galaxies: Near and Far*, 197
- [47] Schaerer, D., Guseva, N. G., Izotov, Y. I., Thuan, T. X. 2000, *A&A*, 362, 53
- [48] Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- [49] Schmidt A. A., Copetti M. V. F., Alloin D., Jablonka P., 1991, *MNRAS*, 249, 766
- [50] Schmitt H. R., Storchi-Bergmann T., Cid Fernandes R. C., 1999, *MNRAS*, 303, 173
- [51] Stasińska G., Leitherer C., 1996, *ApJS*, 107, 661
- [52] Stasińska, G., Schaerer, D., Leitherer, C. 2001, *A&A*, 370, 1
- [53] Storchi-Bergmann T., Kinney A. L., Challis P., 1995, *ApJS*, 98, 103S,

-
- [54] Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., 1994, *ApJ*, 429, 572
- [55] Terlevich R., Melnick J., Masegosa J., Moles M., Copetti M. V. F., 1991, *A&AS*, 91, 285
- [56] Tremonti, C. A., Calzetti, D., Leitherer, C., Heckman, T. M., 2001, *ApJ*, 555, 322