

Cinemática estelar e evolução de galáxias

Natalia Vale Asari

Orientador: Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr.

Dissertação de mestrado apresentada ao Departamento de Física da UFSC em preenchimento parcial dos requisitos para obtenção do título de Mestre em Física.
Trabalho financiado pela Capes.

Universidade Federal de Santa Catarina
Centro de Ciências Físicas e Matemáticas
Curso de Pós-Graduação em Física
Florianópolis (SC) – 2006

Este trabalho está licenciado sob a Licença Creative Commons Attribution–Share Alike 2.5. Para ver uma cópia desta licença, visite <http://creativecommons.org/licenses/by-sa/2.5/>.

Aos meus pais, aos meus avós e ao Bricio.

Agradecimentos

Gostaria de agradecer ao meu orientador, Dr. Roberto Cid Fernandes Jr., pela paciência, entusiasmo e incentivo; a todos os colaboradores que fizeram esse trabalho possível, em especial Dra. Áurea Garcia-Rissmann, Luis Rodolfo Vega, William Schoenell, Jean Michel Gomes, Dra. Grażyna Stasińska, Abílio Mateus e Dr. Laerte Sodré Jr.; aos professores e todos os colegas do Grupo de Astrofísica da UFSC, por toda a ajuda, compreensão e indignação com o STARLIGHT; aos professores e colegas do departamento de Física da UFSC; à Telma e à Sônia, da secretaria do curso de pós-graduação em Física da UFSC; à CAPES pelo apoio financeiro; aos que fizeram arte – música, cinema, literatura –, fonte de inspiração para momentos difíceis; às pessoas que traduziram termos jurídicos e me ajudaram na escolha da licença para a dissertação: Ana D. M., Alexandre Machado, Alexandre Pessler, Omar Kaminski e professor Pedro Rezende; ao autor da classe hepthesis para L^AT_EX, Andy Buckley, sem a qual essa dissertação não seria agradável aos olhos; à minha mãe Clarissa, ao meu pai Nelson, aos meus avós Rossini e Enoi e ao meu irmão Marcelo, que sempre me deram um porto seguro; à toda a minha família, com que pude contar em muitos momentos; à família do Fabricio, que me acolheu em Florianópolis; aos meus amigos Jucemara e Miquéias, que agüentaram, nos momentos finais de preparação da minha dissertação, a minha inabilidade de me expressar sobre qualquer outro assunto; a todos que são importantes na minha vida e que eu detestaria deixar de fora desses agradecimentos por causa da minha cabeça-de-vento; e ao Bricio, por me fazer achar graça dos meus “gráficos doidos” e por dividir esse espaço e tempo comigo.

Resumo

O espectro de uma galáxia guarda preciosos vestígios dos processos físicos ocorridos com os seus constituintes. Podem-se decifrar essas assinaturas, impressas ao longo da evolução galáctica, através da síntese espectral de populações estelares. A síntese espectral consiste em modelar o espectro observado de uma galáxia a partir de uma mistura de estrelas ou populações estelares, além de parâmetros cinemáticos e da extinção por poeira. Neste trabalho, apresentamos duas aplicações do nosso código de síntese STARLIGHT.

O primeiro estudo não trata explicitamente de populações estelares, mas utiliza as mesmas técnicas de síntese espectral. Apresentamos um atlas de 78 objetos na região do tripleto do cálcio $\lambda\lambda 8498.02, 8542.09, 8662.14 \text{ \AA}$, 69 dos quais são galáxias ativas. Com a finalidade de estudar a cinemática estelar dessa amostra, medimos as dispersões de velocidades estelares nucleares para 72 desses objetos, a partir de dois métodos: o do ajuste direto (que faz uso do código STARLIGHT) e o da correlação cruzada. A concordância entre os métodos é excelente. Em estudos posteriores, a dispersão de velocidades pode ser usada para diagnósticos de populações estelares, através da razão massa/luminosidade, e para o estudo da atividade em núcleos ativos de galáxias, através da relação entre a dispersão de velocidades e a massa do buraco negro central. Para uma sub-amostra de 34 objetos, obtivemos espectros espacialmente resolvidos com bom sinal-ruído. Analisamos então o comportamento da dispersão de velocidades e da largura equivalente do tripleto do cálcio com a posição espacial. Apesar da nossa resolução espacial não ser muito favorável para estudos mais detalhados, obtivemos um resultado interessante: não há diluição da largura equivalente do Ca II para as galáxias Seyfert 2 com formação estelar da nossa amostra, o que contrasta com a diluição da linha K do cálcio (estudo feito no óptico por outros autores) para esses mesmos objetos.

Aplicamos também o STARLIGHT a uma amostra de 354992 galáxias da base de dados do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Essa enorme amostra de objetos permite desvendar algumas questões astrofísicas sobre a evolução e a natureza de galáxias. Para que os modelos e os parâmetros recuperados com o nosso código de síntese sejam os mais precisos possíveis, desenvolvemos um algoritmo para a criação automática de máscaras (isto é, a eliminação de regiões indesejáveis no ajuste do modelo). Para exemplificar o potencial de estudos que podem ser derivados da nossa análise, apresentamos alguns resultados preliminares da história de formação estelar de galáxias em função de suas posições em diagramas de diagnóstico clássicos e também em função de sua massa.

Abstract

Galactic spectra contain valuable information about the composition of a galaxy and the physical processes that took place in it. Hence a good way of tracing the evolution of a galaxy is by means of spectral synthesis methods. In short, the spectral synthesis fits an observed spectrum with a combination of stars or stellar populations, kinematic parameters and dust attenuation. This work presents two different applications of our synthesis algorithm STARLIGHT.

Our first study does not really focus on stellar populations, although it does make use of the same spectral synthesis techniques. We present an atlas of 78 objects in the calcium triplet region $\lambda\lambda 8498.02, 8542.09, 8662.14 \text{ \AA}$, 69 of which are active galaxies. To study the stellar kinematics of our sample, we measure central stellar velocity dispersions for 72 galaxies in two different ways: with the direct fitting (for which we use the STARLIGHT code) and cross-correlation methods. We find the methods are in very good agreement with each other. As future steps, we highlight the use of these results as a diagnosis of stellar populations, through the mass-to-light ratio, and the activity, through the black hole mass and velocity dispersion relation. We have also selected a sub-sample of 34 spacially resolved objects with reasonably good off-nuclear signal-to-noise. We study spacial variations of both the velocity dispersion and the calcium triplet equivalent width. Even though our spacial resolution does not allow very detailed studies, we find an interesting result: we see no dilution in the Ca II equivalent width for composite starburst + Seyfert 2 galaxies, in contrast to the dilution of the Ca K line (studied in the visible band, by other authors) for the same objects.

We also use STARLIGHT to study a sample of 354992 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey (SDSS). This huge sample can shed a new light on some astrophysical questions concerning the composition and evolution of galaxies. In order to start investigating them, we wish to recover very precise synthesis parameters. Thus we have developed a method that automates the process of creating masks (i.e., masking out unwanted spectral features), which plays an important role in determining such parameters. In addition, we explore some preliminary results for this sample, namely the star formation history of galaxies as a function of their loci in classical diagnostic diagrams and as a function on their masses.

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Tripleto do Cálcio	2
1.1.1	Cinemática de Núcleos Ativos de Galáxias	2
1.1.2	Trabalhos Anteriores	4
1.1.3	Este Trabalho	6
1.2	Sloan Digital Sky Survey	8
1.2.1	As Grandes Bases de Dados	8
1.2.2	Trabalhos Anteriores	9
1.2.3	Este Trabalho	14
1.3	Organização deste trabalho	14
2	Síntese de populações estelares	16
2.1	O algoritmo de síntese Starlight	18
2.2	Aplicações da Síntese de Populações Estelares neste trabalho	20
3	Estudo do Tripleto do Cálcio	24
3.1	Observações e Redução de dados	24
3.2	Método do Ajuste Direto	26
3.2.1	O Efeito das Máscaras	29

3.2.2	Cálculo de incertezas	30
3.3	Método da Correlação Cruzada	40
3.4	Resultados nucleares	45
3.4.1	Comparação entre os Métodos do Ajuste Direto e da Correlação Cruzada	47
3.4.2	Comparação dos resultados com a literatura	49
3.5	Resultados Espaciais	50
4	Sloan Digital Sky Survey	96
4.1	Confecção de máscaras	97
4.1.1	Mascarando linhas de emissão	98
4.1.2	O efeito das máscaras	106
4.2	Aplicações do Starlight ao SDSS	111
4.2.1	Ajustes	111
4.2.2	Parâmetros recuperados	117
4.2.3	Resultados preliminares: Diagrama de diagnóstico	118
4.2.4	Resultados preliminares: Histórias de Formação Estelar	128
5	Conclusões e Perspectivas	133
5.1	Este trabalho	133
5.1.1	O tripleto do Cálcio	133
5.1.2	SDSS	135
5.2	Trabalhos Futuros	137
A	Anexo 1	139

Lista de Figuras

1.1	Alargamento das linhas espectrais de uma galáxia.	3
1.2	Relação de Faber-Jackson para galáxias do tipo Seyfert. Extraído de Nelson & Whittle (1996).	6
1.3	Massa do buraco negro em função da dispersão de velocidades. Extraído de Nelson et al. (2004).	7
1.4	A fração da massa estelar total em galáxias no universo local como função da massa estelar e de $D_n(4000)$. Extraído de Kauffmann et al. (2003b).	11
1.5	Taxa de formação estelar em diferentes épocas em função da massa estelar em galáxias. Extraído de Heavens et al. (2004).	12
2.1	Aplicação do STARLIGHT: tripleto de cálcio.	21
2.2	Aplicação do STARLIGHT: galáxia do tipo <i>early</i> do SDSS.	22
2.3	Aplicação do STARLIGHT: galáxia do tipo <i>late</i> do SDSS.	23
3.1	Exemplos de espectros modelados com o ajuste direto.	28
3.2	Resultados do <i>template mismatch</i> para as sub-amostras do ESO e do KPNO 2.1 m.	32
3.3	Curva típica do χ^2 em função de σ_*	33
3.4	Variação da curva do χ^2 em função do número de parâmetros livres K	37
3.5	Dados criados a partir da reta $y = 1x + 0$ e de uma perturbação gaussiana com amplitude $\sigma_y = 20$	39

3.6	Comportamento do χ^2 em função do fator de reamostragem f_o	40
3.7	Função de correlação cruzada para a galáxia NGC 3081 e a estrela HD 37809.	42
3.8	Calibração da relação $\text{FWHM}_{\text{CCF}}-\sigma_*$	44
3.9	Comparação entre as dispersões de velocidades derivadas do método do ajuste direto e do método de correlação cruzada.	48
3.10	Comparação entre as medidas de σ_* deste trabalho e dados coletados da literatura.	50
3.11	Comparação entre as medidas médias de σ_* deste trabalho e dados coletados da literatura.	50
3.12	Curvas de crescimento.	52
3.13	Espectros espacialmente resolvidos.	59
3.14	Variação espacial de v_* , σ_* , W_{CaT} e brilho superficial.	76
3.15	Definição de W_{CaT} utilizada neste trabalho.	95
4.1	Ajuste de gaussianas e definição de máscaras para as linhas He I λ 6678, [S II] λ 6716 e [S II] λ 6730	104
4.2	Efeito das máscaras para o SDSS: galáxia do tipo <i>late</i> , região da linha H β	108
4.3	Efeito das máscaras para o SDSS: galáxia do tipo <i>early</i> , região da linha H β	109
4.4	Efeito das máscaras para o SDSS: galáxia do tipo <i>late</i> , região da linha He II λ 4686.	110
4.5	Espectros das populações estelares de menor metalicidade da base S.	112
4.6	Espectros das populações estelares de menor metalicidade da base S.	113
4.7	Exemplo de ajuste obtido com o STARLIGHT para uma galáxia hospedeira de AGN.	114
4.8	Exemplo de ajuste obtido com o STARLIGHT para uma galáxia normal com formação estelar.	115
4.9	Exemplo de ajuste obtido com o STARLIGHT para uma galáxia passiva.	116

4.10	Diagrama BPT.	121
4.11	Médias dos espectros observados para as caixas do diagrama BPT.	122
4.12	Espectros residuais médios para as caixas do diagrama BPT.	123
4.13	Detalhes do espectro residual da caixa A.	124
4.14	Diagrama BPT para diferentes faixas de massa da galáxia em estrelas (em unidades de M_{\odot}).	125
4.15	Diagrama BPT para diferentes faixas de luminosidade em $[O III]$ (em unidades de L_{\odot}).	126
4.16	Diagrama BPT para diferentes faixas de índices de concentração.	127
4.17	Evolução da taxa de formação estelar para AGNs de diferentes massas.	130
4.18	Evolução da taxa de formação estelar para NSFGs de diferentes massas.	131
4.19	Comportamento da idade estelar média ponderada pela luz com a massa estelar total.	132

Lista de Tabelas

3.1	Dispersões de velocidades deste trabalho e da literatura.	45
4.1	Máscara geral para a base de dados do SDSS.	99
4.2	Linhas de emissão medidas pelo programa de A. Mateus.	100
4.3	Linhas de emissão procuradas pelo programa de confecção de máscaras. .	101

Capítulo 1

Introdução

O termo “dimensões astronômicas” é usado hoje em toda a literatura, indiscriminadamente. Apesar da dramaticidade evocada pela expressão, nenhuma metáfora é comparável à realidade astronômica. A maioria dos objetos astronômicos estão tão distantes que não podemos observá-los com o grau de detalhes que gostaríamos. As estrelas, excluindo-se o Sol, nunca são mais do que pontos; as galáxias, nada mais do que manchas excêntricas.

As implicações disso são que, mesmo com os telescópios mais potentes e em localizações privilegiadas, não é possível observar diretamente as estrelas que constituem as outras galáxias – exceto apenas para poucas dezenas de vizinhas muito próximas. Não obstante as dificuldades, foram desenvolvidas técnicas para inferir do que as galáxias são feitas e como elas evoluíram. Desse desafio, surgiu a chamada síntese de populações estelares, que tenta, em poucas palavras, ler o registro fóssil impresso nos espectros galácticos.

Com a perspectiva de aprimorar essa mistura de arqueologia e censo de estrelas, desenvolvemos o programa de síntese espectral de populações estelares STARLIGHT. Como benefício adicional, o nosso código de síntese permite também realizar outras investigações, como a dos constituintes nebulares e a da cinemática estelar. Neste trabalho, aplicamos o STARLIGHT para dois estudos: o da cinemática estelar em galáxias hospedeiras de núcleo ativo a partir das linhas do tripleto do cálcio $\lambda\lambda 8498.02, 8542.09, 8662.14$ Å, e o de populações estelares e propriedades galácticas para a base de dados do Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

1.1 Tripleto do Cálcio

1.1.1 Cinemática de Núcleos Ativos de Galáxias

Evidências experimentais permitem associar a imagem de um enxame de abelhas ao movimento das estrelas em uma galáxia, sob a ação de um poço de potencial central. Esse movimento aleatório reflete-se no espectro galáctico, cujas linhas espectrais de absorção, produzidas em atmosferas estelares, aparecem alargadas por efeito Doppler. O alargamento das linhas espectrais depende basicamente da distribuição de velocidades estelares, de acordo com a equação:

$$I(\lambda) = \int_{-\infty}^{\infty} F\left(\lambda' = \frac{\lambda}{1 + v/c}\right) f(v) dv \quad (1.1)$$

onde λ é o comprimento de onda, $I(\lambda)$ é o espectro galáctico observado, $F(\lambda')$ é o espectro estelar, c é a velocidade da luz e $f(v)$ é a função de distribuição de velocidades. Assumindo uma distribuição gaussiana, com uma dispersão de velocidades estelares σ_* , o alargamento Doppler pode ser quantificado por $\Delta\lambda \sim \lambda_0 \sigma_*/c$, onde λ_0 é o comprimento de onda central da linha. Dessa maneira, se conseguirmos medir o alargamento Doppler das linhas espectrais de uma galáxia, podemos inferir sua dispersão de velocidades estelares. Na Figura 1.1 comparamos o espectro de uma estrela e o de uma galáxia na região do tripleto do cálcio; note como as linhas da galáxia são bem mais largas do que as da estrela.

Em um sistema dinamicamente relaxado, o teorema do virial garante que a energia potencial V do sistema esteja diretamente ligada à energia cinética K , de modo que $V = -2K$. Portanto, a dispersão de velocidades estelares, por ser uma medida da energia cinética, está diretamente ligada à massa do sistema, que é uma medida da energia potencial. Nas regiões centrais de uma galáxia ($r \sim 10^{2-3}$ pc), essa massa representa essencialmente a massa em estrelas M_* . Se tivermos uma medida da luminosidade e tamanho do sistema, podemos calcular a razão massa/luminosidade, M/L . A razão M/L , por sua vez, pode ser usada como diagnóstico de populações estelares. Basta lembrar que, para estrelas da seqüência principal, $L \sim M^4$; isso implica que populações mais jovens têm uma razão M/L menor do que populações mais velhas.

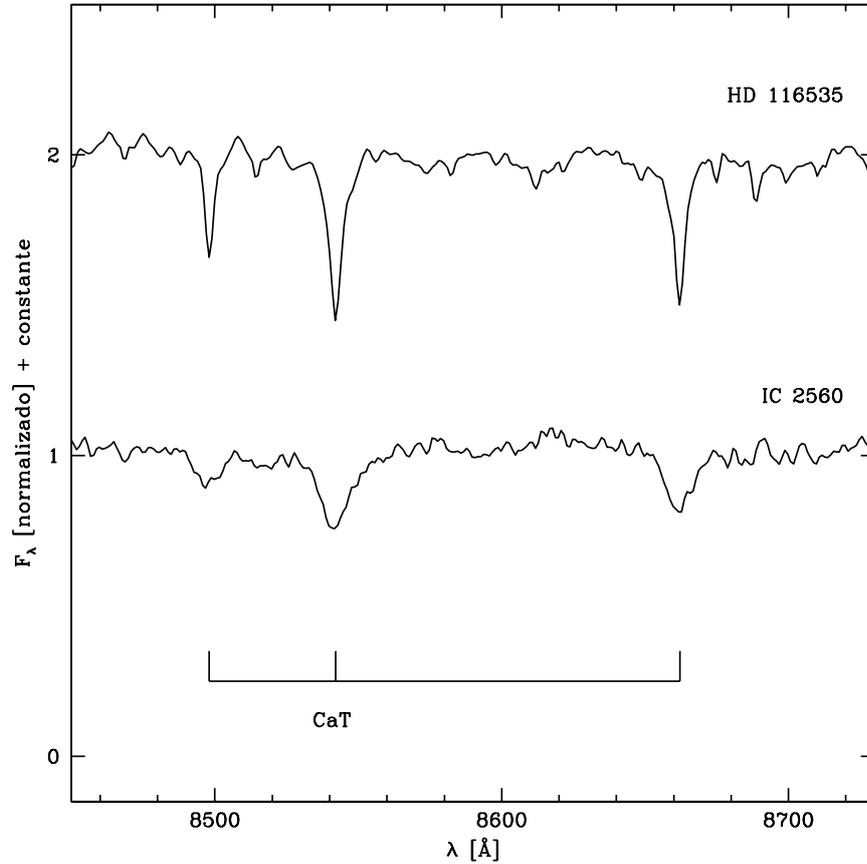


Figura 1.1: Espectros da estrela HD 116535, do tipo K0III, e da galáxia IC 2560. Os comprimentos de onda das linhas do triplete do cálcio estão marcadas pela barra rotulada ‘CaT’. Note como as linhas de absorção da galáxia são bem mais largas e menos profundas do que as da estrela.

Não é apenas a razão massa/luminosidade, contudo, que se pode inferir a partir da cinemática galáctica e da dispersão de velocidades. Os estudos de [Ferrarese & Merritt \(2000\)](#) e [Gebhardt et al. \(2000\)](#) revelaram uma boa correlação empírica entre σ_* e a massa M_\bullet do buraco negro super-massivo, presente no centro da maioria das galáxias com componente esferoidal (ou seja, elípticas ou espirais de tipo *early*). Apesar de σ_* ser uma boa traçadora do potencial central, não é completamente intuitiva a descoberta de uma relação entre os buracos negros dos núcleos ativos de galáxias (AGNs) e propriedades cinemáticas da galáxia hospedeira, uma vez que a massa do buraco negro central é muito menor do que a massa em estrelas no bojo. Especula-se que essa relação, na verdade, indica uma conexão entre os processos de formação e/ou evolução de buracos negros e

suas galáxias hospedeiras.

Portanto, a cinemática de uma galáxia, medida principalmente através de σ_* , carrega informações bastante úteis sobre o poço de potencial central, as populações estelares e até mesmo sobre a atividade dos AGNs. Na seção seguinte, vamos revisar os estudos mais relevantes feitos até hoje sobre a cinemática estelar em AGNs.

1.1.2 Trabalhos Anteriores

O trabalho de [Terlevich et al. \(1990\)](#) foi o pioneiro no estudo sistemático das linhas de absorção do triplete do cálcio $\lambda\lambda 8498.02, 8542.09, 8662.14 \text{ \AA}$ em AGNs. Essa região espectral destaca-se por ser relativamente limpa, livre de linhas de emissão fortes e de outros efeitos espúrios. Esses autores deram ênfase à largura equivalente do triplete do cálcio (W_{CaT}), e mostraram que ela é uma ótima ferramenta para o diagnóstico de populações estelares e da presença de um contínuo não-estelar (*featureless continuum*). Eles chegaram à conclusão de que a W_{CaT} para galáxias do tipo Seyfert não sofre diluição e que, portanto, o *featureless continuum* desaparece do óptico para o infravermelho próximo. Interpreta-se isso como um sinal de que as linhas do Ca II são produzidas por super-gigantes vermelhas em surtos de formação estelar (*starbursts*). Esse resultado foi uma das primeiras indicações de que atividade nuclear e formação estelar podem coexistir em AGNs, tema que, à sua época, causou grande polêmica por conta do embate entre defensores do modelo de *starburst* para AGN e os defensores da mais ortodoxa (e hoje em dia hegemônica) escola que associa a fonte de energia em AGNs a buracos negros.

Outra maneira de estudar populações estelares é via a razão massa/luminosidade. [Oliva et al. \(1995, 1999\)](#) estimaram M/L para galáxias hospedeiras de AGNs a partir da análise das bandas do CO (1.62, 2.29 μm) e do Si (1.59 μm) no infravermelho próximo. Foi observado, então, que a razão M/L nessa faixa espectral é um ótimo diagnóstico para distinguir entre a presença de super-gigantes vermelhas (evidências de *starbursts* recentes) e a de gigantes vermelhas (população velha). Outro resultado desse estudo é que cerca de 40% das Seyfert 2 têm traços de populações jovens, em concordância com estudos em outras faixas espectrais, como [Cid Fernandes et al. \(2001\)](#). Curiosamente, nenhuma das 8 Seyfert 1 estudadas por [Oliva et al. \(1995, 1999\)](#) apresenta evidência de formação estelar recente, contradizendo a expectativa de Seyferts 1 e 2 diferirem apenas em orientação. Infelizmente, até hoje este estudo não foi repetido para uma amostra significativa de objetos.

Foi a partir do trabalho de Nelson & Whittle (1995, 1996), entretanto, que a dispersão de velocidades na região do triplete do cálcio ganhou notoriedade. Nesse estudo, foram medidas dispersões de velocidades para 85 objetos com o método da correlação cruzada, para as linhas de absorção do triplete do cálcio e do Mg b $\lambda\lambda 5167.5, 5172.7, 5183.6$ Å. A principal contribuição desse trabalho foi a investigação das relações entre (a) a cinemática estelar do bojo e as propriedades das galáxias de núcleo ativo e (b) a cinemática estelar e a cinemática gasosa nessas galáxias. (a) A relação entre a cinemática estelar do bojo e as propriedades das galáxias hospedeiras de núcleo ativo foi explorada através da relação de Faber-Jackson, $L \propto \sigma_{\star}^n$, para galáxias do tipo Seyfert. Para galáxias normais, sabia-se que $n \sim 3-4$; para galáxias Seyfert, esses autores encontraram $n \sim 2.7$. Ou seja, não existe diferença significativa entre a relação de Faber-Jackson para galáxias normais e para galáxias Seyfert e, portanto, o bojo de galáxias Seyfert é cinematicamente normal. Os autores encontraram, contudo, um *offset* na relação de Faber-Jackson para galáxias Seyfert (Figura 1.2), de forma que as dispersões de velocidades são em média 20% menores do que para galáxias normais dada a mesma luminosidade. Ou seja, dado o mesmo brilho, as galáxias Seyfert são menos massivas; ou, ainda, dada a mesma massa, as galáxias Seyfert são mais luminosas. Isso implica que a relação M/L para galáxias Seyfert é **menor** do que para galáxias normais. Tal resultado é consistente com *starbursts* e uma população estelar jovem. (b) Outro resultado importante desse trabalho é a relação existente entre a cinemática estelar e a gasosa. Encontrou-se uma forte correlação entre a largura σ_{gas} das linhas de emissão do [O III] $\lambda 5007$ e a dispersão de velocidades estelar σ_{\star} . Isso implica que a região de linhas estreitas (NLR, do inglês *narrow-line region*) tem uma forte dependência com o potencial gravitacional central. A partir dessas conclusões, passou-se a usar σ_{gas} como uma alternativa para a medida de σ_{\star} .

Com o objetivo de investigar em que situações σ_{gas} pode substituir σ_{\star} , Greene & Ho (2005) calibraram a relação $\sigma_{\text{gas}}-\sigma_{\star}$ para várias transições ([O II] $\lambda 3727$, [O III] $\lambda 5007$ e [S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$), e para 1749 objetos da base de dados do SDSS. O trabalho concluiu que σ_{gas} pode ser usado como um traçador de σ_{\star} ; no entanto, por causa do espalhamento da relação, deve ser usado apenas em estudos estatísticos, e não para objetos individuais. Eles avaliaram ainda o efeito da abertura da fibra utilizada nas observações do SDSS em σ_{\star} . Para a amostra estudada, o resultado é que o efeito de rotação sobre σ_{\star} é desprezível.

Foram os trabalhos de Ferrarese & Merritt (2000) e Gebhardt et al. (2000), contudo, que reavivaram o interesse nas dispersões de velocidades. Ambos os estudos mostraram que existe uma boa correlação entre esta e a massa do buraco negro super-massivo central

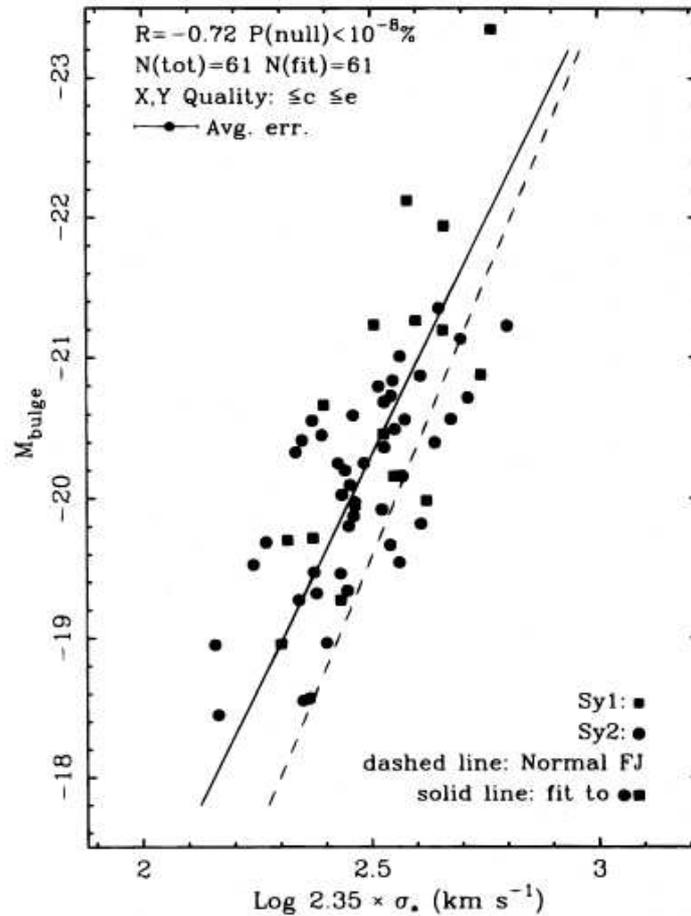


Figura 1.2: Relação de Faber-Jackson para galáxias do tipo Seyfert. No eixo das abscissas, temos a magnitude do bojo na banda B (M_{bulge}); no das ordenadas, $\log 2.35 \times \sigma_*$ (km s^{-1}). A linha cheia representa o melhor ajuste aos dados; a linha pontilhada, a relação de Faber-Jackson para galáxias normais derivadas por Whittle (1992). Extraído de Nelson & Whittle (1996).

(isto é, a relação $\sigma_* - M_\bullet$; ver Figura 1.3). Como essa relação é a maneira mais direta e provavelmente a única relativamente confiável para medir M_\bullet para galáxias distantes, não é de se estranhar o ressurgimento de trabalhos com o intuito de obter medidas mais precisas para σ_* em AGNs. Na seção seguinte, apresentamos a contribuição do nosso grupo para essa busca.

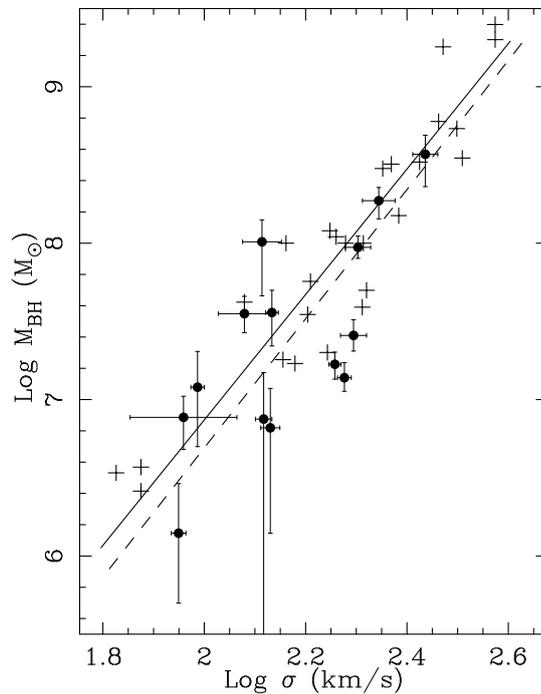


Figura 1.3: Massa do buraco negro em função da dispersão de velocidades. Os círculos representam medidas feitas por Nelson et al. (2004) para galáxias do tipo Seyfert; as cruzes representam medidas de Gebhardt et al. (2000) para galáxias elípticas e S0 normais. Nelson et al. (2004) determinaram M_{\bullet} através de mapas de reverberação; Gebhardt et al. (2000) as obtiveram a partir de modelos da cinemática estelar no núcleo. A linha cheia representa a relação σ_* - M_{\bullet} calculada por Tremaine et al. (2002); a linha tracejada é o melhor ajuste aos dados do gráfico. Extraído de Nelson et al. (2004).

1.1.3 Este Trabalho

Na seção anterior, vimos o ressurgimento do interesse em medidas precisas da dispersão de velocidades, tanto para o estudo da cinemática galáctica quanto a de núcleos ativos. Como vários trabalhos sugerem, uma boa tática para medir σ_* é usar as linhas de absorção do tripleto do cálcio, por ser uma região espectral relativamente livre de complicações. Outra vantagem adicional de se trabalhar com essa faixa espectral são os diagnósticos sobre populações estelares que podem, em princípio, ser derivados a partir da largura equivalente do tripleto do Ca II.

É indiscutível, portanto, a importância de derivar métodos confiáveis para medir a dispersão de velocidades. Nos estudos iniciados por Vega (2004) e Garcia-Rissmann et al. (2005), apresentamos um atlas de espectros do tripleto do cálcio para 78 objetos,

a maioria dos quais são galáxias hospedeiras de núcleo ativo. Medimos dispersões de velocidades estelares nucleares para 72 objetos, com os métodos da correlação cruzada e do ajuste direto, e verificamos que não há diferença significativa entre os resultados dos dois métodos. Foram feitas medidas também da largura equivalente do tripleto do cálcio.

No presente trabalho, são mostrados detalhes dos métodos usados para a medida das dispersões de velocidades publicadas em [Garcia-Rissmann et al. \(2005\)](#). São apresentadas aqui as particularidades de cada método adotado, além dos extensos testes envolvidos nos cálculos de incertezas. O principal objetivo é promover uma compreensão mais profunda sobre os méritos e os limites dos métodos utilizados. Acredito que o presente grau de detalhamento irá contribuir para esse aprofundamento ao esclarecer e acrescentar alguns pontos dos estudos já publicados.

Deve-se notar que, para o método do ajuste direto, usamos o código de síntese de populações estelares STARLIGHT. Apesar de esta não ser uma aplicação de síntese e estarmos interessados apenas em σ_* , o nosso código mostrou-se mais do que adequado para este propósito.

Apresento também, para uma sub-amostra de 34 dos nossos objetos, um estudo inédito com espectros espacialmente resolvidos. Observamos, com esses dados, a variação de σ_* e da largura equivalente do Ca II com a posição espacial. A partir do comportamento desses parâmetros, obtivemos alguns diagnósticos sobre populações estelares em galáxias Seyfert 1 e 2.

1.2 Sloan Digital Sky Survey

1.2.1 As Grandes Bases de Dados

O céu sempre encantou a mente humana com o seu incansável ciclo de dias e noites. As noites, em especial, sempre foram propícias às especulações acerca dos aparentemente infindáveis pontos brilhantes. Desde a admiração e a catalogação de astros feitas pelos nossos mais remotos antepassados, a humanidade buscou, com a ajuda destes vastos dados, encontrar coesão e padrões que explicassem os fenômenos do universo. E, ao trilhar estes caminhos, deparou-se com um universo tão imenso que não teve outra escolha a não ser se subjuguar e continuar catalogando.

Os esforços de catalogação dos objetos celestes não foram pequenos; vieram desde os babilônios, passaram por Ptolomeu, e expandiram-se com as chapas fotográficas a partir do início do século XX. Atualmente, com a capacidade de armazenamento cada vez maior e as novas possibilidades da chamada era digital, catálogos grandiosos estão sendo produzidos. O Two Degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) e o Sloan Digital Sky Survey (SDSS) são alguns dos projetos mais ousados que surgiram nos últimos tempos. Bases de dados de grande porte e com dados de boa qualidade permitem testes estatísticos bem mais robustos, imprescindíveis para a corroboração, refutação ou mesmo criação de teorias.

As grandes bases de dados estão revolucionando também os métodos de trabalho dos astrônomos. O que antes era feito de forma quase artesanal – certos tipo de redução e análise de dados, por exemplo – hoje em dia necessita de abordagens inovadoras e automatizadas. Novas soluções computacionais e estatísticas estão cada vez mais em voga.

O SDSS, em particular, pretende mapear uma área de π estereo-radianos (isto é, um quarto do céu) e catalogar mais de 100 milhões de objetos. Para cerca de um milhão de galáxias na vizinhança local, selecionadas dentre esses objetos, serão obtidas informações espectrais. Os espectros cobrem a região de 3800–9200 Å, com resolução $\lambda/\Delta\lambda \sim 1800$, e são observados através de fibras de abertura de 3 segundos de arco. Mais detalhes sobre os objetivos e os procedimentos do SDSS são encontrados em [York et al. \(2000\)](#). A redução de dados e seqüência de algoritmos são descritos em [Stoughton et al. \(2002\)](#); as publicações de dados (*data releases*), em [Abazajian et al. \(2003, 2004, 2005\)](#) e [Adelman-McCarthy et al. \(2005\)](#). A próxima seção traz uma pequena revisão de estudos catalisados pelo SDSS.

1.2.2 Trabalhos Anteriores

A abundância de objetos do SDSS reflete-se na imensa quantidade de estudos feitos com essa base de dados. É uma tarefa quase sobre-humana revisar todos os estudos derivados dessa base, apesar de sua relativa juventude – a primeira leva de dados foi liberada em 2001. Iremos, portanto, nos concentrar nos trabalhos de três grupos: (1) [Kauffmann et al. \(2003a,b,c\)](#), (2) [Heavens et al. \(2004\)](#); [Panter et al. \(2003\)](#) e (3) [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#); [Mateus et al. \(2006\)](#); [Stasińska et al. \(2006\)](#); [Gomes \(2005\)](#). Esses grupos trabalham com os principais métodos de síntese de populações estelares aplicados aos objetos do SDSS para recuperação da história de formação estelar e de propriedades

galácticas.

Os estudos de [Kauffmann et al. \(2003a,b,c\)](#) recuperam a história de formação estelar, massas estelares e extinção por poeira de objetos do SDSS a partir de índices espectrais, como a quebra em 4000 Å e a linha de absorção H δ de Balmer, quantificados pelos índices $D_n(4000)$ e $H\delta_A$, respectivamente. Em poucas palavras, o método desse grupo consiste em comparar os índices medidos com uma biblioteca de histórias de formação estelar.

A primeira etapa da análise consiste em achar o espectro que melhor modele a contribuição estelar para o espectro galáctico. Com isso, pode-se separar o espectro galáctico em dois: um “puramente” estelar, no qual medem-se índices estelares, e um “puramente” nebuloso, resultado da subtração entre o espectro observado e o estelar modelado, no qual medem-se linhas de emissão nebuloso. Calculados os índices espectrais, usam-se, então, os índices $D_n(4000)$ e $H\delta_A$ como diagnósticos para *starbursts* e para determinar a idade estelar; e, a partir da fotometria de banda larga, são recuperadas a extinção por poeira e a massa em estrelas. Esses parâmetros são obtidos pela comparação das medidas dos índices e cores com uma biblioteca de realizações de Monte Carlo de diferentes histórias de formação estelar, que levam em conta, para várias metalicidades, tanto formação estelar contínua quanto *starbursts*.

Esses autores apresentam alguns resultados importantes em relação à distribuição de massa em galáxias e quanto às galáxias hospedeiras de AGNs. Os autores verificaram que a maior parte da massa do universo local reside em galáxias de $M_\star \sim 5 \times 10^{10} M_\odot$. Além disso, existe uma clara divisão entre galáxias de alta e baixa massa (Figura 1.4). Galáxias de baixa massa têm, em geral, uma população jovem, um índice de concentração típico de discos, *starbursts* recentes, e evidências de que a taxa de formação estelar é maior quanto maior o halo galáctico, talvez por consequência de processos de *feedback* de supernovas. Galáxias de alta massa apresentam populações mais velhas, um índice de concentração típico de bojos, evidência de que a taxa de formação estelar diminui quanto maior for o halo, e indicação de que há pouca formação estelar uma vez que as galáxias massivas se formam. Para os estudos de AGNs do tipo *narrow-line* (isto é, Seyferts 2 e LINERs), esse grupo mostrou que as suas hospedeiras têm propriedades muito parecidas com as de galáxias de tipo *early*. Para AGNs de baixa luminosidade (calculada a partir da linha de emissão [O III] λ 5007), as populações estelares são muito parecidas com as de galáxias de tipo *early*; por outro lado, para AGNs de alta luminosidade ($L_{[\text{O III}]}$ $> 10^7 L_\odot$), as populações parecem ser bem mais jovens e há evidências de *starbursts* recentes. A partir do estudo de AGNs do tipo *broad-line*, esses autores afirmam que não há diferença

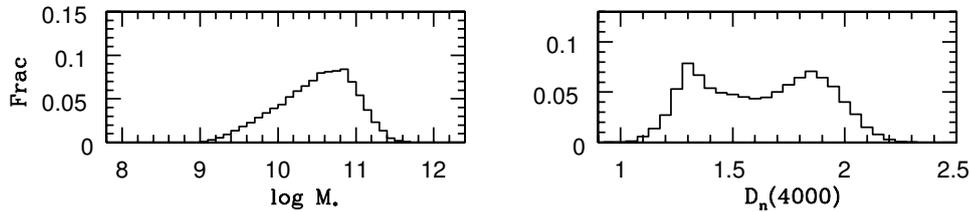


Figura 1.4: A fração da massa estelar total em galáxias no universo local como função da massa estelar (painel à esquerda) e de $D_n(4000)$ (painel à direita). $D_n(4000)$ é usado como diagnóstico para as populações estelares, de modo que, quanto maior $D_n(4000)$, mais jovens são as populações. Observe como essa distribuição é bimodal. Extraído de [Kauffmann et al. \(2003b\)](#).

significativa entre a composição estelar de galáxias do tipo Seyfert 2 e quasares de mesma luminosidade e *redshift*. Isso significa que populações estelares jovens são características de AGNs com alta luminosidade. Estudos anteriores, como o de [Cid Fernandes et al. \(2001\)](#), já apontavam para esta conclusão, mas somente com a estatística descomunal do SDSS ele pode ser confirmado acima de qualquer dúvida.

O Multiple Optimized Parameter Estimation and Data compression (MOPED) é outro método de síntese de populações estelares que vem sendo aplicado ao conjunto de dados do SDSS. De acordo com [Heavens et al. \(2004\)](#) e [Panter et al. \(2003\)](#), a técnica consiste em modelar o espectro inteiro de uma galáxia para recuperar um certo conjunto de parâmetros sobre a história de formação estelar, a evolução da metalicidade e a extinção por poeira.

O primeiro passo para a análise do MOPED é a remoção das linhas de emissão e a degradação dos espectros para $\Delta\lambda \sim 20 \text{ \AA}$, ou seja, a mesma resolução dos espectros de populações estelares simples usadas na base. O algoritmo de compressão reduz então os espectros a apenas ~ 25 pontos de dados que, a princípio, contêm tanta informação quanto possível sobre os parâmetros de interesse. Esses ~ 25 pontos são escolhidos como o produto interno entre ~ 25 diferentes vetores de pesos e o vetor construído a partir dos dados espectrais. O segredo está, portanto, em encontrar vetores de pesos de modo a privilegiar os comprimentos de onda mais sensíveis aos parâmetros de interesse (isto é, idade, metalicidade e extinção). Segundo os autores, esse processo consegue conservar toda a informação do espectro, ou pelo menos toda a informação de interesse; portanto, certas degenerescências, como a da idade-metalicidade, são bem mais brandas do que para estudos com índices espectrais. Além disso, vale lembrar que não é feita nenhuma

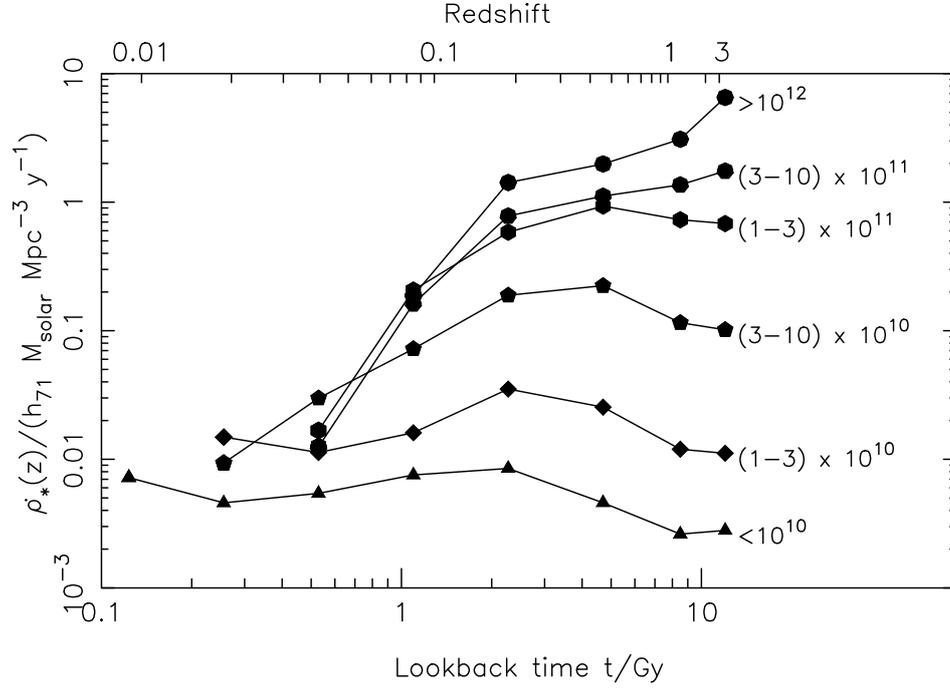


Figura 1.5: Taxa de formação estelar em diferentes épocas em função da massa estelar em galáxias. Extraído de [Heavens et al. \(2004\)](#).

hipótese *a priori* quanto à história de formação estelar.

Os autores dos estudos com o MOPED obtêm alguns resultados com implicações para a evolução das galáxias. Um dos principais resultados é que galáxias mais massivas formam estrelas antes se comparadas com galáxias menos massivas, e, portanto, a história de formação estelar não é a mesma para galáxias de diferentes massas (Figura 1.5). Isso aponta para um comportamento de *downsizing*. Eles encontram também que a taxa de formação estelar está em declínio há cerca de 6 bilhões de anos; para *redshifts* da ordem de $z > 2$, a taxa de formação estelar calculada pelos autores está de acordo com observações e estudos independentes em altos *redshifts*, o que é o esperado pelo princípio copernicano. Além disso, os autores afirmam que a distribuição de metalicidades para o gás de formação estelar é inconsistente com modelos de caixa fechada, mas consistente com o modelo de *infall* (captura de gás pela galáxia). Eles calculam, então, a fração da massa do gás em relação à massa total a partir de modelos de *infall*.

Os estudos de [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#); [Mateus et al. \(2006\)](#); [Stasińska et al. \(2006\)](#); [Gomes \(2005\)](#) apresentaram alguns resultados obtidos com a síntese semi-empírica de populações estelares, utilizando o código STARLIGHT, para amostras de cerca de 20000

e 50000 galáxias do SDSS. A síntese espectral modela o espectro galáctico **inteiro** como uma combinação linear dos elementos de uma base de populações estelares simples, de diferentes idades e metalicidades. Utilizam-se espectros com resolução $\Delta\lambda \sim 2 \text{ \AA}$, e os parâmetros calculados são condensados *a posteriori*, de modo a se obter uma descrição mais robusta das propriedades galácticas. Recuperam-se as frações de massa e de luz de cada componente da base, a massa total em estrelas, parâmetros da cinemática estelar e a extinção por poeira. A partir do espectro residual, calculado pela subtração entre o espectro observado e o sintético, obtêm-se informações sobre a cinemática nebular, como a intensidade de linhas de emissão, abundâncias nebulares e classificação de objetos em galáxias normais com formação estelar (NSFG), núcleos ativos (AGN), híbridas e passivas.

[Cid Fernandes et al. \(2005\)](#) verificaram a confiabilidade desse método de síntese para recuperar propriedades galácticas. Foram feitas simulações com galáxias fictícias, testes empíricos para a verificação de correlações astrofísicas, comparações de medidas obtidas a partir de métodos independentes, além da comparação com resultados de outros grupos. Mostrou-se nesse trabalho que os parâmetros recuperados são bastante satisfatórios, desde que as descrições sejam feitas a partir de uma combinação robusta de parâmetros, e não utilizando os resultados super-detalhados da síntese.

[Gomes \(2005\)](#) fez um estudo extensivo sobre o problema da síntese para galáxias elípticas. Chegou-se à conclusão de que essas galáxias deveriam ter uma população com razão α/Fe diferente da solar, e que não era bem representada pela base de populações estelares simples usada na síntese. Isso mostra que devemos ter bastante cuidado com os nossos resultados, verificando sempre se eles não estão sendo deturpados por algum efeito de incompletude da base.

[Mateus et al. \(2006\)](#) destacam o estudo da distribuição bimodal de populações estelares em galáxias. Vê-se essa bimodalidade principalmente na cor das galáxias, no índice $D_n(4000)$ e na idade estelar média. Encontra-se que a idade média ponderada pela luminosidade é a principal responsável por esse efeito. Além disso, são mostradas evidências também de *downsizing*.

[Stasińska et al. \(2006\)](#) fizeram uso dos resultados nebulares para estudar meios de distinguir AGNs de NSFGs. A ênfase desse trabalho é compreender por que diagramas de diagnóstico têm a forma que têm, comparando dados com modelos de fotoionização. É utilizado principalmente o diagrama $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ contra $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$. Uma nova linha divisória para separar AGNs de NSFGs é proposta. Além disso, apresenta-se um novo

diagrama, que permite a classificação de galáxias a altos *redshifts* com espectros ópticos.

Há, portanto, diferenças consideráveis entre os métodos aplicados pelo nosso grupo, com o STARLIGHT, e as técnicas de [Kauffmann et al. \(2003a\)](#) e [Heavens et al. \(2004\)](#). O grupo envolvido no estudo de [Kauffmann et al. \(2003a\)](#), por um lado, utiliza índices espectrais para criar bibliotecas de histórias de formação estelar, o que limita o grau de detalhamento de estudos da evolução de galáxias. Por outro, como eles obtêm um espectro nebuloso puro pela subtração de um contínuo estelar, podem investigar a fundo as linhas de emissão provenientes do gás em galáxias (e a partir disso, por exemplo, fazer estudos de abundâncias nebulares e classificação de galáxias em AGNs e NSFGs). O grupo que trabalha com o MOPED ([Heavens et al. 2004](#)), por outro lado, obtêm informações bem mais robustas sobre a contribuição de populações estelares em galáxias. Portanto, eles obtêm uma história de formação estelar e evolução galáctica razoavelmente detalhada. No entanto, como a técnica deles consiste em eliminar por completo as linhas de emissão, todo o estudo nebuloso feito por esse grupo é feito com base em modelos de evolução química e, portanto, não chega ao grau de detalhes conseguido por [Kauffmann et al. \(2003a\)](#).

O STARLIGHT, por sua vez, reúne o melhor dos dois mundos, e com um grau de detalhes maior. Os nossos estudos da história de formação estelar em galáxias, por exemplo, são baseados em um ajuste bem mais detalhado do espectro galáctico do que o utilizado pelo MOPED. E, no estudo de linhas de emissão, temos à nossa disposição, para comparação, parâmetros estelares bem mais robustos dos que os obtidos apenas com índices espectrais, como faz o trabalho de [Kauffmann et al. \(2003a\)](#). Temos, portanto, ferramentas bem mais completas para lidar com vários problemas astrofísicos.

Na seção seguinte, apresentamos algumas extensões da aplicação do código de síntese STARLIGHT à base de dados do SDSS, dando continuidade aos estudos de [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#); [Mateus et al. \(2006\)](#); [Stasińska et al. \(2006\)](#); [Gomes \(2005\)](#).

1.2.3 Este Trabalho

Neste trabalho, aplicamos o algoritmo de síntese STARLIGHT para 354992 galáxias da base de dados do SDSS ([Abazajian et al. 2003, 2004, 2005](#) e [Adelman-McCarthy et al. 2005](#)). Apresentamos aqui dois estudos feitos a partir dessa amostra de galáxias.

O primeiro estudo dedica-se ao aprimoramento técnico da síntese. O nosso principal intuito foi resolver o problema de criação automática de máscaras (isto é, a eliminação

de regiões não desejáveis no ajuste) para os espectros dos objetos da base de dados. Boas máscaras são fundamentais tanto para melhorar a confiabilidade do ajuste quanto para obter um bom espectro residual, no qual podemos observar com mais clareza linhas de emissão nebulares.

A segunda parte deste trabalho representa o início da exploração do grande banco de dados construído com os resultados da síntese para 354992 galáxias. Tal base de dados possibilita abordar inúmeras questões astrofísicas sobre a natureza e evolução de galáxias. Para ilustrar este potencial, apresentamos dois resultados preliminares. No primeiro, usamos diagramas de diagnóstico para investigar as diferenças entre as seqüências de galáxias hospedeiras de núcleos ativos e galáxias normais com formação estelar. No segundo, obtemos a história de formação estelar de galáxias em função da sua massa em estrelas, tanto para AGNs quanto para NSFGs. Apesar de muitos detalhes não terem sido considerados neste momento, já vislumbramos alguns resultados bastante interessantes, que pretendemos aprofundar em estudos posteriores.

1.3 Organização deste trabalho

Este trabalho está organizado da seguinte forma: o Capítulo 2 descreve de forma detalhada o nosso código de síntese espectral; o Capítulo 3 é dedicado ao estudo da cinemática estelar em galáxias a partir de espectros na região do tripleto do cálcio; o Capítulo 4 apresenta o estudo de 354992 galáxias do SDSS; o Capítulo 5 traz os principais resultados desse trabalho e perspectivas para estudos futuros.

Capítulo 2

Síntese de populações estelares

Há uma centena de anos, ainda não havia uma distinção clara entre a Via Láctea e o resto do universo. Apenas na década de 1920, principalmente a partir dos estudos de Edwin Hubble, é que passou-se a aceitar que algumas das “nebulosas espirais” observadas no céu eram, de fato, outras galáxias.

O fato de termos, de certa maneira, “descoberto” as galáxias tão recentemente já diz bastante sobre a dificuldade em observá-las. É claro que o nosso entendimento sobre objetos extragalácticos avançou enormemente no último século, passando pelo diagrama de Hubble e chegando aos estudos de estruturas em larga escala. Ainda assim, uma dificuldade persiste: para a maioria das galáxias, exceto para as muito próximas, não conseguimos resolver estrelas individuais. Elas continuam parecendo, mesmo aos olhos dos telescópios mais modernos, “nebulosas” interessantes e curiosas.

Apesar da dificuldade observacional, os astrônomos desenvolveram alguns truques para obter informações sobre a composição das galáxias, mesmo sem poder resolver os seus constituintes. Se podemos ter informações sobre os íons que constituem uma estrela, mesmo sem observar os íons, por que não poderíamos deduzir que estrelas constituem uma galáxia, mesmo sem poder observar diretamente as suas estrelas? A estratégia encontrada foi reproduzir ou modelar o espectro integrado de uma galáxia, e, nesse processo, encontrar a população de estrelas que a habita.

Surgiram, assim, duas escolas que desenvolveram a chamada síntese de populações estelares: a evolutiva e a semi-empírica. Uma revisão detalhada desses estudos é feita por [Gomes \(2005\)](#). Em linhas gerais, a síntese de populações estelares evolutiva produz uma biblioteca de espectros a partir de certas hipóteses iniciais, como a história de formação

estelar, a evolução química e a função de massa inicial. Tenta-se encontrar então, dentro dessa biblioteca, o espectro que mais se assemelha ao espectro galáctico observado. A síntese de populações estelares semi-empírica, por outro lado, tenta modelar o espectro de uma galáxia como uma combinação linear de estrelas ou aglomerados estelares. Seja qual for o método adotado, a vasta maioria dos estudos não trabalha com o espectro inteiro, apenas com índices espectrais (como larguras equivalentes e cores, por exemplo).

Obviamente as duas abordagens têm as suas vantagens e desvantagens. O principal inconveniente da síntese evolutiva é garantir que as hipóteses iniciais levem a modelos físicos reais, e que a biblioteca de objetos seja completa. A dificuldade da síntese semi-empírica, por outro lado, é partir de uma base de estrelas ou aglomerados abrangente o suficiente para reproduzir as condições diversas das outras galáxias. E, independente da abordagem do problema de síntese, convém usar o espectro observado como um todo, que certamente contém mais informações do que índices espectrais isolados.

O nosso grupo resolveu atacar o problema de síntese de modo a aproveitar o melhor das duas escolas. Tentamos, assim, modelar o espectro inteiro de uma galáxia a partir de uma combinação linear dos elementos da base. Isso é, à primeira vista, apenas um passo adiante para a síntese semi-empírica, há pouco tempo só feita com índices espectrais. Podemos, contudo, inserir uma pitada de síntese evolutiva, se quisermos. A base não necessariamente precisa ser constituída de estrelas observadas; podem ser usadas estrelas ou populações estelares simples teóricas. Todas as hipóteses de evolução química, modelos de atmosfera e história de formação estelar estarão embutidas nessa base teórica.

Apesar da grande miríade de aplicações já cobertas com o nosso programa de síntese a partir de bases de estrelas observadas, apenas a partir da biblioteca de populações estelares simples desenvolvida por [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) é que as propriedades galácticas relevantes, como idade, metalicidade e massa, puderam ser recuperadas de forma mais robusta. Isso, somado às grandes bases de dados com espectros de qualidade, como a do Sloan Digital Sky Survey (SDSS), incentivaram o aperfeiçoamento do algoritmo de síntese STARLIGHT ([Cid Fernandes et al. 2005](#)).

Neste trabalho, aplicamos o código de síntese STARLIGHT a dois estudos. Um desses é o estudo da cinemática estelar em galáxias na região do tripleto do cálcio, em 8498.02, 8542.09, 8662.14 Å. O outro é uma demonstração de uma pequena fração das informações que podem ser derivadas da base de dados do SDSS.

Na próxima seção, iremos discutir, de forma geral, a implementação matemática do

nosso código de síntese. Analisamos as suas idiossincrasias e cuidados que devem ser tomados ao analisar os resultados inferidos pelo nosso algoritmo.

2.1 O algoritmo de síntese Starlight

Como explanado na seção anterior, a abordagem matemática do código de síntese de populações estelares STARLIGHT segue, de certa forma, a escola semi-empírica. O nosso método consiste em modelar um espectro observado O_λ usando uma combinação convexa (isto é, uma combinação linear com coeficientes positivos) dos elementos de uma base. Incluímos também uma gaussiana para dar conta da cinemática e um termo para a extinção por poeira, de acordo com a seguinte equação:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^{N_\star} x_j T_{j,\lambda} r_\lambda \right] \otimes G(v_\star, \sigma_\star) , \quad (2.1)$$

onde:

- M_λ é o espectro sintético.
- M_{λ_0} é um fator de normalização, definido como o fluxo total do espectro sintético no comprimento de onda λ_0 .
- $T_{j,\lambda}$ é o espectro da j -ésima ($j = 1 \dots N_\star$) componente da base, normalizado em λ_0 . A base pode ser constituída tanto por estrelas ou combinações de estrelas observadas quanto por estrelas ou populações estelares teóricas. Pode-se até mesmo incluir, dependendo do problema estudado, outras componentes na base, como quasares ou leis de potência.
- x_j é a fração com que cada elemento $T_{j,\lambda}$ da base contribui para o fluxo de M_λ .
- $r_\lambda \equiv 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$ leva em conta os efeitos de extinção por poeira.
- $G(v_\star, \sigma_\star)$ é uma distribuição gaussiana de velocidades na linha de visada, centrada em v_\star e alargada por σ_\star .
- \otimes expressa uma convolução.

Define-se como o melhor ajuste aquele que minimiza o χ^2 entre o espectro observado e o modelo:

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} [(O_{\lambda} - M_{\lambda}) w_{\lambda}]^2, \quad (2.2)$$

onde w_{λ} é o inverso do ruído em O_{λ} . Utilizamos o algoritmo de Metropolis em conjunto com o *simulated annealing* (ver, por exemplo, MacKay 2003) para tentar evitar que o ajuste prenda-se por mínimos locais do χ^2 .

Características espectrais não desejáveis no ajuste, ou por serem muito ruidosas ou por não estarem contempladas na base, podem ser mascaradas com a simples definição de $w_{\lambda} = 0$. A importância dessa simplicidade na definição de máscaras é explorada nas seções 3.2.1 e 4.1. Como regra geral, verificamos que máscaras baseadas em características gerais da amostra estudada produzem uma boa primeira aproximação para os espectros modelados. No entanto, para um refinamento dos ajustes é essencial a confecção de uma máscara individual para cada objeto estudado, levando em conta as peculiaridades de cada espectro a ser modelado.

O fato das máscaras “gerais”, isto é, aplicadas a todos os objetos de uma amostra, produzirem bons resultados em primeira aproximação reside nos mecanismos de controle desenhados no programa. Um desses mecanismos, por exemplo, consiste em mascarar automaticamente partes do espectro que estejam de dois a três sigma (esse número é ajustável pelo usuário) acima do ruído. Assim, espera-se diminuir a interferência no ajuste por linhas de emissão mais fortes ou pixels ruins que eventualmente não foram mascarados *a priori* pelo usuário.

Simulações e testes empíricos para verificar a confiabilidade deste método na recuperação de propriedades galácticas foram feitas por Gomes (2005). Em uma análise dos resultados de qualquer aplicação do código de síntese, deve-se levar em conta, por exemplo, o efeito da multiplicidade de soluções. Isto está ligado principalmente a degenerescências intrínsecas da base (como o efeito da idade-metalicidade, ou o uso de estrelas muito parecidas), ou mesmo degenerescências estatísticas, isto é, a impossibilidade de diferenciar duas soluções distintas devido ao nível de ruído no espectro estudado.

Nos Capítulos 3 e 4, volto ao tema da confiabilidade dos resultados do código de síntese para cada uma das aplicações apresentadas neste trabalho.

2.2 Aplicações da Síntese de Populações Estelares neste trabalho

Apesar do código de síntese STARLIGHT ter sido desenvolvido principalmente com o objetivo de recuperar a história de formação estelar de uma galáxia, ele se mostrou muito mais versátil. O algoritmo pode ser usado, por exemplo, para retirar toda a contribuição estelar a um espectro, de modo a se estudar o espectro puro de emissão nebulosa de uma galáxia. Outra possibilidade é usá-lo para modelar apenas uma pequena faixa espectral que contenha linhas de absorção e obter boas medidas para a dispersão de velocidades estelar dessas linhas.

No Capítulo 3, apresentamos a aplicação do STARLIGHT à medida da dispersão de velocidades estelar na faixa do tripleto do cálcio. Usamos bases de estrelas padrões de velocidades observadas na mesma configuração instrumental dos nossos objetos. As bases são constituídas principalmente por estrelas do tipo espectral K, com mais frequência das do tipo K0III, e eventualmente algumas estrelas do tipo G e F. Nesses casos, claramente temos o problema da dependência linear intrínseca da base. Analisamos até que ponto isso afeta as nossas medidas da dispersão de velocidades e das incertezas correspondentes na Seção 3.2.2.

No Capítulo 4, estudamos um procedimento para mascarar linhas de emissão para os objetos do SDSS. Além disso, modelamos os espectros de 354992 galáxias, apresentando alguns resultados preliminares para a classificação de galáxias a partir de diagramas diagnósticos e para história de formação estelar em galáxias. Nesse estudo, utilizamos uma base teórica extensa e extremamente detalhada de 150 populações estelares simples do trabalho de Bruzual & Charlot (2003), de 25 diferentes idades e 6 metalicidades. Dependendo do grau de precisão desejado, usamos bases reduzidas, que economizam bastante tempo de computação para as centenas de milhares de objetos do SDSS, ou bases mais completas, incluindo uma grade mais refinada de populações de diferentes idades e metalicidades. Esta será de fato a primeira aplicação desta amostra gigante, cuja modelagem foi recentemente completada.

A Figura 2.1 mostra um exemplo da aplicação do nosso código de síntese para o estudo do tripleto do cálcio. As Figuras 2.2 e 2.3 trazem exemplos da síntese espectral para objetos da base de dados do SDSS.

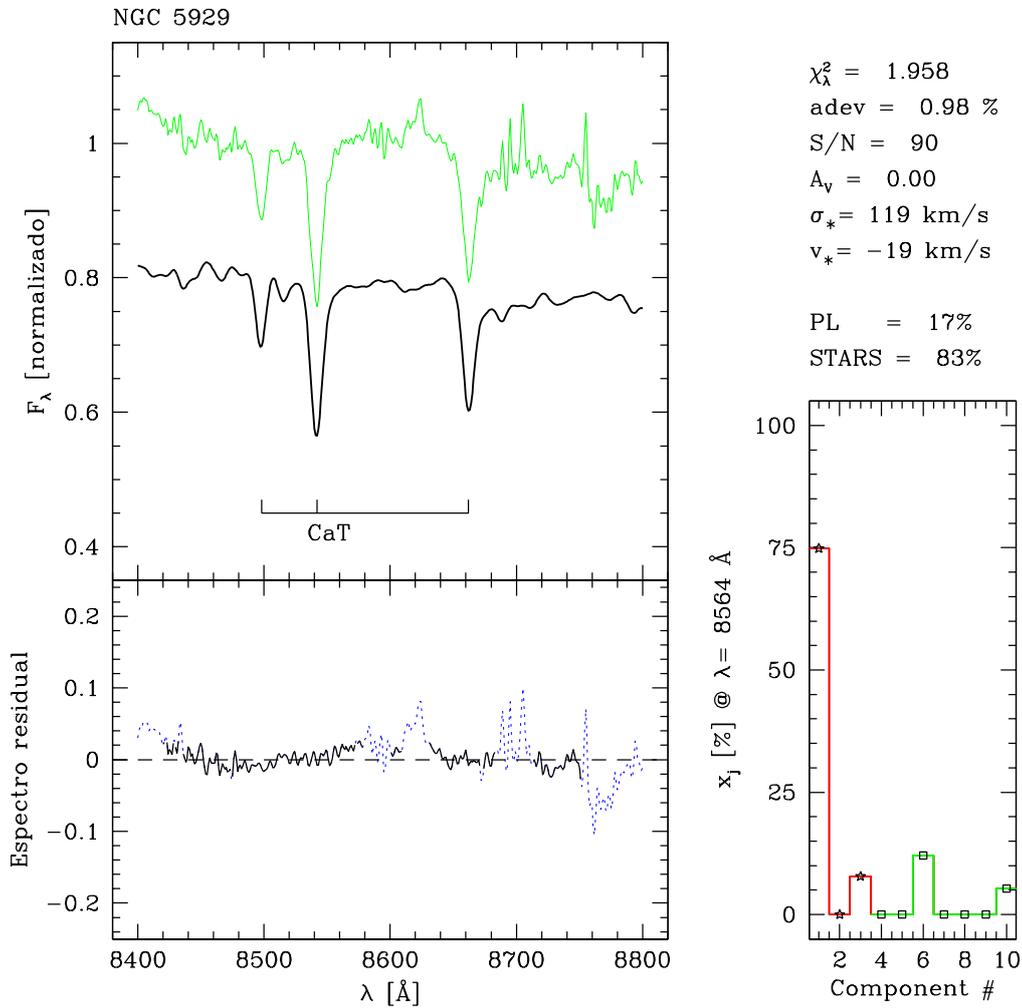


Figura 2.1: Aplicação do código de síntese STARLIGHT para o estudo do triplete do cálcio. No painel superior à esquerda, mostramos o espectro observado da galáxia NGC 5929 (em verde) e o espectro modelado (em preto) deslocado para baixo por 0.2 para maior claridade da figura. Os comprimentos de onda do triplete do cálcio estão marcados com o símbolo “CaT”. O painel inferior traz o espectro residual $O_\lambda - M_\lambda$. As partes desenhadas em linha pontilhada foram mascaradas e não são consideradas no ajuste. O painel à direita mostra a contribuição de cada um dos elementos da base (neste caso, estrelas padrões de velocidade e leis de potência) para o espectro modelado. Acima deste painel estão algumas propriedades galácticas derivadas pelo programa de síntese. Dentre elas, estamos especialmente interessados na dispersão de velocidades estelar σ_* .

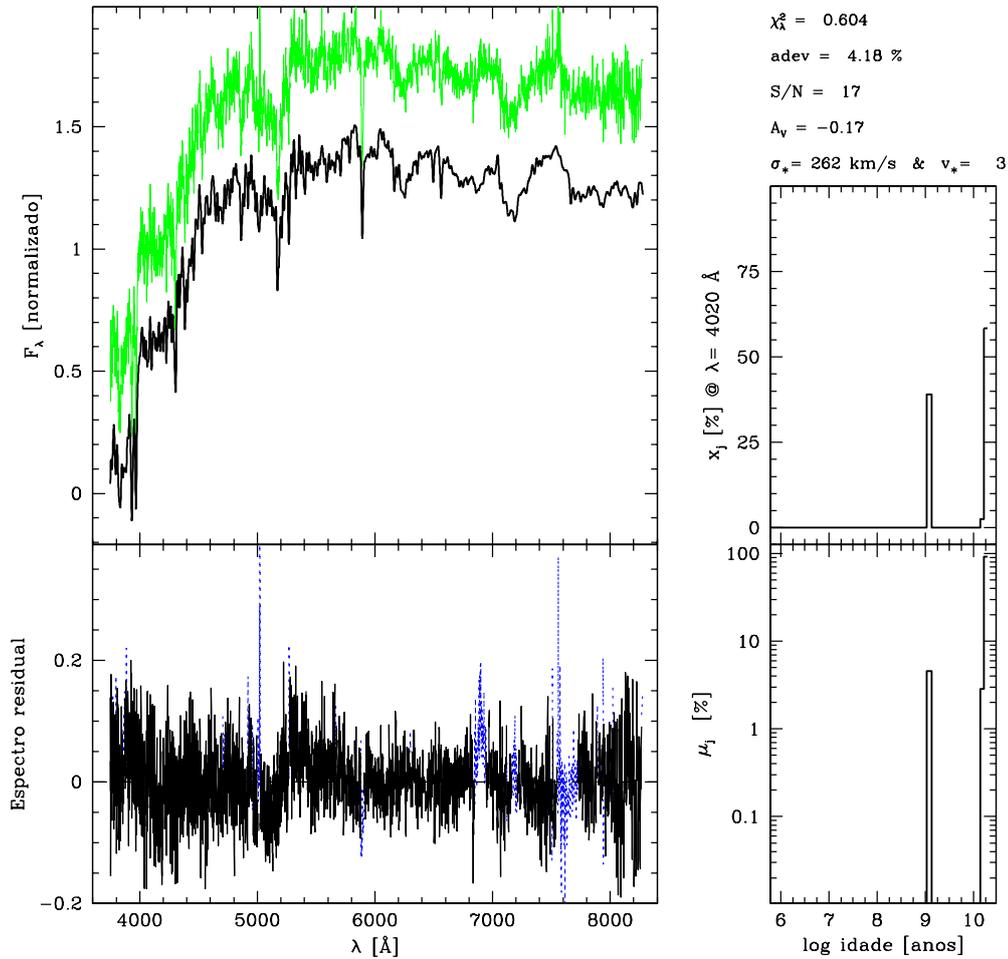


Figura 2.2: Aplicação do código de síntese STARLIGHT para uma galáxia do tipo *early* da base de dados do SDSS. No painel superior à esquerda, mostramos o espectro observado da galáxia SDSS J131844.94-011108.20 (em verde) e o espectro modelado (em preto) deslocado para baixo por 0.4 para maior clareza da figura. O painel inferior traz o espectro residual $O_\lambda - M_\lambda$. As partes desenhadas em linha pontilhada foram mascaradas e não são consideradas no ajuste. Os painéis à direita mostram as frações de fluxo e de massa em função da idade estelar. Acima destes painéis estão algumas propriedades galácticas derivadas pelo programa de síntese.

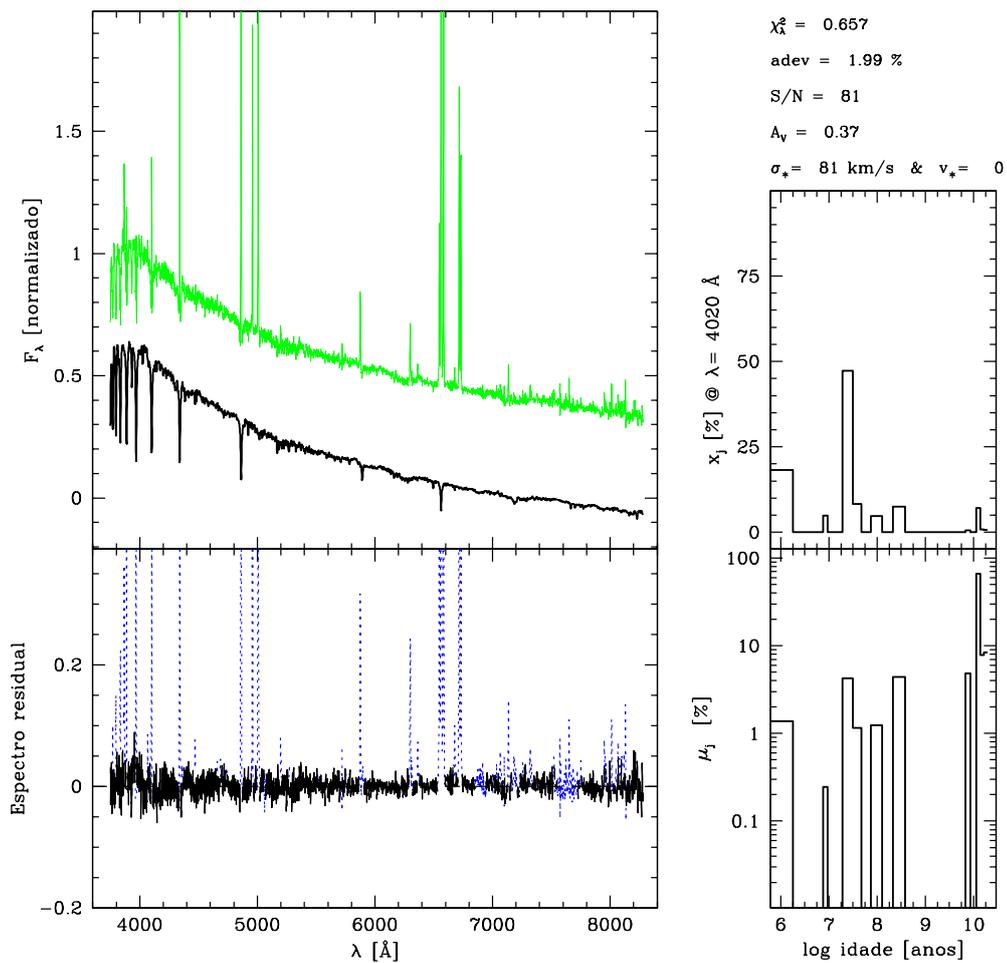


Figura 2.3: Como a Figura 2.2, mas para a galáxia do tipo *late* SDSS J110756.33+002305.54.

Capítulo 3

Estudo do Tripleto do Cálcio

Este capítulo apresenta um estudo da dinâmica estelar de galáxias através da análise das linhas de absorção do tripleto do cálcio $\lambda\lambda 8498.02, 8542.09, 8662.14 \text{ \AA}$. A Seção 3.1 trata da amostra, das observações e da redução de dados. Apesar de ter acompanhado este processo, essa parte do trabalho foi realizada quase inteiramente por colaboradores. Minha contribuição maior foi na classificação dos espectros de acordo com sua qualidade. As Seções 3.2 a 3.4 exploram alguns dos métodos e resultados para espectros nucleares, já publicados em [Garcia-Rissmann et al. \(2005\)](#). Procuro, nessas seções, detalhar e dar ênfase ao trabalho que eu realizei. A Seção 3.5 cobre o estudo, ainda não publicado, de uma sub-amostra de espectros espacialmente resolvidos. Esta última seção detalha também um trabalho conduzido por mim e orientado pelo Dr. R. Cid Fernandes, aproveitando o algoritmo de cálculo da largura equivalente do tripleto do Ca II codificado por L. R. Vega.

3.1 Observações e Redução de dados

As observações presentes nesse trabalho foram feitas em seis turnos em três telescópios diferentes. Foram observadas:

- 16 galáxias, em dois turnos, pela Dra. R. González-Delgado no observatório KPNO, com o telescópio Mayall 4 m e o espectrógrafo Ritchey-Chrétien;
- 25 galáxias, em dois turnos, pelo Dr. H. Schmitt no observatório KPNO, com o telescópio 2.1 m e o espectrógrafo GOLD-CAM;

- 39 galáxias, em dois turnos, pelo Dr. R. Cid Fernandes e por L. R. Vega no observatório ESO-La Silla, com o telescópio 1.52 m e o espectrógrafo Boller & Chivens.

Obtivemos um total de 80 espectros de 78 galáxias – as galáxias Mrk 1210 e NGC 7130 foram observadas, cada uma, duas vezes em telescópios diferentes. A nossa amostra é constituída por 43 galáxias Seyfert do tipo 2, 26 Seyfert do tipo 1 e 9 galáxias não-ativas. Uma lista completa da amostra é apresentada nas Tabelas 1 a 3 de [Garcia-Rissmann et al. \(2005\)](#), no Anexo A. Os espectros das respectivas galáxias são mostrados nas Figuras 2 a 6 do Anexo A.

Além das galáxias da amostra, também obtivemos espectros de estrelas para usarmos como modelos para a calibração de velocidades. O tipo espectral das estrelas varia de F0III a K5III; uma lista completa delas pode ser encontrada na Tabela 4 do Anexo A. As estrelas foram observadas com as mesmas configurações instrumentais que as galáxias para todos os turnos. Isso elimina a necessidade de serem feitas correções posteriores da resolução instrumental para a medida da dispersão de velocidades.

A redução de dados foi conduzida pela Dra. A. Garcia-Rissmann e por L. R. Vega. Fez-se a correção de efeitos de ruído de leitura (*bias*), de diferença pixel-a-pixel (*flatfield*) e de corrente de escuro (*dark*). Aplicou-se, como o procedimento padrão, a calibração de fluxo e de comprimento de onda com o pacote de ferramentas IRAF.

O fato dos nossos espectros estarem na região do infravermelho próximo fez com que tivéssemos problemas com franjas (*fringing*), isto é, reflexões internas na câmara CCD que criam padrões de interferência na imagem. Nesses casos, foi adotado um procedimento cuidadoso, seguindo a receita de [Plait & Bohlin \(1997\)](#), para minimizar o efeito das franjas. Mais detalhes podem ser encontrados em [Garcia-Rissmann et al. \(2005\)](#). Para testar até que ponto as franjas poderiam interferir nas nossas medidas da dispersão de velocidades σ_* , um dos principais parâmetros da nossa análise, comparamos medidas em espectros com e sem a correção por franjas. A diferença entre as σ_* derivadas mostrou-se dentro das estimativas de incertezas.

Todos os espectros foram colocados no referencial de repouso, utilizando-se o desvio para o vermelho (*redshift*) médio medido nas linhas do Ca II. Também corrigiu-se o efeito de avermelhamento Galáctico para cada galáxia, utilizando-se dados do NED¹.

¹O NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) é mantido pelo Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, sob contrato com o National Aeronautics and Space Administration.

Exceto na Seção 3.5, todos os espectros apresentados neste capítulo são nucleares. Para todos os objetos de programa, definiu-se como nuclear uma região de três pixels centrada no pico de luminosidade da galáxia. Definindo-se o raio de abertura r_{ab} como o raio de um círculo cuja área compreende a área do nosso espectro nuclear, temos, para nossa amostra, $r_{ab} = 50\text{--}700$ pc, e mediana de 286 pc.

Alguns espectros, após a redução dos dados, apresentam certas características ou artefatos que podem atrapalhar a análise da região do Ca II. Tais características são, por exemplo, linhas de emissão na região do Ca II, ruído em excesso, resquícios do espectro da atmosfera e efeitos espúrios. Por esse motivo, eu, o Dr. R. Cid Fernandes e L. R. Vega classificamos os espectros, por inspeção visual, de acordo com a qualidade na região do Ca II. Espectros de qualidade ‘a’ são os relativamente limpos e pouco afetados pelos efeitos supracitados. Os de qualidade ‘b’ são aqueles nos quais uma das linhas do Ca II está contaminada. Os de qualidade ‘c’ são os mais problemáticos, com pelo menos duas linhas fortemente comprometidas. Os espectros ‘d’ são aqueles que têm complexidades além da capacidade de análise deste nosso estudo. São exemplo deste último caso as galáxias do tipo narrow-line Seyfert 1 com linhas do Ca II largas em emissão. A classificação de acordo com a qualidade espectral de cada galáxia da amostra está detalhada nas Tabelas 1 a 3 do Anexo A.

Os valores medianos para a razão sinal-ruído para os espectros de qualidade ‘a’, ‘b’ e ‘c’ são, respectivamente, 46, 37 e 26. A sub-amostra de espectros de qualidade ‘a’ contém 40 objetos; a de qualidade ‘b’, 15; a de qualidade ‘c’, 17; e a de qualidade ‘d’, 6. Essa classificação de acordo com a qualidade espectral permite-nos mensurar até que ponto ela afeta os nossos resultados.

3.2 Método do Ajuste Direto

Uma ferramenta cada vez mais utilizada (Barth et al. 2002) para medir a dispersão de velocidades é o método do ajuste direto (DFM, da sigla em inglês para *direct fitting method*). Esse método consiste em modelar o espectro observado usando uma combinação linear dos elementos de uma base de estrelas padrões de velocidades, cujas linhas do Ca II são alargadas e deslocadas pela convolução com um filtro gaussiano, de acordo com a mesma fórmula usada na síntese de populações estelares (Equação 2.1):

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[\sum_{j=1}^N x_j T_{j,\lambda} r_\lambda \right] \otimes G(v_\star, \sigma_\star) , \quad (3.1)$$

com as seguintes particularidades:

- M_λ é o espectro sintético.
- M_{λ_0} é um fator de normalização, definido como o fluxo total do espectro sintético no comprimento de onda $\lambda_0 = 8564 \text{ \AA}$.
- $T_{j,\lambda}$ é o espectro da j -ésima ($j = 1 \dots N_\star$) componente da base, normalizado em λ_0 . Cada galáxia foi modelada com uma base que incluía apenas as estrelas padrões de velocidade observadas com a mesma configuração instrumental, de modo que não precisamos fazer correções quanto à resolução instrumental. Inclui-se também, para levar em conta os efeitos das populações estelares não contempladas na base, um contínuo C_λ , que é uma combinação de leis de potência do tipo λ^β .
- x_j é a fração com que cada elemento $T_{j,\lambda}$ da base contribui para o fluxo M_λ .
- $r_\lambda \equiv 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$ leva em conta os efeitos de extinção por poeira. No caso da análise do tripleto de Ca II, não se deve levar em consideração o valor de r_λ medido, por estarmos trabalhando com uma faixa espectral muito estreita, na qual não se podem medir os efeitos de poeira.
- $G(v_\star, \sigma_\star)$ é uma distribuição gaussiana de velocidades na linha de visada, centrada em v_\star e alargada por σ_\star .
- \otimes expressa uma convolução.

Define-se como o melhor ajuste aquele que minimiza o χ^2 entre o espectro observado (O_λ) e o modelo, como na Equação 2.2.

Simplemente definindo-se o inverso do ruído como $w_\lambda = 0$, constroem-se máscaras individuais para cada galáxia, de modo a evitar características espectrais que atrapalhem o ajuste, como linhas de emissão, pixels ruins e resíduos do céu. Além disso, pela construção dos arquivos de saída do algoritmo, são bastante diretas a visualização e a comparação entre o espectro observado e o modelo obtido. A confecção de máscaras individuais será mais detalhada em 3.2.1.

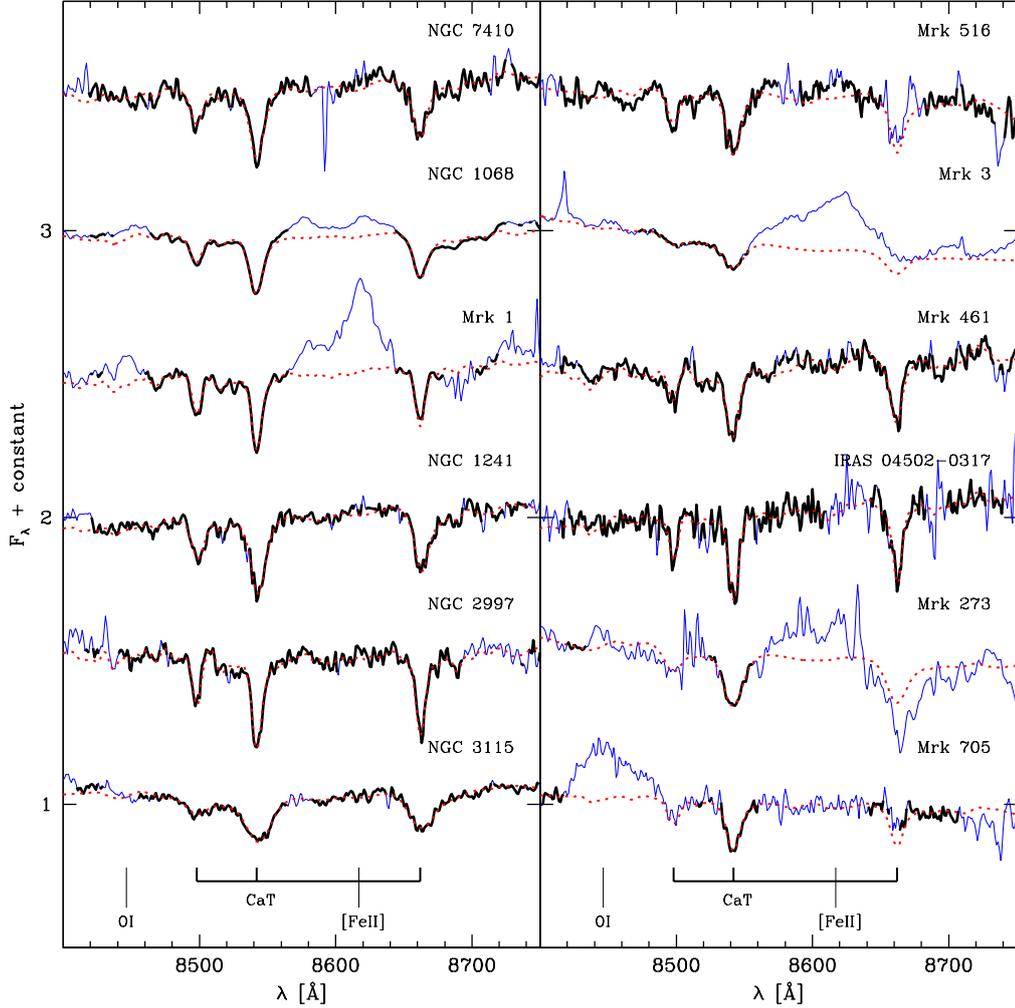


Figura 3.1: Exemplos de espectros modelados com o ajuste direto. Em linha cheia estão graficados os espectros observados; em linha pontilhada, os espectros modelados. As regiões consideradas nos ajustes estão desenhadas em linha mais grossa. As galáxias NGC 7410, NGC 1068, Mrk 1, NGC 1241, NGC 2997 e NGC 3115 são de qualidade ‘a’; Mrk 516, Mrk 3 e Mrk 461, de qualidade ‘b’; e IRAS 04502-0317, Mrk 273 e Mrk 705, de qualidade ‘c’.

Os ajustes para algumas galáxias podem ser vistos na Figura 3.1. Os resultados para o σ_* calculado pelo método do ajuste direto estão na Tabela 3.1. As incertezas $\Delta\sigma_*$ na dispersão de velocidades apresentadas e mencionadas ao longo de todo este capítulo são sempre referentes às calculadas pelo método do reescalonamento do χ^2 , detalhado na Seção 3.2.2.

3.2.1 O Efeito das Máscaras

Dependendo da qualidade do espectro e da contaminação das linhas do Ca II, a máscara utilizada no método do ajuste direto pode ter uma influência considerável na medida da dispersão de velocidades.

Nos testes preliminares com as máscaras, nos guiamos pelo trabalho de [Barth et al. \(2002\)](#). Utilizamos a princípio uma janela de 8480 a 8690 Å, que inclui completamente as linhas de absorção do Ca II. A região de 8560 a 8640 Å foi excluída da análise, por resultar em um ajuste de pouca qualidade. Testamos essa máscara para todos os nossos objetos. Após uma inspeção visual, criamos mais meia dúzia de ‘máscaras gerais’, isto é, máscaras utilizadas por todas as galáxias, indiscriminadamente. Ao final, selecionamos as que melhor se aplicavam à nossa amostra como um todo:

- Máscara geral ‘gm’, 8480–8565, 8643–8680 Å: compreende apenas as linhas de absorção do Ca II.
- Máscara geral ‘gm5’, 8415–8565, 8643–8740 Å: compreende as linhas de absorção do Ca II mais um pouco de contínuo.

Após essa primeira triagem, passamos a olhar com mais cuidado galáxia por galáxia. Para cada um dos espectros, verificamos a conveniência das máscaras ‘gm’ e ‘gm5’. Construimos, então, máscaras individuais para cada um dos 80 espectros, excluindo partes com baixo sinal-ruído, linhas de emissão próximas às linhas do Ca II ou outros efeitos que interferissem no ajuste das linhas do Ca II.

Para espectros de maior qualidade (tipo ‘a’), notou-se que a inclusão de contínuo e outras regiões bem comportadas ao redor das linhas do Ca II não interferem muito na medida de σ_* . No entanto, para alguns espectros do tipo ‘b’ e ‘c’, o ajuste mostrava-se mais coerente quando concentrado nas linhas do Ca II.

De qualquer maneira, a escolha da máscara por inspeção visual pode ser bastante subjetiva. Por esse motivo, fiz três máscaras individuais diferentes para cada galáxia, seguindo critérios ligeiramente distintos para cada máscara. Os critérios diferem principalmente na inclusão ou não de contínuo ou de asas de linhas mais ruidosas. As variações em σ_* de acordo com a máscara individual escolhida foram da ordem de 8 km/s, ou seja, dentro das incertezas estimadas $\Delta\sigma_*$. Para espectros de qualidade ‘a’, as variações são da ordem de 5 km/s; para os de qualidade ‘b’, 9 km/s; para os do tipo ‘c’, 14 km/s.

O mesmo teste comparativo entre máscaras individuais e máscaras gerais não foi tão promissor, por outro lado. Excluindo-se dois casos complexos, as variações em σ_* devido às diferenças entre máscaras gerais e individuais foram da ordem de 17 km/s, ainda comparável às incertezas $\Delta\sigma_*$. Para espectros de qualidade ‘a’, as variações são da ordem de 9 km/s; para os de qualidade ‘b’, 30 km/s; para os do tipo ‘c’, 27 km/s.

A confecção de máscaras individuais, portanto, traz benefícios notáveis para a confiabilidade das medidas de σ_* , apesar da certa dose de subjetividade envolvida. Por outro lado, as máscaras gerais, feitas de acordo com as características da amostra como um todo, são uma boa aproximação para estudos preliminares ou que não necessitam de um grau de confiabilidade muito grande. Para grandes amostras, nas quais não é possível inspecionar visualmente todos os espectros, as máscaras gerais podem ser usadas, tomadas certas precauções (ver Seção 4.1).

3.2.2 Cálculo de incertezas

Nesta seção, detalho o procedimento para estimar incertezas em σ_* derivada do método de ajuste direto. Apesar de, à primeira vista, isto parecer um assunto já bem definido na literatura, há vários pormenores que podem ser complexos e colocar em cheque a validade de uma medida de $\Delta\sigma_*$. Além do trabalho apresentado nesta seção, verifiquei, ao longo de todo o nosso estudo, se outras fontes de incerteza são coerentes com $\Delta\sigma_*$ assim derivado – como, por exemplo, quantificar o efeito da escolha das máscaras. Espero, dessa forma, ter coberto exhaustivamente as principais fontes de dúvida em relação a $\Delta\sigma_*$.

Diferentemente do método da correlação cruzada (Seção 3.3) e do método de ajuste direto usado por, por exemplo, Barth et al. (2002), o nosso método do ajuste direto com o STARLIGHT inclui na sua base *todas* as estrelas disponíveis em um turno de observação. Isso significa que já levamos em conta, no próprio ajuste, o chamado *template mismatch*, ou a diferença intrínseca entre os espectros estelares que usamos como padrões de velocidade. Dessa forma, não é sensato termos uma medida das incertezas apenas analisando diferentes resultados para várias estrelas, procedimento amplamente utilizado na literatura.

Além da forma como o algoritmo foi construído, outro problema em se quantificar a incerteza pelo *template mismatch* é o da escolha de uma base adequada de estrelas. Se estamos modelando as linhas do Ca II e incluirmos na base estrelas muito diferentes,

por exemplo, estrelas quentes do tipo O, ou até mesmo anãs-brancas, que resultados poderíamos esperar para a dispersão de velocidades com esses ajustes? Obviamente não é plausível ajustar as linhas de absorção do tripleto do Ca II com espectros que não possuem essas linhas. A incerteza medida pelo *template mismatch*, neste caso, seria altíssima. Por outro lado, se usarmos estrelas K0III praticamente idênticas na base, as medidas de σ_* estarão muito próximas e a incerteza medida será pequena. Neste caso, ela provavelmente está sendo subestimada. Em outras palavras, a escolha do conjunto de estrelas de comparação tem influência direta sobre a estimativa da incerteza. Esta é uma crítica que fazemos ao método padrão de estimar $\Delta\sigma_*$ pelo *template mismatch*.

Com esses dois fatores em mente, foram selecionadas, então, duas sub-amostras para verificar o efeito do *template mismatch* no ajuste direto. A primeira sub-amostra vem de um dos turnos observados no telescópio 1.52 m do ESO-La Silla. A base observada nesse turno consiste de estrelas do tipo K0III, K3III e K5III. A segunda sub-amostra é um dos turnos observados no telescópio 2.1 m do KPNO. A base de estrelas usada é mais diversificada: são do tipo K0III, K3III, K5III, F0III e G0III.

Para essas sub-amostras, aplicamos o ajuste direto com bases que consistem apenas de uma estrela por vez, além das leis de potência mencionadas na Seção 3.2. Após obtermos o ajuste com as estrelas individuais, tiramos a média e o desvio quadrático médio de σ_* para cada uma das sub-amostras. A Figura 3.2 compara os resultados de σ_* obtidos por esse procedimento com os resultados medidos com a base que inclui todas as estrelas do turno. Utilizamos exatamente as mesmas máscaras individuais para os ajustes com bases diferentes.

Para a sub-amostra do ESO, a incerteza $\Delta\sigma_*^{\text{tm}}$ devido ao *template mismatch* é da ordem de 5 km/s ou 30% maior do que a medida adotada neste trabalho $\Delta\sigma_*$, medida a partir da função de distribuição do χ^2 , descrita em seguida nesta seção. Para a sub-amostra do KPNO, o desvio quadrático médio de σ_* devido ao *template mismatch* é da ordem de 14 km/s ou 100% maior do que a medida adotada. Portanto, para a sub-amostra do ESO, com a base de estrelas menos diversificada, as incertezas derivadas do *template mismatch* e do método da curva do χ^2 não apresentam diferenças estatísticas significativas. Para a sub-amostra do KPNO, por outro lado, a diferença na medida das incertezas começa a ter certa relevância.

Há indicações, como havia argumentado antes qualitativamente, de que uma base muito diversificada faz com que medidas do *template mismatch* resultem em incertezas superestimadas. De qualquer modo, segundo Barth et al. (2002), as incertezas $\Delta\sigma_*^{\text{tm}}$ e

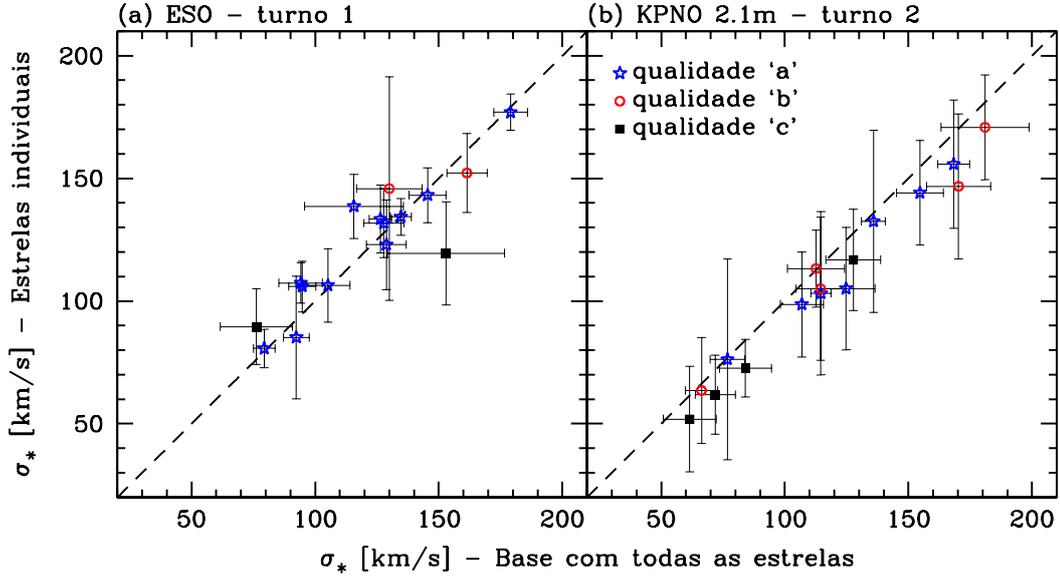


Figura 3.2: Resultados do *template mismatch* para as sub-amostras do ESO e do KPNO 2.1 m.

$\Delta\sigma_*$ devem ser somadas em quadratura. Neste caso, a medida de incertezas apresentada neste trabalho seriam, no máximo, 40% maiores. Como havia descrito antes, contudo, o método do ajuste direto utilizado nesse estudo já leva em conta todas as estrelas *template* disponíveis, e é, portanto, diferente do método utilizado por Barth et al. (2002). Não parece fazer muito sentido, no nosso caso, somar $\Delta\sigma_*^{\text{tm}}$ às incertezas estimadas. Portanto, desconsideramos $\Delta\sigma_*^{\text{tm}}$ nas nossas medidas de incerteza.

Outro detalhe que deve ser observado na Figura 3.2(b) é um *offset* nas medidas de σ_* para a sub-amostra do KPNO. Tal efeito não é visto na Figura 3.2(a), para a sub-amostra do ESO. A diferença, novamente, está na base de estrelas utilizada. Na sub-amostra do KPNO, há estrelas do tipo F, que apresentam claramente a série de Paschen. Para essas estrelas, as linhas de Paschen Pa13, em 8665 Å, Pa15, 8545 Å, e Pa16, 8502 Å, estão superpostas às linhas do tripleto do Ca II, e fazem com que a medida de σ_* do Ca II seja subestimada. Não é difícil entender o porquê: se o algoritmo de ajuste tenta modelar uma linha do Ca II com uma linha combinada de Ca II e Paschen, ele precisará alargar esta por um valor menor. Portanto, são essas medidas subestimadas, utilizando estrelas individuais, que provocam o *offset* na Figura 3.2(b). Quando a modelagem é feita com uma base de estrelas K, F e G, por outro lado, o programa dá preferência às que não possuem linhas de Paschen e, portanto, estima um valor mais correto para σ_* do Ca II.

A questão é como quantificar, portanto, as incertezas a partir dos ajustes diretos

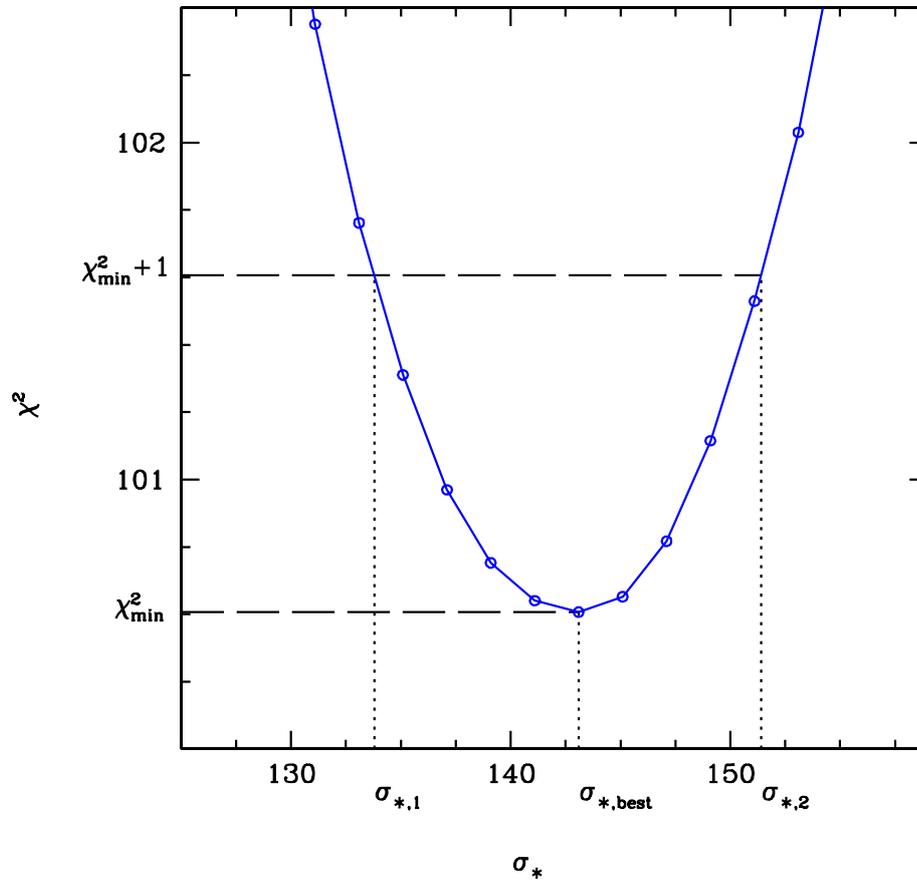


Figura 3.3: Curva típica do χ^2 em função de σ_* .

com a base completa de estrelas. De acordo com [Press et al. \(1986\)](#) (especialmente seções 15.1 e 15.6), uma forma de estimar a barra de erro é a partir da função de distribuição do χ^2 . Por estarmos interessados na incerteza em apenas um parâmetro, σ_* , esse método fornece um procedimento simples e direto. Neste caso, uma variação de $\Delta\chi^2 = 1$ equivale estatisticamente a uma extensão que cobre 68,3% de um conjunto de dados em uma distribuição normal.

O método é computacionalmente dispendioso, mas não muito complicado. Para cada galáxia da nossa amostra, precisamos obter uma curva do χ^2 em função de σ_* . Partimos do valor $\sigma_{*,best}$ obtido com o modelo que minimiza o χ^2 . Chamemos esse χ^2 de χ^2_{min} . Percorremos um intervalo de 40 km/s ao redor do $\sigma_{*,best}$. Nessa janela, fixamos o valor de σ_* , ajustamos os outros parâmetros do modelo e recalculamos o χ^2 . Dessa maneira, temos uma distribuição de χ^2 em função do parâmetro σ_* , como mostrado na Figura 3.3.

A partir da curva do χ^2 , encontram-se os valores de σ_* para os quais $\Delta\chi^2 = 1$. Esses dois valores de σ_* estabelecem o intervalo de confiança de um sigma para a medida de $\sigma_{*,best}$.

Apesar desse método parecer bastante direto, há alguns detalhes que devem ser considerados antes de se poder tomar este $\Delta\sigma_*$ como uma medida razoável da incerteza em σ_* .

Antes de tudo, reescrevemos a expressão para o χ^2 (Equação 2.2) com mais detalhes:

$$\chi^2 = \sum_{\lambda_1}^{\lambda_{N_{eff}}} [(O_\lambda - M_\lambda) w_\lambda]^2 , \quad (3.2)$$

onde N_{eff} é o número de dados **independentes**. Definimos também o χ^2 reduzido como:

$$\chi_{red}^2 \equiv \chi^2 / N_{dof} , \quad (3.3)$$

onde $N_{dof} = N_{eff} - K$ é o número de graus de liberdade e K o de parâmetros ajustados.

O número total de dados independentes N_{eff} deveria ser simplesmente o número total de pontos de cada espectro, N_λ . No entanto, no processo de redução de dados, foi feita uma interpolação dos valores de modo a obtermos espectros amostrados em 1 Å para homogeneizar os dados. Como a resolução espectral das nossas observações é da ordem de $\rho = 1.2\text{--}1.5$ Å pixel⁻¹, criamos, nesse processo de reamostragem dos espectros, uma redundância de informações. Ou seja, o número de dados independentes e o número total de pontos de cada espectro se relacionam pela equação: $N_{eff} = N_\lambda / \rho$. Para levar em conta esse efeito, reescalamos χ^2 , usando um procedimento semelhante ao mencionado por [Barth et al. \(2002\)](#).

Denominemos de $\chi^{2'}$ o χ^2 retornado pelo programa de ajuste. Supomos então que a diferença entre o χ^2 real e o obtido com o programa é apenas um fator f , de modo que $\chi^2 = f\chi^{2'}$. Se isso é verdade, o mesmo acontece para os seus mínimos:

$$\chi_{min}^2 = f \chi_{min}^{2'}. \quad (3.4)$$

Dividindo a equação 3.4 por N_{dof} , obtemos:

$$\frac{\chi_{min}^2}{N_{dof}} = f \frac{\chi_{min}^{2'}}{N_{dof}}. \quad (3.5)$$

Relembrando da definição da Equação 3.3:

$$\chi_{min,red}^2 = f \frac{\chi_{min}^{2'}}{N_{dof}}, \quad (3.6)$$

$$f = \chi_{min,red}^2 \frac{N_{dof}}{\chi_{min}^{2'}}. \quad (3.7)$$

Usamos então o fato de que, para um bom ajuste, o valor típico do melhor χ^2 deve ser $\chi_{min}^2 \sim N_{dof}$, o que implica $\chi_{min,red}^2 \sim 1$. Desse modo:

$$f \sim \frac{N_{dof}}{\chi_{min}^{2'}}. \quad (3.8)$$

Como partimos da suposição de que $\chi^2 = f \chi^{2'}$, então:

$$\chi^2 = N_{dof} \frac{\chi^{2'}}{\chi_{min}^{2'}}, \quad (3.9)$$

lembrando que $N_{dof} = (N_\lambda/\rho) - K$. Utilizamos, portanto, a curva do χ^2 retificada pela Equação 3.9 para tomar $\Delta\chi^2 = 1$ e estimar $\Delta\sigma_*$. O processo de rescalonamento feito por Barth et al. (2002) consiste em redefinir os erros $\epsilon_\lambda = w_\lambda^{-1}$ de tal forma que $\chi^{2'} = N_{dof}$. O princípio e as complicações são as mesmas enfrentadas pelo método

apresentado neste trabalho, apesar do procedimento ser ligeiramente diferente.

Outro ponto crítico na análise das incertezas em σ_* é avaliar a verdadeira dimensão do total de parâmetros ajustados K . A princípio, bastaria levar em consideração todos os parâmetros que o modelo ajusta: o deslocamento Doppler v_0 , a dispersão de velocidades σ_* , o avermelhamento por extinção estelar A_V , o vetor de população x . No entanto, o vetor de população com que estamos trabalhando é muito restrito. Nas nossas bases, foram incluídos espectros de 3 a 25 estrelas, dependendo do turno de observação. O fato é que essas estrelas são muito semelhantes, todas pertencendo ao tipo espectral F, K ou G. Como esses espectros são muito parecidos entre si, é necessário se perguntar qual seria a diferença real entre ter 5 ou 50 espectros na base. Espera-se que a diferença seja pouco relevante, como delineado no estudo do *template mismatch* no início desta seção. Em outras palavras, a nossa base contém muitos espectros parecidos e, portanto, pode ser considerada linearmente dependente. Ou seja, o número total de parâmetros ajustados pelo nosso modelo é um valor sobre-estimado em relação ao número real de parâmetros que precisariam ser ajustados. Dessa forma, obtivemos três curvas diferentes para o χ^2 , com K assumindo os valores 0, 10 e 20. Como pode-se perceber na Figura 3.4, a diferença entre as estimativas das incertezas para os três casos é muito pequena. Felizmente, portanto, esta ambigüidade conceitual na definição de K tem pouca consequência prática.

Todas as nossas medidas de incerteza em σ_* foram feitas seguindo os critérios de reescalonamento do χ^2 delineados nesta seção. Por fim, adotamos, para todos os casos, $K = 10$. Esse é um número razoavelmente representativo da ordem de grandeza dos parâmetros relevantes ajustados no nosso programa.

As galáxias Mrk 1210 e NGC 7130, observadas em dois telescópios diferentes, fornecem um método independente para verificar se as incertezas obtidas por esse procedimento são razoáveis. Para Mrk 1210, obtivemos $\sigma_* = 72 \pm 9$ para a observação no ESO e $\sigma_* = 77 \pm 7$ para a observação no KPNO 2.1 m. O espectro do KPNO é de qualidade ‘a’, o do ESO, ‘b’. Essas medidas estão dentro do intervalo 1σ de confiança. Para NGC 7130, medimos $\sigma_* = 140 \pm 8$ para a observação no ESO e $\sigma_* = 112 \pm 9$ para a observação no KPNO 4 m. Ambos os espectros foram classificados como de qualidade ‘b’. As medidas estão dentro do intervalo $\sim 2\sigma$ de confiança.

A correção da curva do χ^2 *a posteriori*, no entanto, tem suas limitações. Uma rápida aferência da equação 3.2 revela que calcular o χ^2 levando em conta apenas os N_{eff} pontos independentes, por causa da soma em quadratura da diferença entre os dados e o modelo,

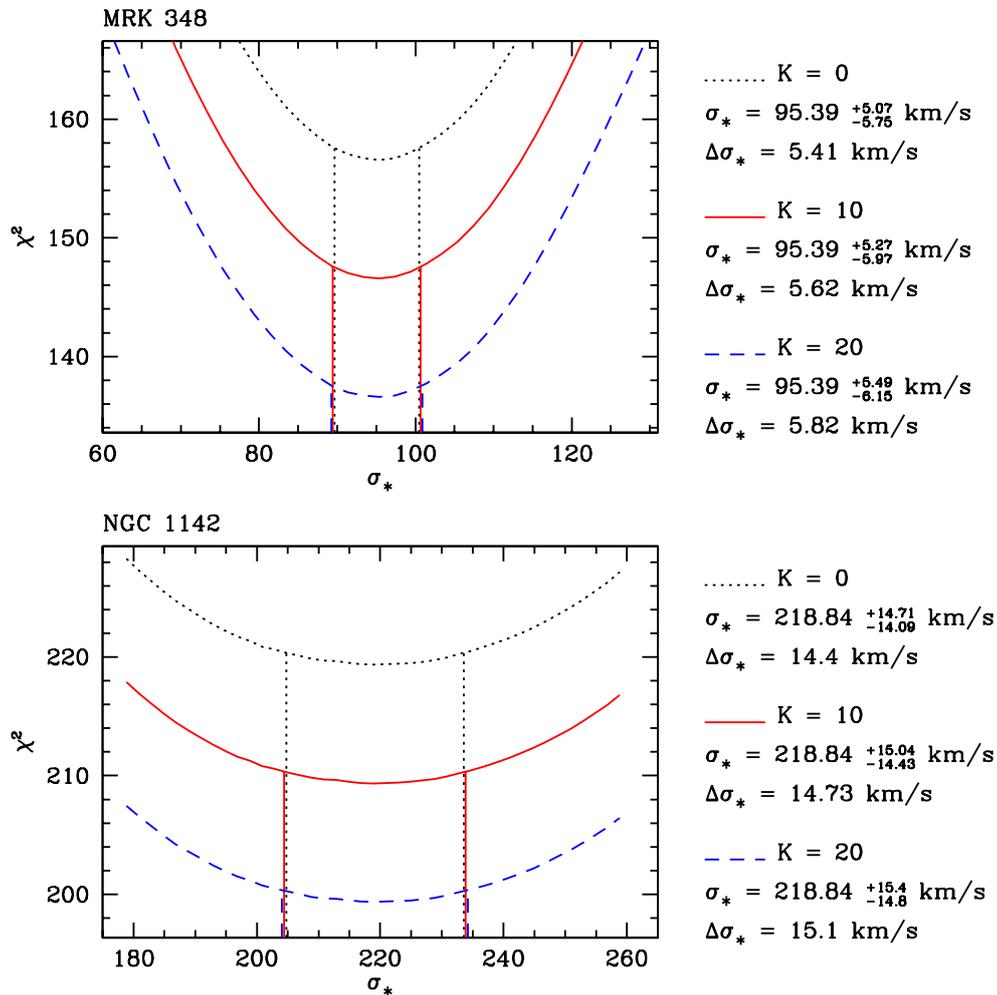


Figura 3.4: Variação da curva do χ^2 em função do número de parâmetros livres K .

pode resultar em um valor muito diferente do que é obtido com o reescalonamento do χ^2 .

Com essa dúvida em mente, fiz alguns exercícios matemáticos simples, para saber até que ponto a reamostragem dos dados por interpolação pode afetar a curva do χ^2 e a estimativa de incerteza de um parâmetro ajustado.

Para manter a simplicidade da análise, concentrei os testes em uma reta $y = ax + b$. Após definir arbitrariamente os parâmetros a e b , tomei n pontos da reta, igualmente espaçados, dentro de um certo intervalo Δx . A esses n pontos, foi aplicada uma perturbação gaussiana de amplitude σ_y . Este é o chamado conjunto **real** de dados.

A partir do conjunto **real** de dados, criei um conjunto reamostrado por interpolação (conjunto **reamostrado**). A reamostragem é definida por um fator de reamostragem, f_o . Este é apenas um fator multiplicativo para o número real de dados. Por exemplo, se o conjunto real de dados tem $n = 100$ pontos e o fator de reamostragem é $f_o = 1.4$, então o conjunto reamostrado terá 140 pontos.

Criei, portanto, a partir de uma reta $y = ax + b$, um conjunto **real** de n pontos, com uma perturbação gaussiana σ_y . A partir dele, derivei um conjunto **reamostrado** de dados com $f_o \times n$ pontos. Achei os parâmetros a_m e b_m da melhor reta tanto para o conjunto real de dados quanto para o conjunto reamostrado. Depois, forcei o parâmetro b_m a assumir certos valores ao redor da sua melhor estimativa, a fim de obter a curva do $\chi^{2'}$ em função de b_m . A partir dessa curva, obtém-se a incerteza Δb para $1 = \chi^2 = N_{dof} \frac{\chi^{2'}}{\chi_{min}^2}$, reescalado. Esse procedimento é o mesmo usado na estimativa das incertezas em σ_* a partir do reescalamento do χ^2 .

Estes testes foram feitos para duas retas, $y = 1x + 0$ e $y = 10x + 3$, com $n = 101, 201$ e 301 pontos, e fatores de reamostragem $f_o = 1.4, 1.5, 2.0$ e 9.0 . As figuras a seguir mostram as curvas do χ^2 em função de b . Em cada painel da Figura 3.5 são comparados os dados reais (quadrados) e os reamostrados (símbolos \times). Note que, para f_o maiores, os dados reamostrados começam a criar estruturas que não estavam no conjunto real de dados.

A Figura 3.6 mostra algumas comparações entre as curvas do χ^2 obtidas dos conjuntos reais de dados (linhas tracejadas) e as dos conjuntos reamostrados (linhas cheias). O Δb para os conjuntos de dados reamostrados é subestimado por até 20%. Não há diferença significativa em Δb para os diferentes valores de f_o . Além disso, o parâmetro b_m encontrado é coerente para todos os conjuntos de dados, exceto para o reamostrado com $f_o = 9.0$ e um conjunto real de dados de $n = 201, 301$ pontos. Atribuo isso às estruturas que aparecem quando f_o é muito grande: tenta-se ajustar os artefatos, e não a reta ‘escondida’ original.

Portanto, as nossas medidas de incertezas em σ_* podem estar um pouco subestimadas, mas são coerentes entre si e a ordem de grandeza está correta. Além disso, como o fator de reamostragem para todos os nossos objetos são da ordem de $f_o \sim 1.4$, e não $f_o \sim 9.0$, as nossas medidas de σ_* não devem sofrer do efeito de deslocamento para outro valor, detectado nessas simulações.

Acreditamos, em suma, que essa estimativa de incertezas é bastante adequada para o nosso método do ajuste direto. Primeiro, não precisarmos lidar diretamente com os

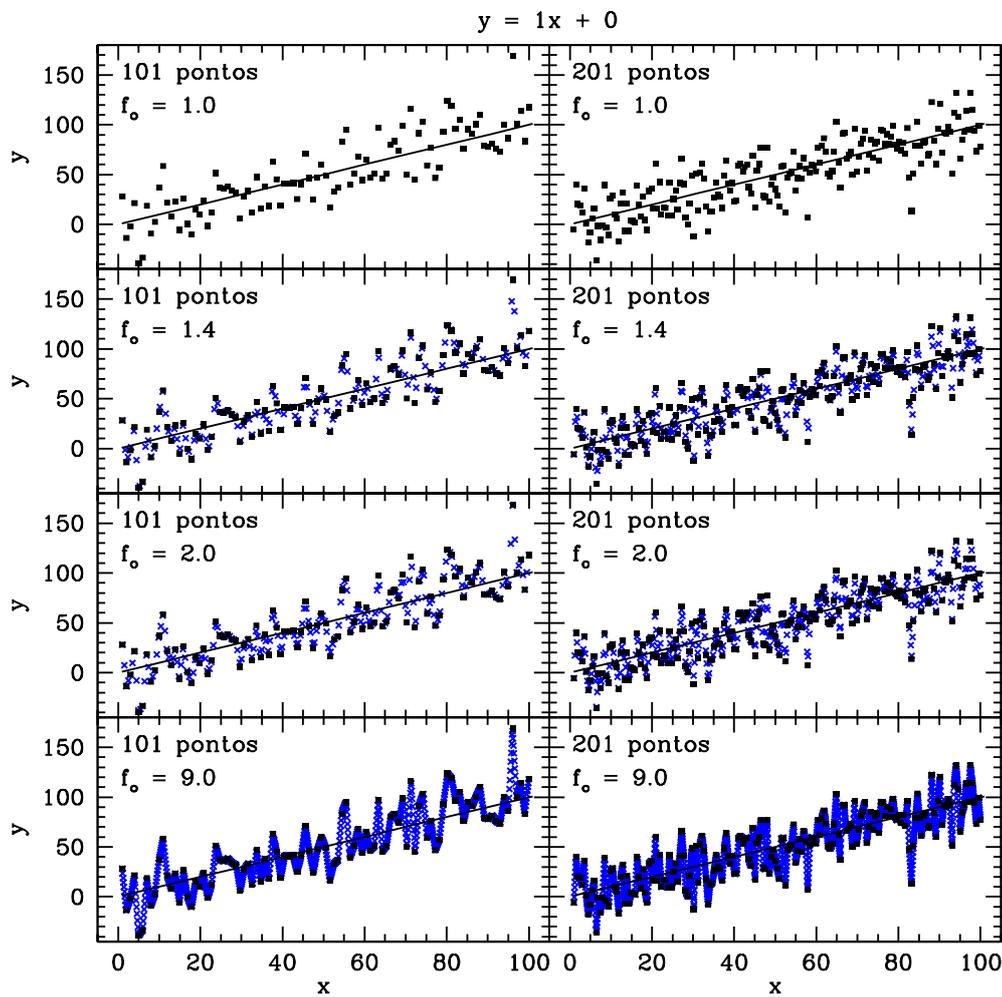


Figura 3.5: Dados criados a partir da reta $y = 1x + 0$ e de uma perturbação gaussiana com amplitude $\sigma_y = 20$.

problemas conceituais do *template mismatch*. Além disso, podem-se estimar incertezas mesmo sem um espectro de erros detalhado e formal (ver [Press et al. 1986](#)).

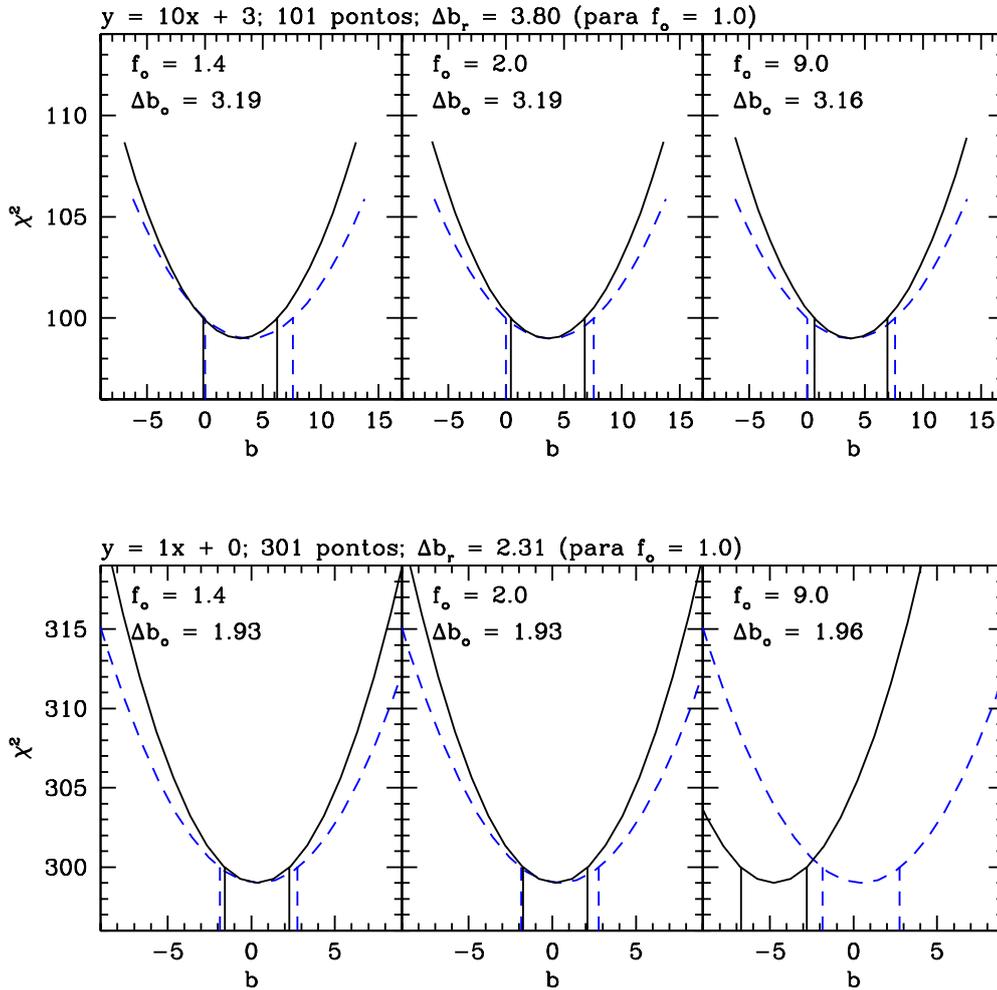


Figura 3.6: Comportamento do χ^2 para os conjuntos reais de dados (linhas tracejadas) e para os conjuntos reamostrados (linhas cheias).

3.3 Método da Correlação Cruzada

A correlação cruzada (CCM, do inglês *cross-correlation method*) foi, durante muito tempo, o método mais usado para o estudo da cinemática estelar a partir de um espectro galáctico. Toda essa tradição deve-se ao fato de demandar poucos recursos computacionais se comparada, por exemplo, ao método do ajuste direto. Na época da divulgação do trabalho de [Tonry & Davis \(1979\)](#), talvez fosse o único método realmente viável.

A função da correlação cruzada entre o espectro observado de uma galáxia O_λ e o espectro de uma estrela da base T_λ é dada por:

$$\text{CCF}_\lambda \equiv T_\lambda \otimes O_\lambda, \quad (3.10)$$

onde \otimes expressa convolução. Podemos ter também uma função de correlação em função da velocidade $v = c \ln \lambda$:

$$\text{CCF}_v \equiv T_v \otimes O_v. \quad (3.11)$$

Se tomarmos a transformada de Fourier da equação anterior, a convolução vira uma simples multiplicação:

$$\mathcal{F}\{\text{CCF}_v\} = \mathcal{F}\{T_v\}\mathcal{F}\{O_v\}, \quad (3.12)$$

onde $\mathcal{F}\{f\}$ representa a transformada de Fourier de f .

Aliando-se a transformada rápida de Fourier (FFT), descrita, por exemplo, em [Press et al. \(1986\)](#), e o fato de que a convolução torna-se uma simples multiplicação no espaço de Fourier, pode-se ver por que este método é computacionalmente atrativo. Por todos esses motivos, são abundantes as suas implementações para fins astronômicos. No IRAF, há nativamente pelo menos duas tarefas que usam a correlação cruzada para medir a dispersão de velocidades estelar: o *xcor* e o *fxcor*. Além desses, existem muitos outros pacotes com os mesmos objetivos, como *rvsao*.

No nosso estudo, utilizamos a tarefa *fxcor* do IRAF para implementar o método da correlação cruzada. O *fxcor* procede como descrito acima, no espaço de Fourier. Após o cálculo da função $\mathcal{F}\{\text{CCF}_v\}$, ele toma a sua transformada inversa e obtém CCF_v . Modelar-se então o pico de CCF_v com uma função definida pelo usuário – no nosso estudo, escolhemos uma gaussiana. A tarefa retorna, então, o valor da largura à meia altura dessa gaussiana, FWHM_{CCF} . Sabemos que a largura do pico de CCF_v tem uma relação direta com σ_* . Essa relação é encontrada através de uma calibração empírica a partir dos espectros estelares.

A calibração da relação $\text{FWHM}_{\text{CCF}}-\sigma_*$ é necessária para podermos levar em conta a

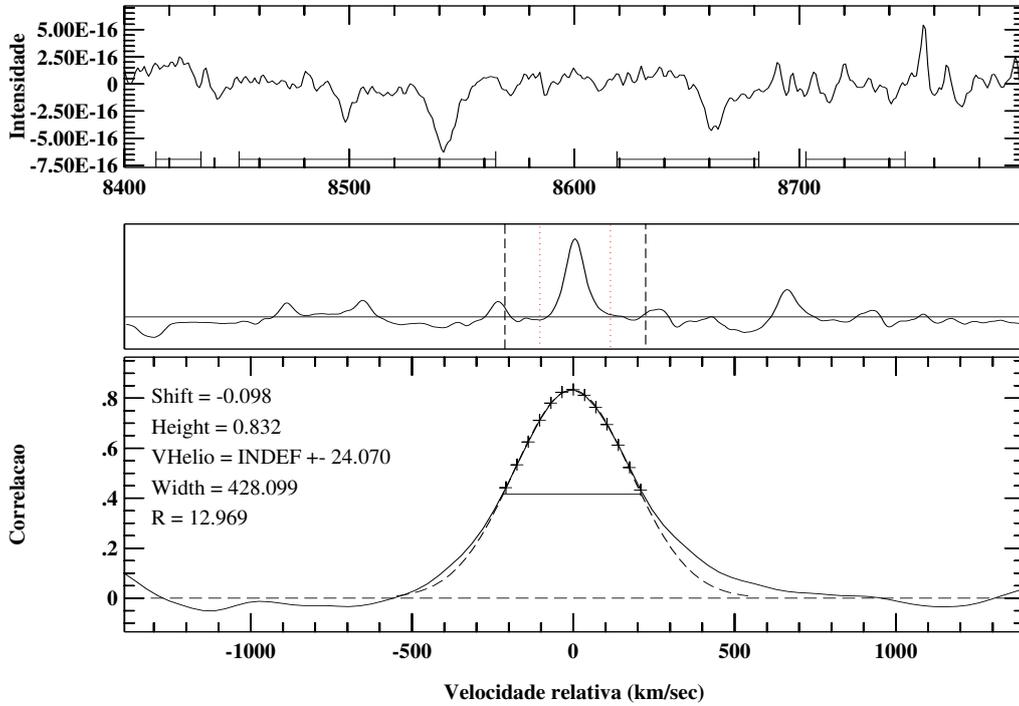


Figura 3.7: No painel superior encontra-se o espectro da galáxia NGC 3081. As barras horizontais marcam as regiões espectrais analisadas pelo *fxcor*. No painel central está graficada a função de correlação (CCF) entre o espectro dessa galáxia e o espectro da estrela padrão de velocidades HD 37809. O painel inferior é a ampliação da região entre as linhas tracejadas do painel central. A curva tracejada é a gaussiana que modela o pico da função de correlação, cuja largura à meia altura FWHM_{CCF} está representada pela linha horizontal cheia. No canto esquerdo, encontram-se alguns parâmetros calculados pela *fxcor*.

resolução instrumental. Isso significa que a função de auto-correlação de uma estrela da base não leva a $\text{FWHM}_{\text{CCF}} = 0$, e, portanto, $\text{FWHM}_{\text{CCF}} \neq 2.35\sigma_*$. Os passos para a calibração são:

- Convoem-se todas as estrelas de cada base com gaussianas cujas σ_* variam desde 0 km/s até 500 km/s, em intervalos de 10 em 10 km/s. Para uma base típica de 20 estrelas, obtém-se, assim, $(20 \times 51) \sim 1000$ espectros cujas dispersões de velocidade são conhecidas a priori.
- Com a tarefa *fxcor*, foram analisados todos esses ~ 1000 espectros simulados contra as 20 estrelas da base. Para cada σ_* de entrada, portanto, recuperam-se $20 \times 20 =$

400 diferentes valores do FWHM_{CCF} de saída.

- Para cada σ_* , foram calculadas a mediana e o desvio quadrático médio das medidas do FWHM_{CCF} . A partir dos valores de σ_* contra a mediana de FWHM_{CCF} , com suas respectivas incertezas, apliquei o método dos mínimos quadrados para obter os parâmetros da equação $\text{FWHM}_{\text{CCF}}^2 = a\sigma_*^2 + b$.

Um dos aspectos da calibração que pode causar estranheza é o fato de obtermos uma relação $\text{FWHM}_{\text{CCF}}-\sigma_*$ em quadratura. A inspeção visual de FWHM_{CCF} contra σ_* (painéis superiores da Figura 3.8) mostra claramente que a relação entre os dois parâmetros não é uma linha reta. Em vista disso, descartamos a interpolação de dados e uma relação linear em favor de uma relação $\text{FWHM}_{\text{CCF}}-\sigma_*$ em quadratura, porque sabe-se que os alargamentos de gaussianas convoluídas somam-se em quadratura.

Outra decisão sujeita a controvérsias é ter feito o ajuste de mínimos quadrados de FWHM_{CCF} em função de σ_* . O parâmetro independente é claramente σ_* , ou seja, a regressão linear ordinária (OLS) é do tipo $\text{OLS}(x|y)$. No entanto, o propósito dessa regressão linear é obter, para as galáxias, o valor de $\sigma_*(x)$ dado $\text{FWHM}_{\text{CCF}}(y)$. Neste caso, os papéis se invertem: queremos $x(y)$. Essa seria uma motivação para utilizar $\text{OLS}(y|x)$ em detrimento de $\text{OLS}(x|y)$, como justificado no estudo extensivo de métodos de regressão linear de [Isobe et al. \(1990\)](#).

De qualquer modo, obtivemos tanto FWHM_{CCF} em função de σ_* ($\text{OLS}(x|y)$) quanto σ_* em função de FWHM_{CCF} ($\text{OLS}(y|x)$). Como se pode ver na Figura 3.8, os ajustes, em ambos os casos, são praticamente idênticos. Poderia-se adotar o método do bissetor, mas, como $\text{OLS}(x|y) \sim \text{OLS}(y|x)$, optamos simplesmente por adotar o tradicional $\text{OLS}(x|y)$.

Além do cuidado com a calibração dos resultados do *fxcor*, outros detalhes foram levados em consideração para que os σ_* derivados por este método fossem diretamente comparáveis aos obtidos pelo ajuste direto. Para isso, ajustamos os parâmetros da tarefa *fxcor* de modo que fossem o mais parecidos possíveis com os procedimentos adotados no DFM.

No ajuste dos parâmetros da rotina *fxcor*, permitimos que fosse subtraído um contínuo dos espectros galácticos e estelares. Este contínuo tem o mesmo efeito do contínuo de leis de potência incluído no ajuste direto.

Além disso, usamos no *fxcor* as mesmas máscaras individuais, para cada galáxia, criadas com o método do ajuste direto. O primeiro motivo para isso foi tentar minimizar o

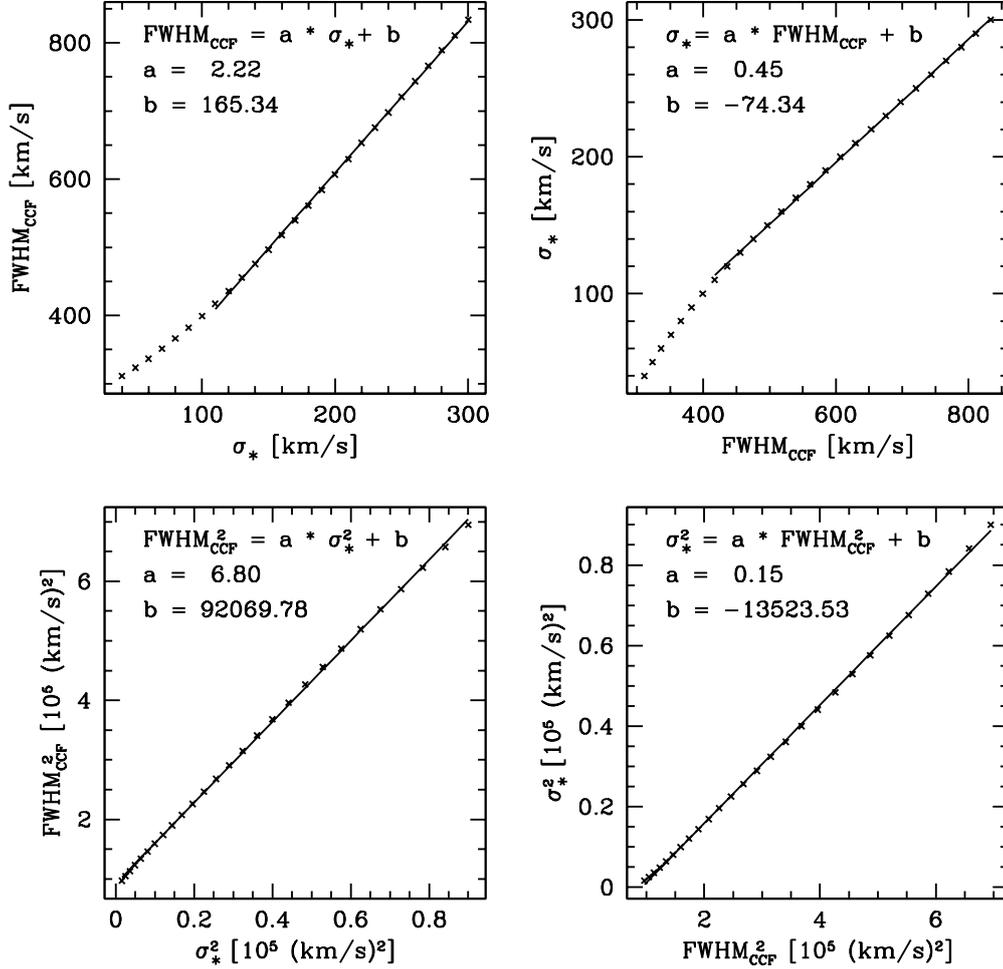


Figura 3.8: Calibração da relação $\text{FWHM}_{\text{CCF}}-\sigma_*$. Os painéis superiores mostram uma relação linear; os inferiores, uma relação em quadratura. Utilizamos neste trabalho a relação calculada como no painel inferior esquerdo.

efeito das máscaras ao comparar os resultados obtidos pelos dois métodos. Além disso, este método não apresenta um meio muito fácil para visualização e análise da conveniência das máscaras. Sabemos, no entanto, que para espectros de qualidade inferior ('c' e alguns 'b'), as máscaras escolhidas têm um efeito considerável na medida de σ_* . A remoção de efeitos espúrios e contaminação das linhas do Ca II por outras linhas de emissão ou absorção deve ser feita criteriosamente.

O *fixcor* permite analisar apenas uma galáxia com uma estrela por vez. Portanto, neste caso, adotamos como medida de incertezas em σ_* o *template mismatch* (ver Seção 3.2.2).

Apesar das incertezas $\Delta\sigma_*$ calculadas com o método do ajuste direto e da correlação cruzada não poderem ser comparadas diretamente, por terem sido obtidas a partir de métodos diferentes, elas mostram-se bastante coerentes. A dispersão em $\Delta\sigma_*$ obtida pelos dois métodos é de somente 6 km/s.

3.4 Resultados nucleares

Na Tabela 3.1, apresentamos as medidas da dispersão de velocidades para todos os nossos objetos, obtidas pelos métodos do ajuste direto (σ_*^{DFM}), para a correlação cruzada (σ_*^{CCM}) e medidas coletadas da literatura (σ_*^{Lit}).

Tabela 3.1: As dispersões de velocidades obtidas neste trabalho estão nas colunas 2 e 3, respectivamente para o ajuste direto (DFM) e para a correlação cruzada (CCM). As colunas 4, 5 e 6 listam medidas da literatura, respectivamente dos trabalhos de [Nelson & Whittle \(1995\)](#), [Cid Fernandes et al. \(2004\)](#) e [Whitmore et al. \(1985\)](#). A coluna 7 traz as dispersões de velocidades da literatura adotadas para efeito de comparação com os nossos dados, dando preferência, nesta ordem, às medidas de [Nelson & Whittle \(1995\)](#), [Cid Fernandes et al. \(2004\)](#) e [Whitmore et al. \(1985\)](#).

Galáxia	σ_*^{DFM}	σ_*^{CCM}	σ_*^{NW}	σ_*^{C}	σ_*^{W}	σ_*^{Lit}
ESO 362-G08	179 ± 7	193 ± 10		154		154
ESO 362-G18	126 ± 5	134 ± 4				
IC 2560	135 ± 4	138 ± 5		144		144
IC 3639	95 ± 5	99 ± 5		100		100
IC 5169	114 ± 12	111 ± 2				
IRAS 01475-0740	62 ± 11	108 ± 17				
IRAS 04502-0317	74 ± 8	74 ± 15				
MCG +01-24-012	84 ± 10	92 ± 18				
MCG 2-8-39	170 ± 13	126 ± 11				
MCG -6.30.15	94 ± 8	103 ± 4				
Mrk 1	86 ± 4	79 ± 4	115 ± 26			115 ± 26
Mrk 3	228 ± 13	249 ± 4	269 ± 33			269 ± 33
Mrk 40	125 ± 7	116 ± 4				
Mrk 78	201 ± 8	186 ± 4	172 ± 18			172 ± 18
Mrk 273	211 ± 14	186 ± 2				

Continua...

Continuação da **Tabela 3.1**

Galáxia	$\sigma_{\star}^{\text{DFM}}$	$\sigma_{\star}^{\text{CCM}}$	$\sigma_{\star}^{\text{NW}}$	$\sigma_{\star}^{\text{C}}$	$\sigma_{\star}^{\text{W}}$	$\sigma_{\star}^{\text{Lit}}$
Mrk 348	95 ± 6	98 ± 8	118 ± 14			118 ± 14
Mrk 372	155 ± 6	161 ± 5				
Mrk 461	111 ± 6	123 ± 4				
Mrk 516	113 ± 12	114 ± 7				
Mrk 573	147 ± 5	148 ± 3	123 ± 16			123 ± 16
Mrk 705	128 ± 11	120 ± 15				
Mrk 915	181 ± 18	146 ± 16				
Mrk 1066	100 ± 4	90 ± 6	105 ± 15			105 ± 15
Mrk 1073	114 ± 6	109 ± 5				
Mrk 1210	77 ± 7	82 ± 16		114		114
NGC 205	47 ± 6	74 ± 6			97	97
NGC 526A	198 ± 16	219 ± 11				
NGC 526B	237 ± 22	167 ± 11				
NGC 1019	106 ± 9	110 ± 11				
NGC 1068	140 ± 6	147 ± 3	151 ± 12	144	143	151 ± 12
NGC 1125	118 ± 9	138 ± 6		105		105
NGC 1140	53 ± 6	60 ± 3				
NGC 1142	219 ± 15	202 ± 47				
NGC 1241	136 ± 5	142 ± 12				
NGC 1380	250 ± 16	215 ± 8			227	227
NGC 1386	123 ± 3	133 ± 3	120 ± 30		183	120 ± 30
NGC 1433	98 ± 6	113 ± 3				
NGC 1672	108 ± 4	111 ± 3		97		97
NGC 1808	119 ± 6	129 ± 4				
NGC 2110	264 ± 11	273 ± 7	220 ± 25	242		220 ± 25
NGC 2639	168 ± 6	155 ± 12			191	191
NGC 2997	79 ± 4	89 ± 4				
NGC 3081	129 ± 8	113 ± 4		134		134
NGC 3115	275 ± 6	268 ± 8			247	247
NGC 3256	130 ± 13	100 ± 6		128		128
NGC 3281	161 ± 8	176 ± 3		160		160
NGC 3783	116 ± 20	114 ± 6				

Continua...

Continuação da **Tabela 3.1**

Galáxia	$\sigma_{\star}^{\text{DFM}}$	$\sigma_{\star}^{\text{CCM}}$	$\sigma_{\star}^{\text{NW}}$	$\sigma_{\star}^{\text{C}}$	$\sigma_{\star}^{\text{W}}$	$\sigma_{\star}^{\text{Lit}}$
NGC 4339	123 ± 3	129 ± 3	132 ± 12		135	132 ± 12
NGC 4507	146 ± 7	152 ± 4		144		144
NGC 4593	153 ± 24	105 ± 5	124 ± 29			124 ± 29
NGC 4748	76 ± 15	78 ± 13				
NGC 4968	105 ± 9	106 ± 4		121		121
NGC 5135	128 ± 8	124 ± 6		143		143
NGC 5929	119 ± 4	122 ± 4	121 ± 13			121 ± 13
NGC 6300	92 ± 5	110 ± 5		100		100
NGC 6814	83 ± 11	113 ± 6	115 ± 18			115 ± 18
NGC 6860	162 ± 11	141 ± 5				
NGC 6907	157 ± 12	195 ± 15				
NGC 6951	115 ± 4	113 ± 12			96	96
NGC 7130	141 ± 8	147 ± 5		143		14
NGC 7172	154 ± 6	160 ± 9		190		19
NGC 7184	146 ± 7	131 ± 5				
NGC 7212	143 ± 10	140 ± 2	137 ± 30	168		137 ± 30
NGC 7410	144 ± 7	144 ± 6		140		140
NGC 7469	125 ± 12	144 ± 11				
NGC 7496	76 ± 10	94 ± 6		101		101
NGC 7582	121 ± 7	113 ± 3		132		132
NGC 7590	93 ± 4	90 ± 4		99		99
NGC 7714	59 ± 9	65 ± 4				
UGC 1395	66 ± 6	62 ± 16				
UGC 12138	115 ± 10	136 ± 8				
UGC 12348	155 ± 9	165 ± 14				

3.4.1 Comparação entre os Métodos do Ajuste Direto e da Correção Cruzada

As medidas da dispersão de velocidades mostraram-se em boa concordância entre os métodos estudados, com $\sigma = 19$ km/s. Para espectros de qualidade ‘a’, como esperado, a concordância entre $\sigma_{\star}^{\text{DFM}}$ e $\sigma_{\star}^{\text{CCM}}$ é bem melhor, com $\sigma = 9$ km/s. Para

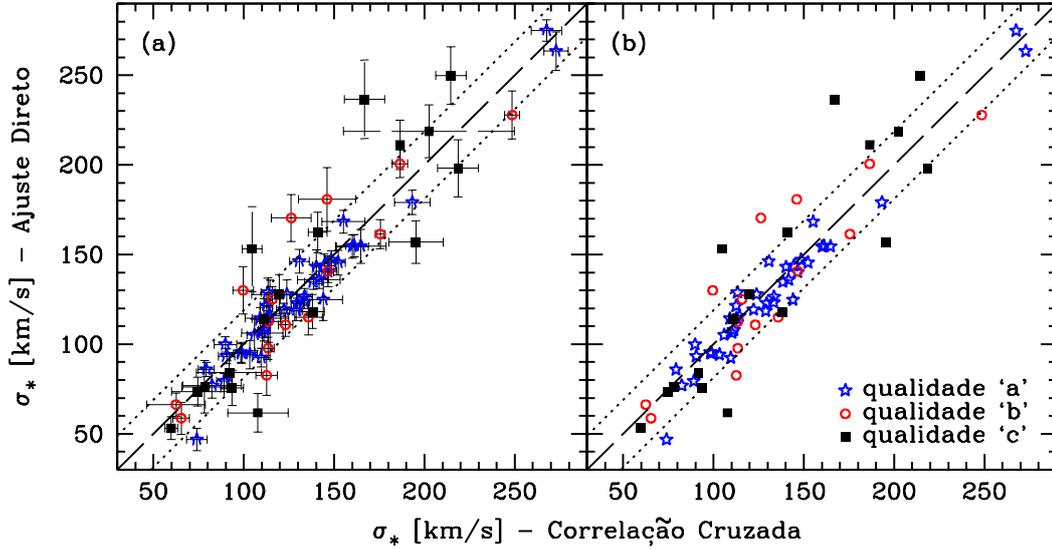


Figura 3.9: Comparação entre as dispersões de velocidades derivadas do método do ajuste direto e do método de correlação cruzada. O painel (b) é idêntico ao (a), apenas graficado sem as barras de erro. É notável como a qualidade do espectro afeta a medida de σ_* .

espectros de qualidade ‘b’ e ‘c’, a dispersão entre as duas medidas é de 22 e 30 km/s, respectivamente.

A Figura 3.9 mostra a comparação entre σ_*^{DFM} e σ_*^{CCM} . A linha tracejada é a reta identidade; as linhas pontilhadas indicam ± 1 sigma = ± 19 km/s. Os espectros de qualidade ‘a’ são representados pelas estrelas; os de qualidade ‘b’, pelos círculo abertos; e, os ‘c’, pelos quadrados cheios. No primeiro painel, as barras de erro em σ_*^{DFM} foram obtidas através do método de reescalonamento do χ^2 ; as incertezas em σ_*^{CCM} foram medidas a partir do *template mismatch*. No segundo painel não foram mostradas as incertezas para a melhor visualização da diferença entre os conjuntos de dados de diferentes qualidades.

Podem-se tirar várias lições da boa concordância entre os métodos. A primeira é que, se estamos interessados apenas na dispersão de velocidades estelar, poderíamos continuá-la medindo pelo tradicional e extensivamente testado CCM. A grande vantagem de usá-lo é ser computacionalmente pouco dispendioso.

Nos últimos anos, por outro lado, o tempo computacional deixou de ser um empecilho à aplicação do DFM. Ao mostrar que σ_*^{DFM} e σ_*^{CCM} são comparáveis, podemos adotar também o método DFM para medir a dispersão de velocidades estelar, em vez do CCM. Neste caso, a grande vantagem é a facilidade de visualizar e moldar máscaras individuais

comparando-se o espectro observado e o modelado. Como vimos ao longo desse estudo, máscaras adequadas são especialmente importantes ao se analisar espectros com certo grau de contaminação na região do Ca II.

3.4.2 Comparação dos resultados com a literatura

A Tabela 3.1 traz uma compilação de medidas de σ_* da literatura. Esses valores foram coletados de três fontes diferentes: temos 14 objetos em comum com Nelson & Whittle (1995), 22 com Cid Fernandes et al. (2004) e 8 com Whitmore et al. (1985). O trabalho de Nelson & Whittle (1995) mediu dispersões de velocidades usando o método de correlação cruzada na região do Ca II e do tripleto de Mg b. Os valores apresentados por Cid Fernandes et al. (2004) foram obtidos com o algoritmo STARLIGHT, utilizando espectros na faixa do visível e uma base de populações estelares simples de Bruzual & Charlot (2003). Como esse trabalho não possui medidas tradicionais da incerteza, não incluímos barras de erros para as suas medidas nas figuras dessa seção. O trabalho de Whitmore et al. (1985) consiste em uma compilação de dados de dispersão de velocidades de vários trabalhos anteriores.

A Figura 3.10(b) traz a comparação entre σ_*^{DFM} e as dispersões de velocidade compiladas da literatura, σ_*^{Lit} . A linha tracejada é a reta identidade; as linhas pontilhadas indicam ± 1 sigma = ± 22 km/s. Para espectros de qualidade ‘a’, a diferença é de 20 km/s; para os de qualidade ‘b’ ou ‘c’, 25 km/s.

Na Figura 3.10(a), mostramos σ_*^{CCM} contra σ_*^{Lit} . A linha tracejada é a reta identidade; as linhas pontilhadas indicam ± 1 sigma = ± 21 km/s. Para espectros de qualidade ‘a’, a diferença é de 20 km/s; para os de qualidade ‘b’, 18 km/s; para os ‘c’, 24 km/s.

A Figura 3.11 traz uma comparação entre σ_*^{Lit} e a dispersão de velocidades média encontrada nesse trabalho, $\sigma_*^{\text{med}} \equiv (\sigma_*^{\text{DFM}} + \sigma_*^{\text{CCM}})/2$. A linha tracejada é a reta identidade; as linhas pontilhadas indicam ± 1 sigma = ± 20 km/s. Para espectros de qualidade ‘a’ a concordância é de sigma = 21 km/s; para de qualidade ‘b’, 19 km/s; e, ‘c’, 16 km/s. Pode parecer surpreendente à primeira vista que os espectros de qualidade ‘a’ tiveram uma concordância pior do que os do tipo ‘c’. Deve-se lembrar, contudo, que a classificação quanto à qualidade dos espectros foi baseada nas observações deste trabalho. Se fôssemos avaliar a qualidade espectral das observações dos outros trabalhos, provavelmente deveríamos dividir os objetos de forma diferente.

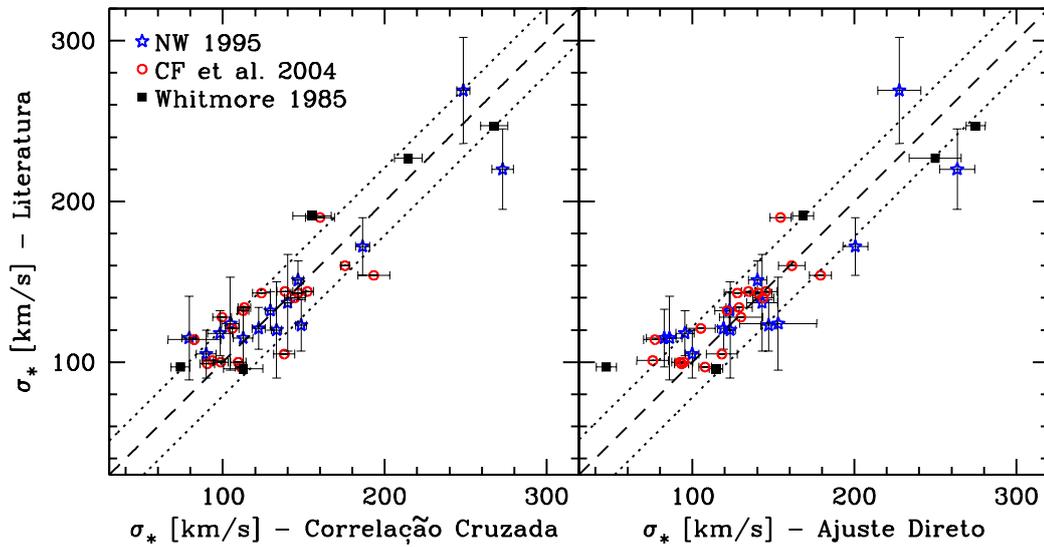


Figura 3.10: Comparação entre as medidas de σ_* deste trabalho e dados coletados da literatura.

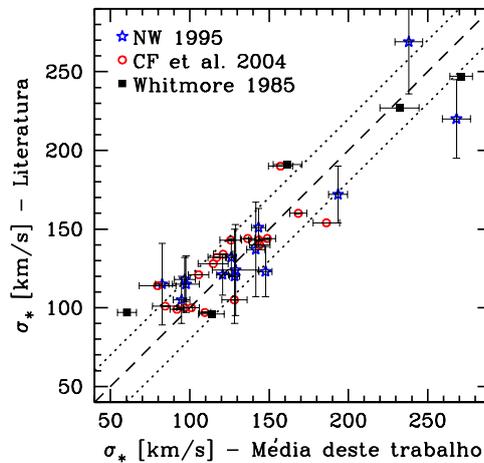


Figura 3.11: Comparação entre as medidas médias de σ_* deste trabalho e dados coletados da literatura.

3.5 Resultados Espaciais

Todos os resultados apresentados anteriormente neste capítulo referem-se aos espectros nucleares dos objetos, como definidos na Seção 3.1. Nesta seção, apresentamos resultados para extrações de espectros espacialmente resolvidos e para espectros integrados ao longo

da fenda.

Investigamos primeiro o efeito de abertura para a dispersão de velocidades. Os espectros aqui investigados são resultado da integração de uma região 3 a 51 pixels centrada no pico de luminosidade da galáxia. Para a correspondência desses valores com a escala física, ver Seção 3.1.

A variação de σ_* em função da abertura Δr , em segundos de arco, é graficada nas Figuras 3.12(a) a 3.12(f). Para todos os casos, não observamos nenhuma mudança significativa em σ_* . Esse resultado não é surpreendente, apenas confirma que o núcleo domina a luminosidade do espectro integrado. (De fato, isso pode ser visto nas curvas de brilho nas Figuras 3.14(a) a 3.14(h1).)

A importância de se verificar o efeito de abertura é saber até que ponto a nossa definição de extrações nucleares é válida. Lembre-se que definimos a extração central simplesmente como a abertura de três pixels centrais, para todos os objetos da amostra. Ao analisarmos extrações centrais de abertura maior, não obtivemos variações significativas em σ_* . Portanto, concluímos que a nossa definição de extrações é razoável, apesar de os espectros compreenderem regiões físicas diferentes das galáxias; além disso, verificamos que as σ_* medidas para as diferentes galáxias são coerentes e comparáveis entre si.

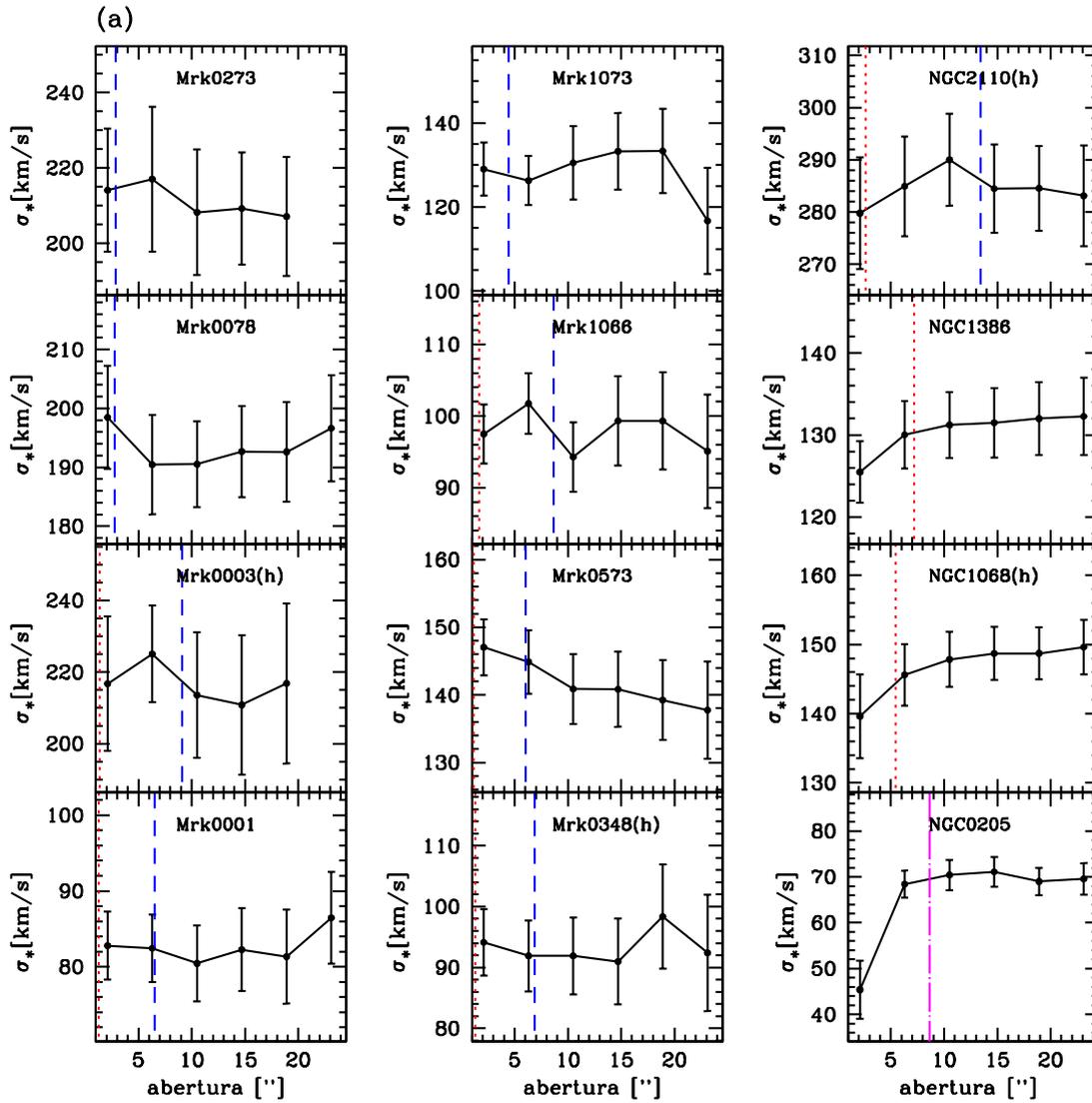


Figura 3.12: Curvas de crescimento. As linhas tracejadas (em azul) marcam 2 kpc; as pontilhadas (em vermelho), 400 pc; a linha pontilhada e tracejada (em violeta), desenhada apenas para a galáxia NGC 205, 30 pc. [Continua]

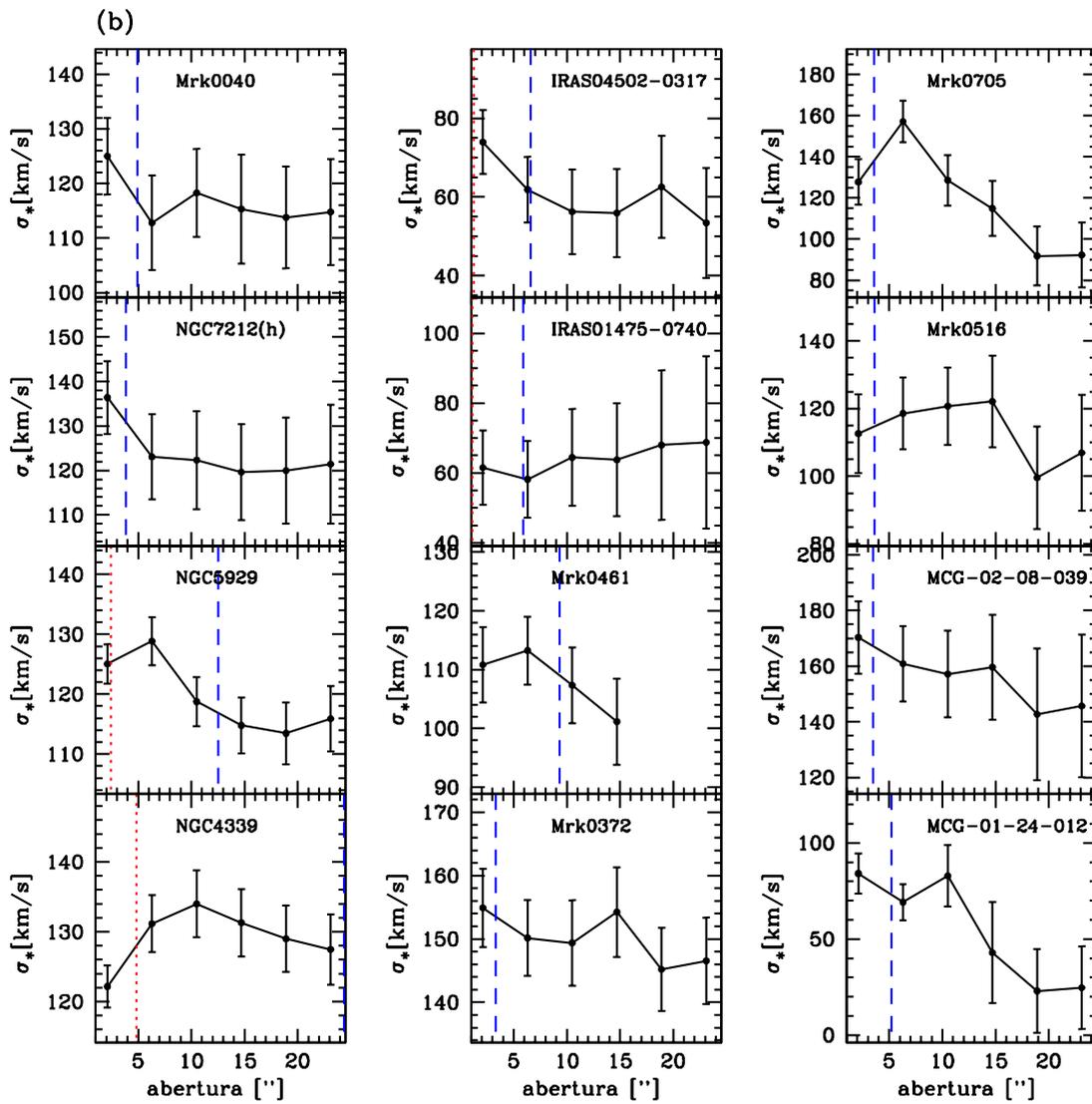


Figura 3.12: [Continuação]

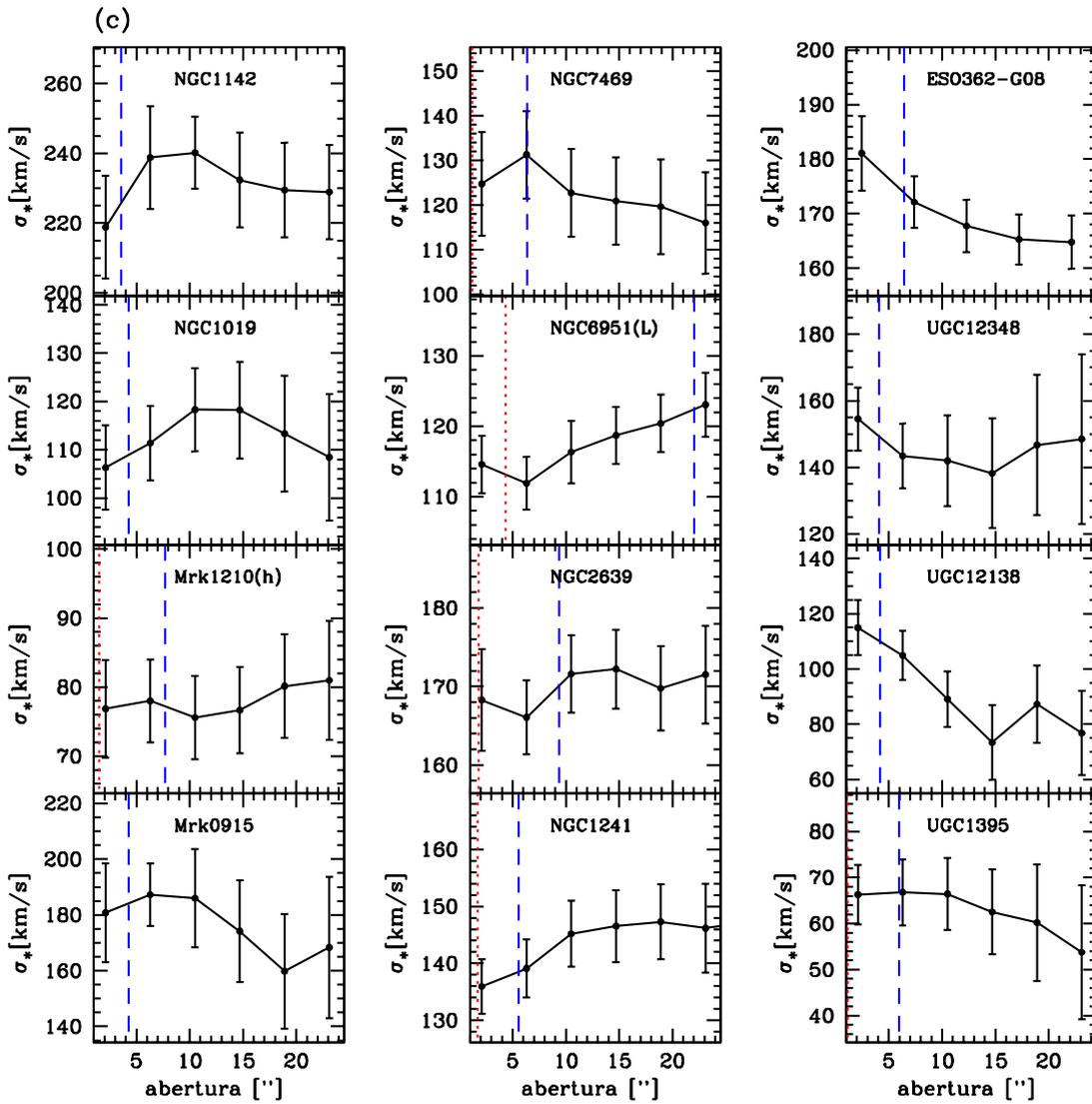


Figura 3.12: [Continuação]

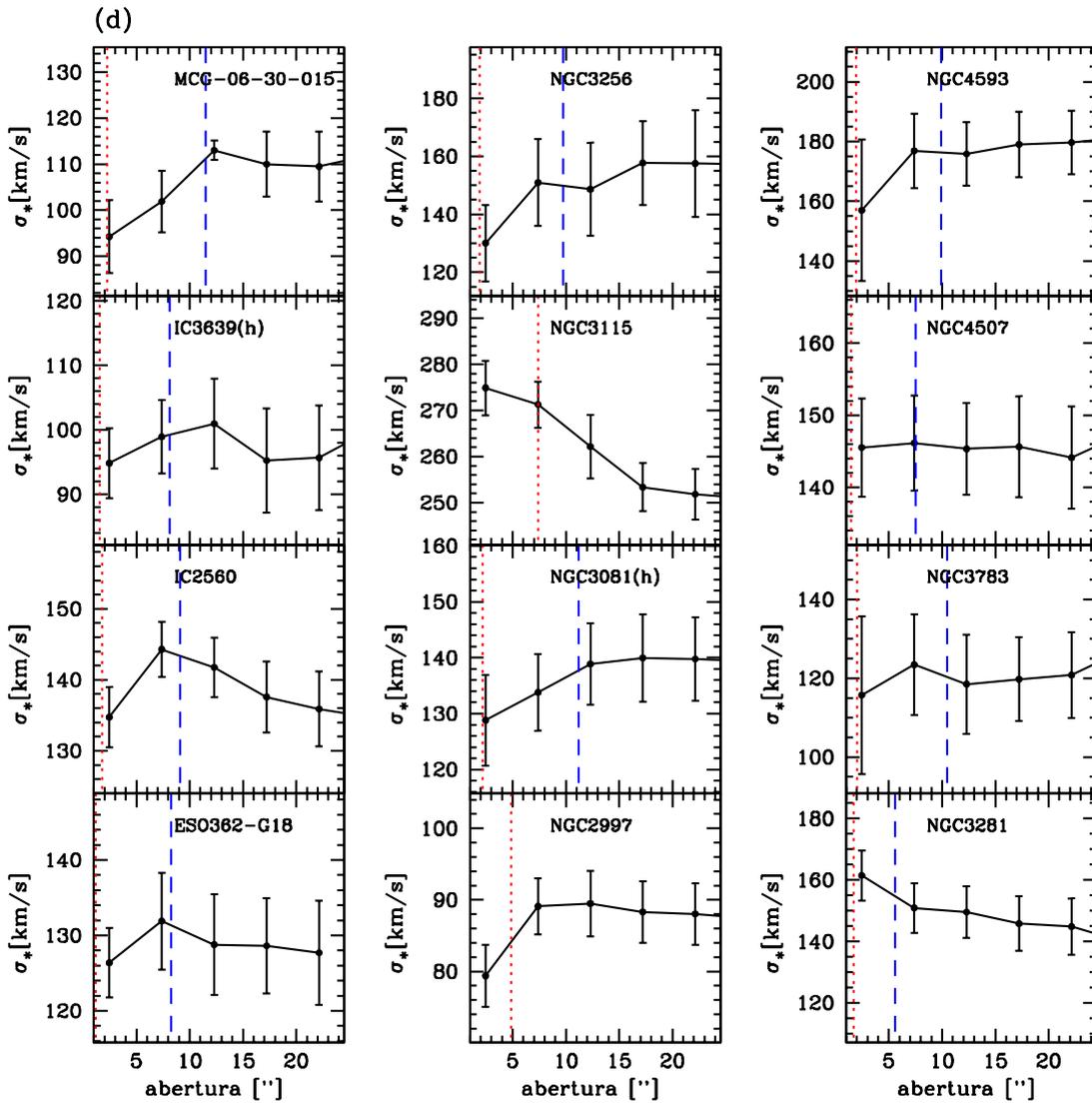


Figura 3.12: [Continuação]

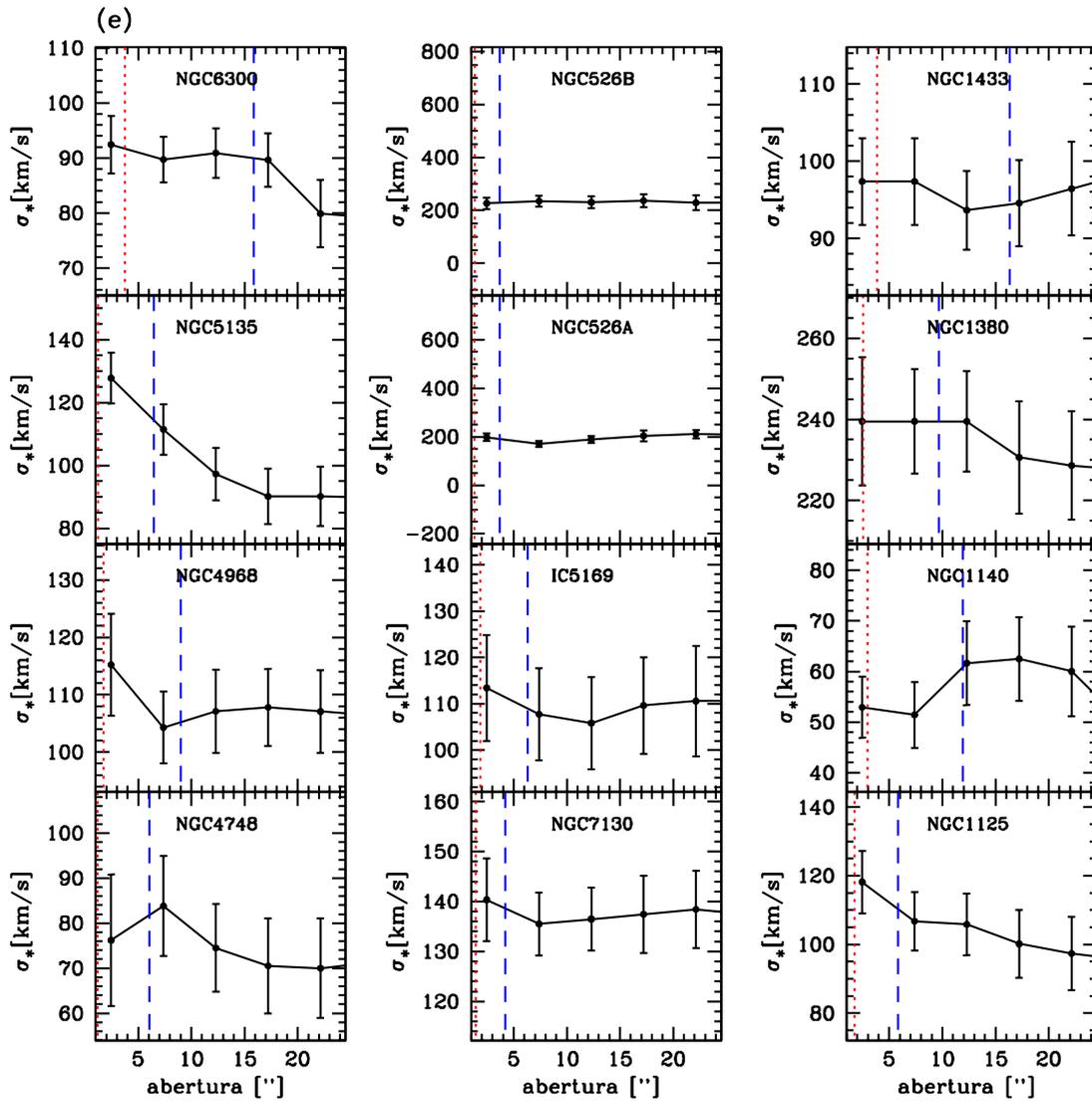


Figura 3.12: [Continuação]

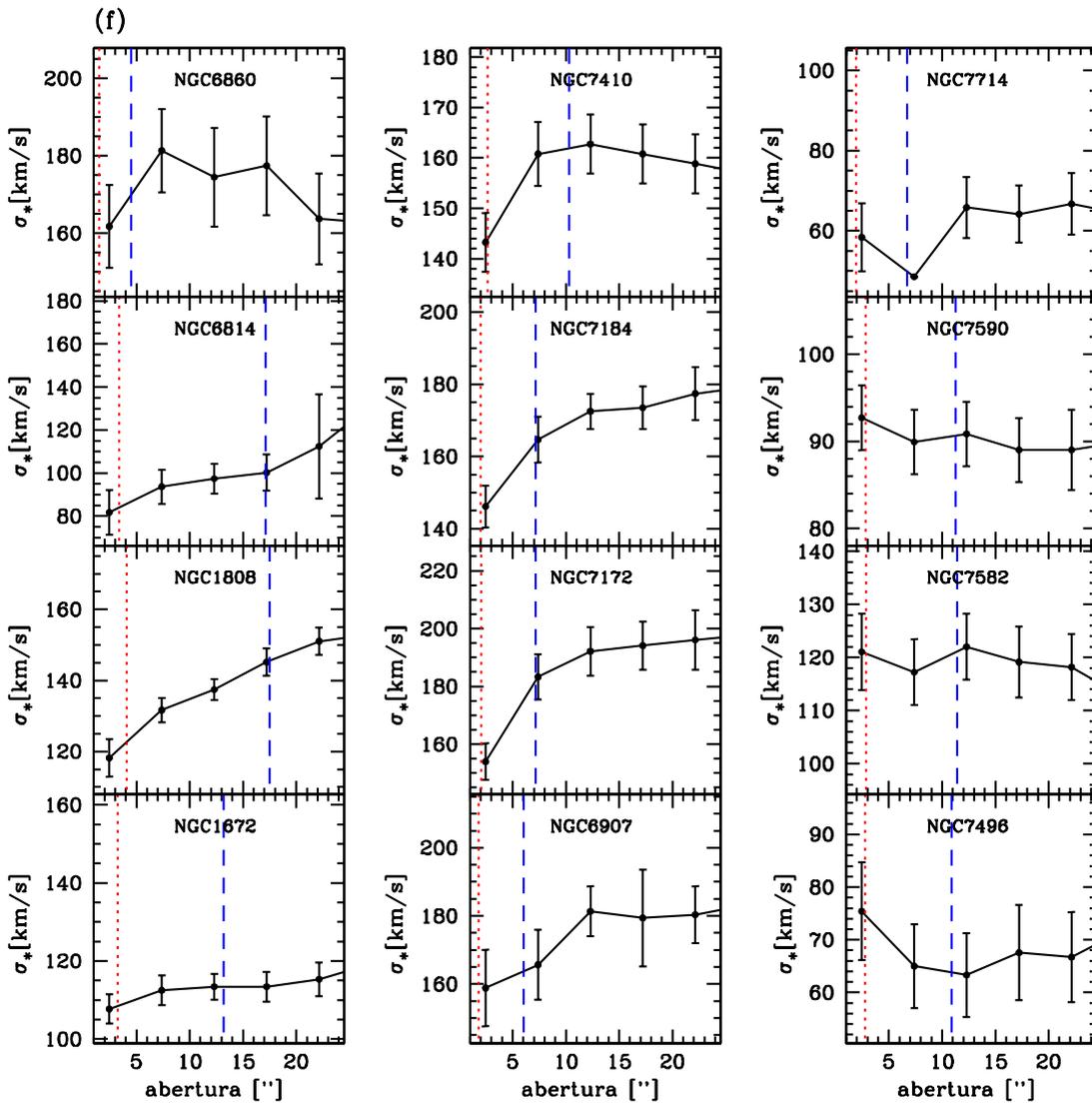


Figura 3.12: [Continuação]

O outro estudo que fizemos foi com espectros espacialmente resolvidos, extraídos como integrações de fatias ao longo da fenda. Ou seja, para alguns objetos da nossa amostra, obtivemos, além dos espectros nucleares, espectros de partes mais externas das galáxias, como bojo e disco. O procedimento para a redução dos dados das extrações ao longo da fenda, conduzido pela Dra. Áurea Garcia-Rissmann, foi semelhante ao da redução dos espectros nucleares, detalhado na Seção 3.1.

Aplicamos o ajuste direto com o algoritmo STARLIGHT para todas as fatias, usando as máscaras individuais definidas para o ajuste nuclear de cada objeto, como explicitado na Seção 3.2. A partir da inspeção visual das 78 galáxias e das suas extrações espaciais, separamos uma sub-amostra de 34 objetos. O critério de seleção utilizado foi que pelo menos quatro extrações não-nucleares tivessem uma razão sinal-ruído suficiente e linhas do Ca II relativamente livres de contaminação para que o ajuste direto pudesse ser implementado. Isto se traduz em quatro extrações não-nucleares, para cada galáxia, pelo menos de qualidade ‘c’. Os espectros espacialmente resolvidos da sub-amostra são mostrados nas Figuras 3.13(a) a 3.13(h1).

Após o ajuste inicial, feito com a máscara individual para cada galáxia, e a definição da sub-amostra, foram definidas máscaras exclusivas para cada espectro espacialmente resolvido. Em alguns casos, essa máscara pôde ser menos restritiva para os espectros não-nucleares. Por exemplo, para NGC 7469 (Figura 3.13(f)) a contaminação da primeira linha do Ca II por O I é cada vez menos importante à medida que nos afastamos do núcleo galáctico. Em outros casos, as extrações espaciais mostram-se com mais contaminações ou regiões de baixa qualidade que não devem ser levadas em conta no ajuste, como é o caso de NGC 6951 (Figura 3.13(c1)).

As medidas de v_* e σ_* derivadas desse ajuste são apresentadas nas Figuras 3.14(a) a 3.14(h1). Os painéis dessas mesmas figuras graficam também o brilho superficial e a largura equivalente do tripleto do Ca, W_{CaT} .

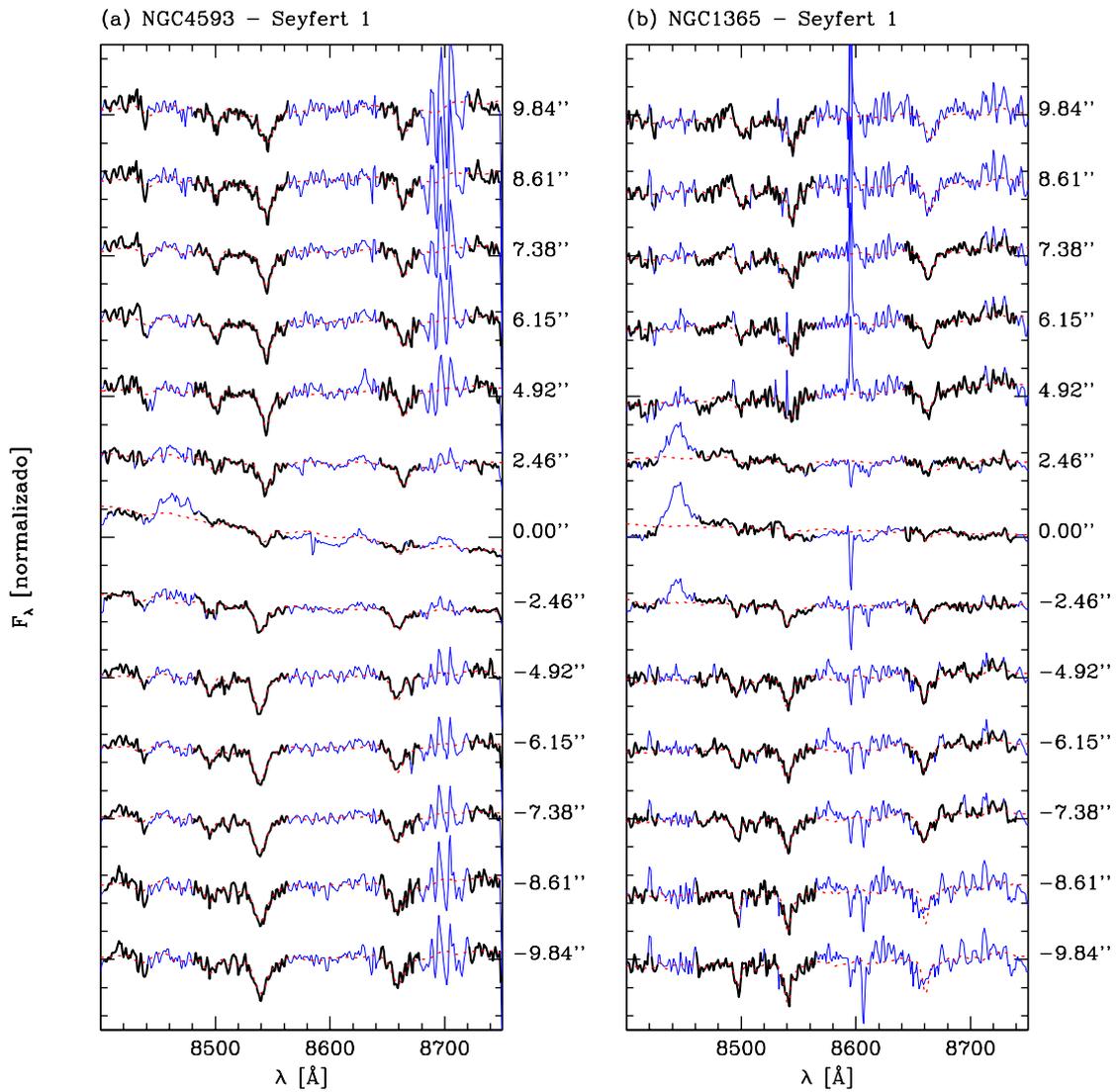


Figura 3.13: Espectros espacialmente resolvidos. A distância angular ao núcleo está indicada à direita de cada espectro. Em linha cheia estão graficados os espectros observados; em linha pontilhada, os espectros modelados. As regiões consideradas nos ajustes estão desenhadas em linha mais grossa. [Continua]

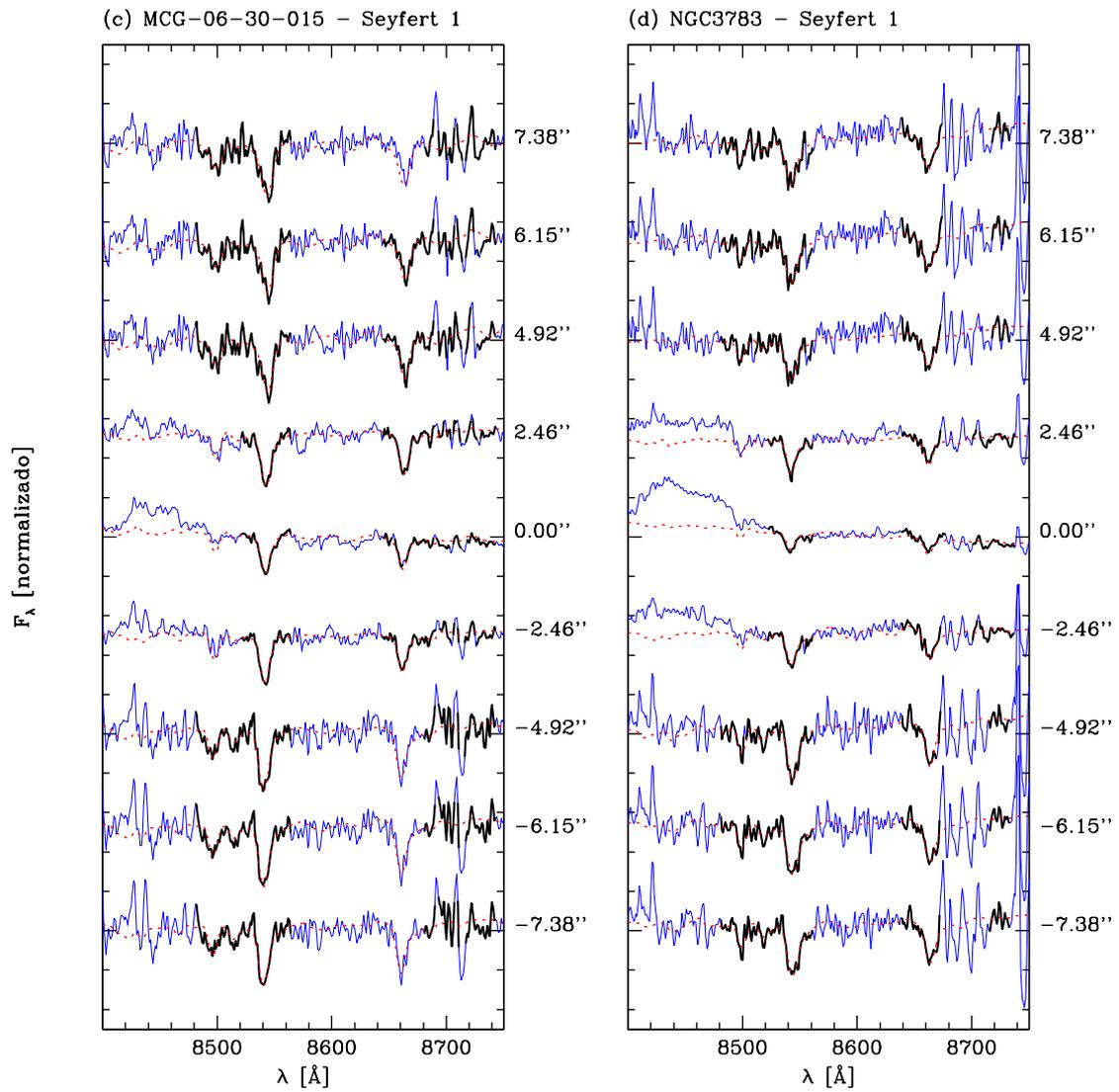


Figura 3.13: [Continuação]

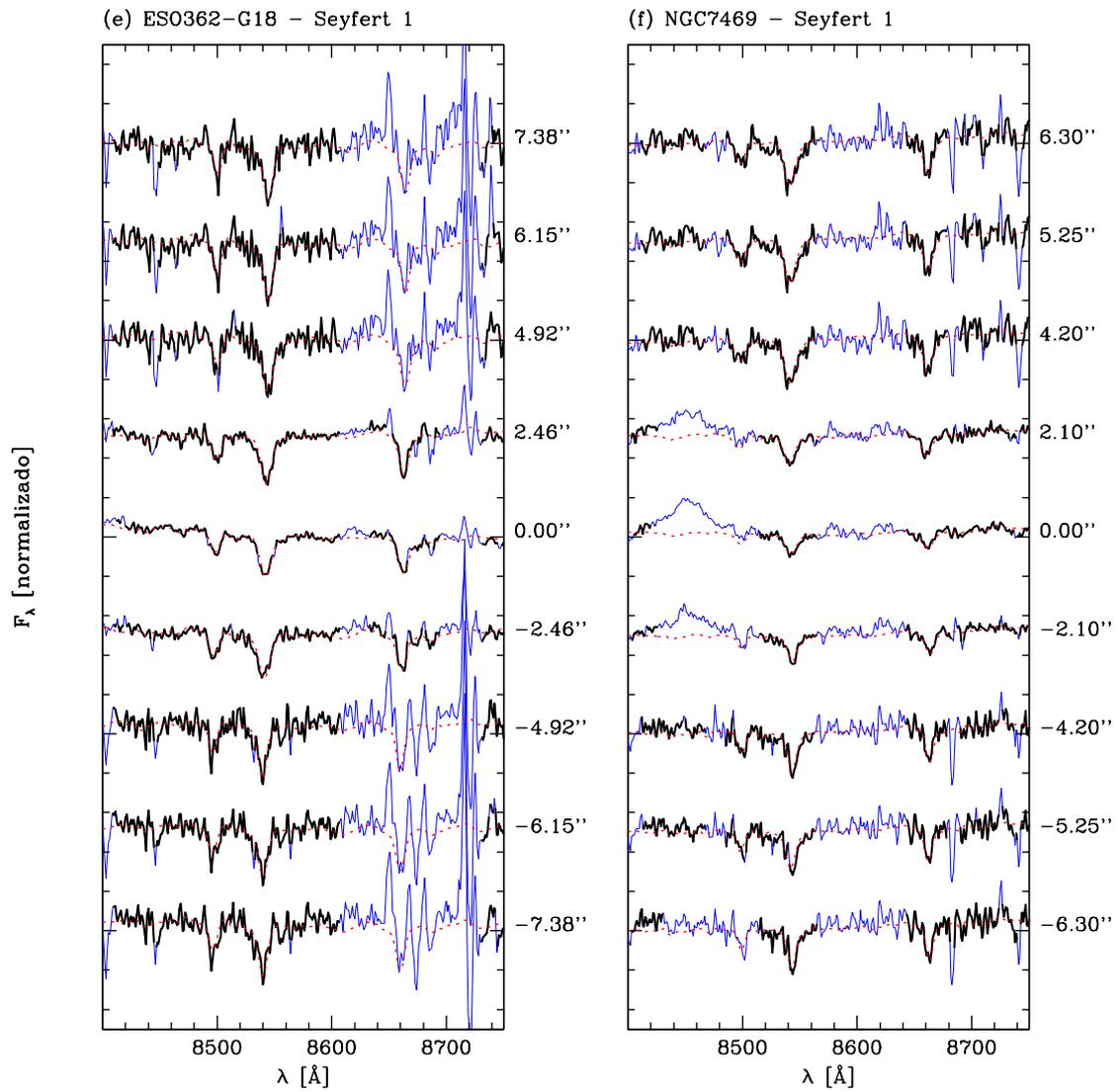


Figura 3.13: [Continuação]

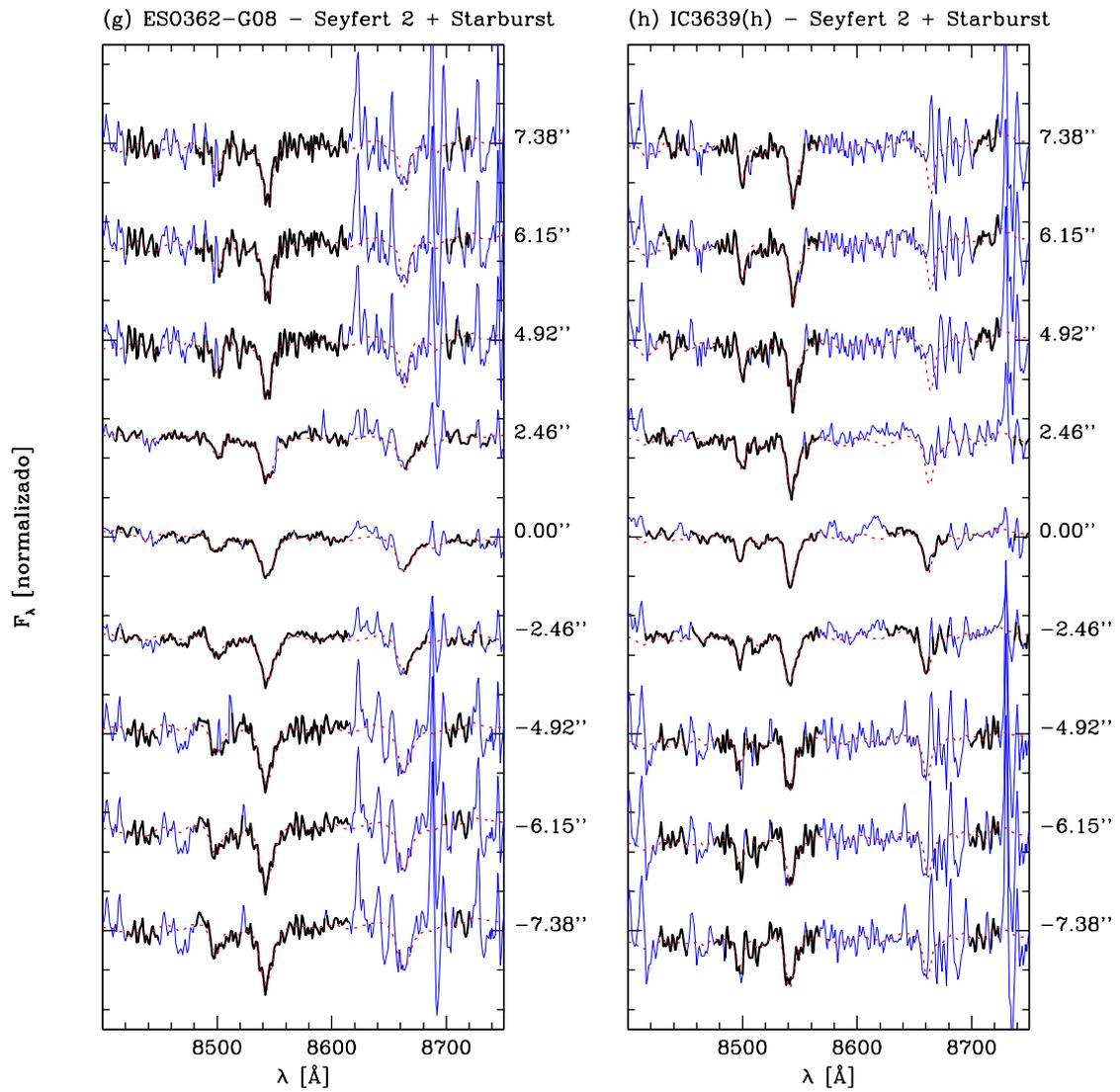


Figura 3.13: [Continuação]

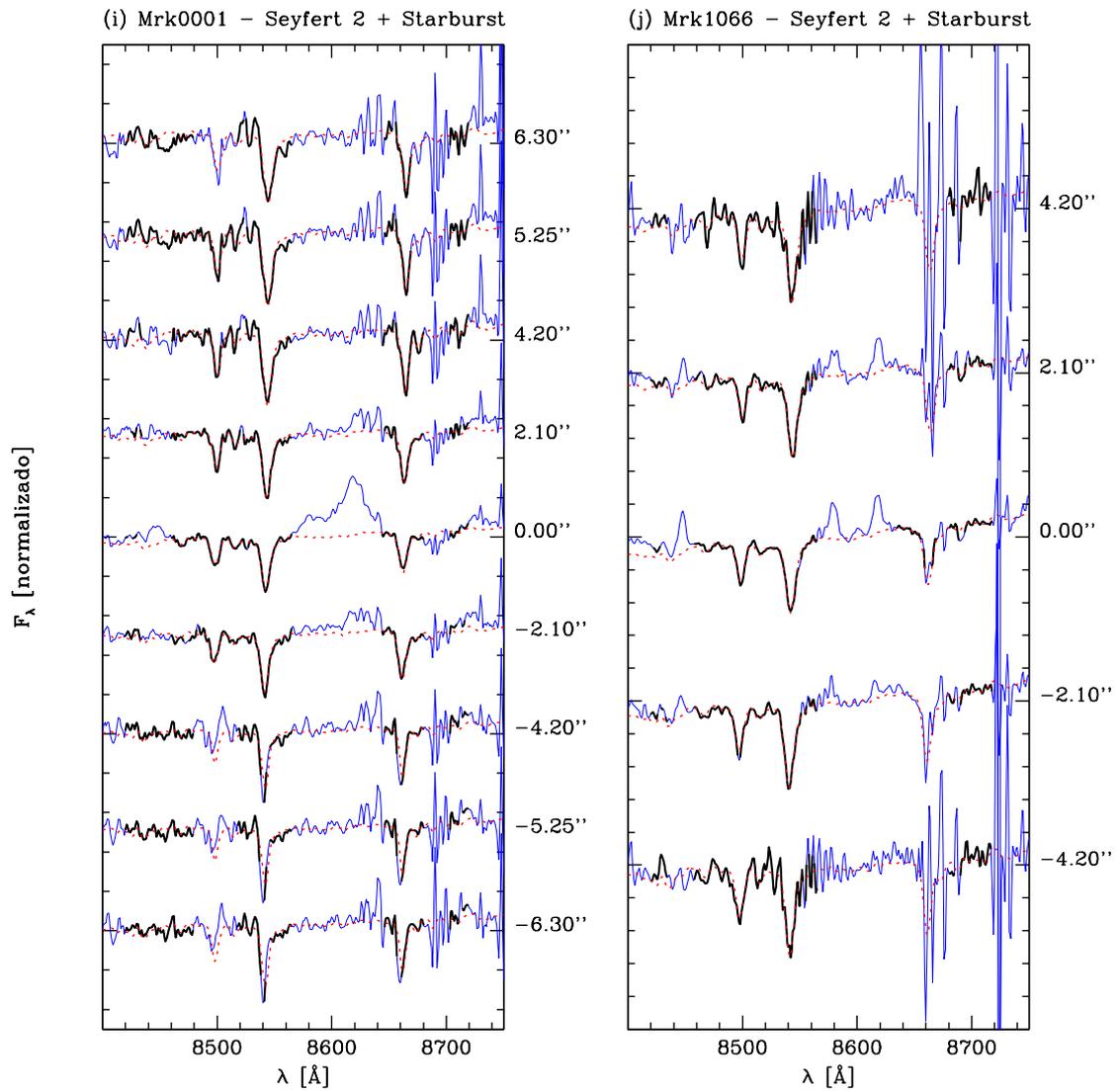


Figura 3.13: [Continuação]

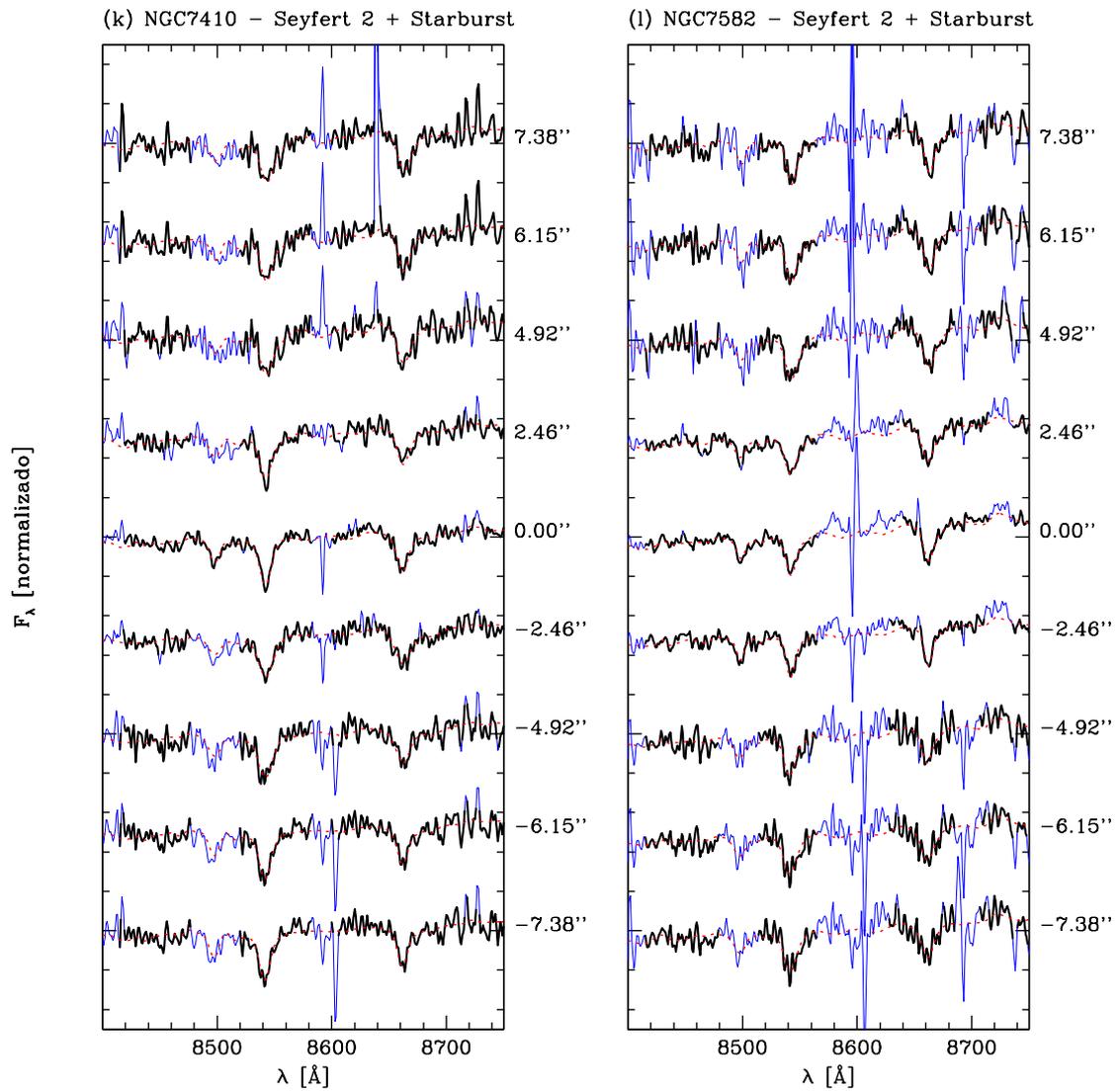


Figura 3.13: [Continuação]

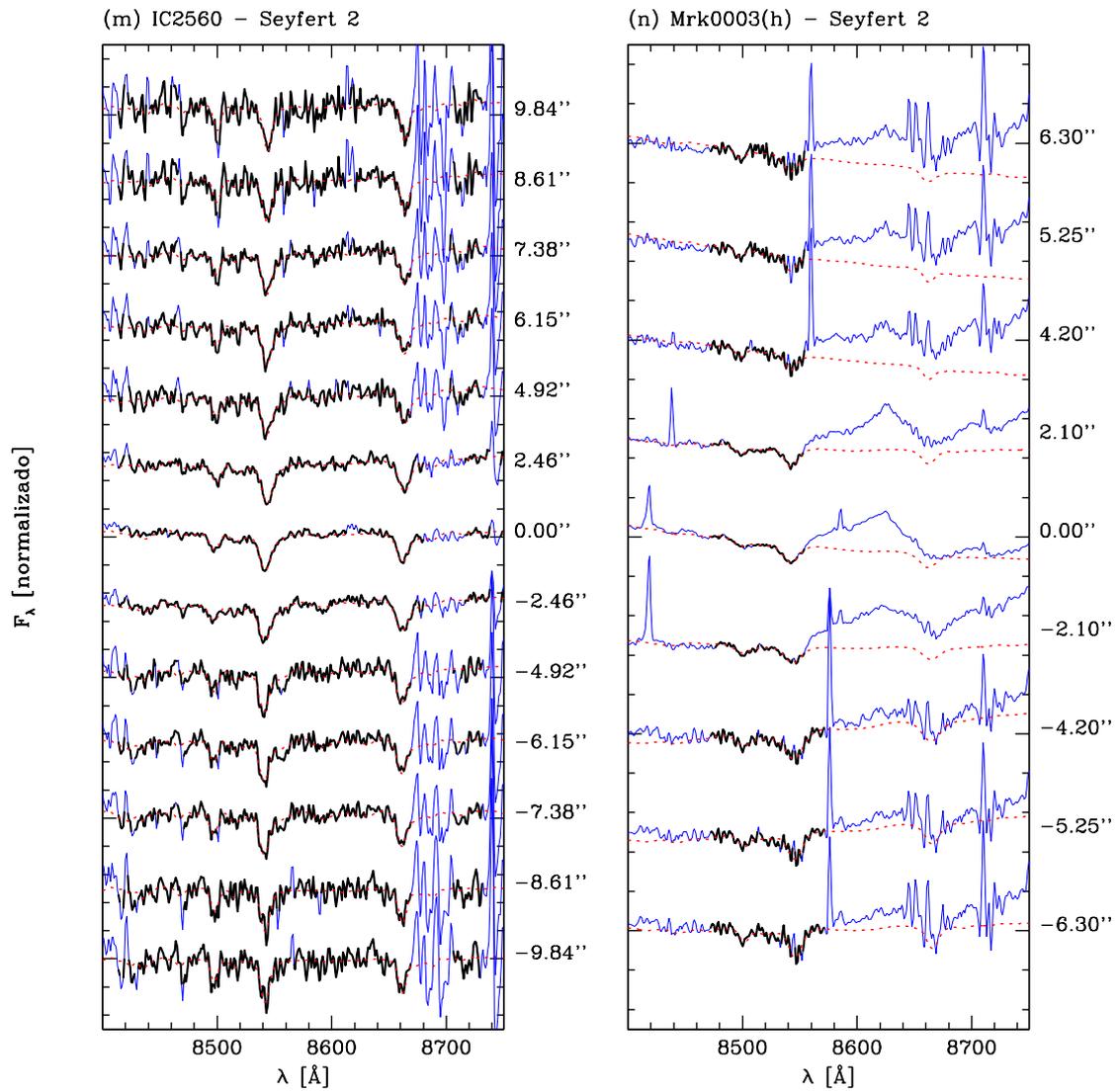


Figura 3.13: [Continuação]

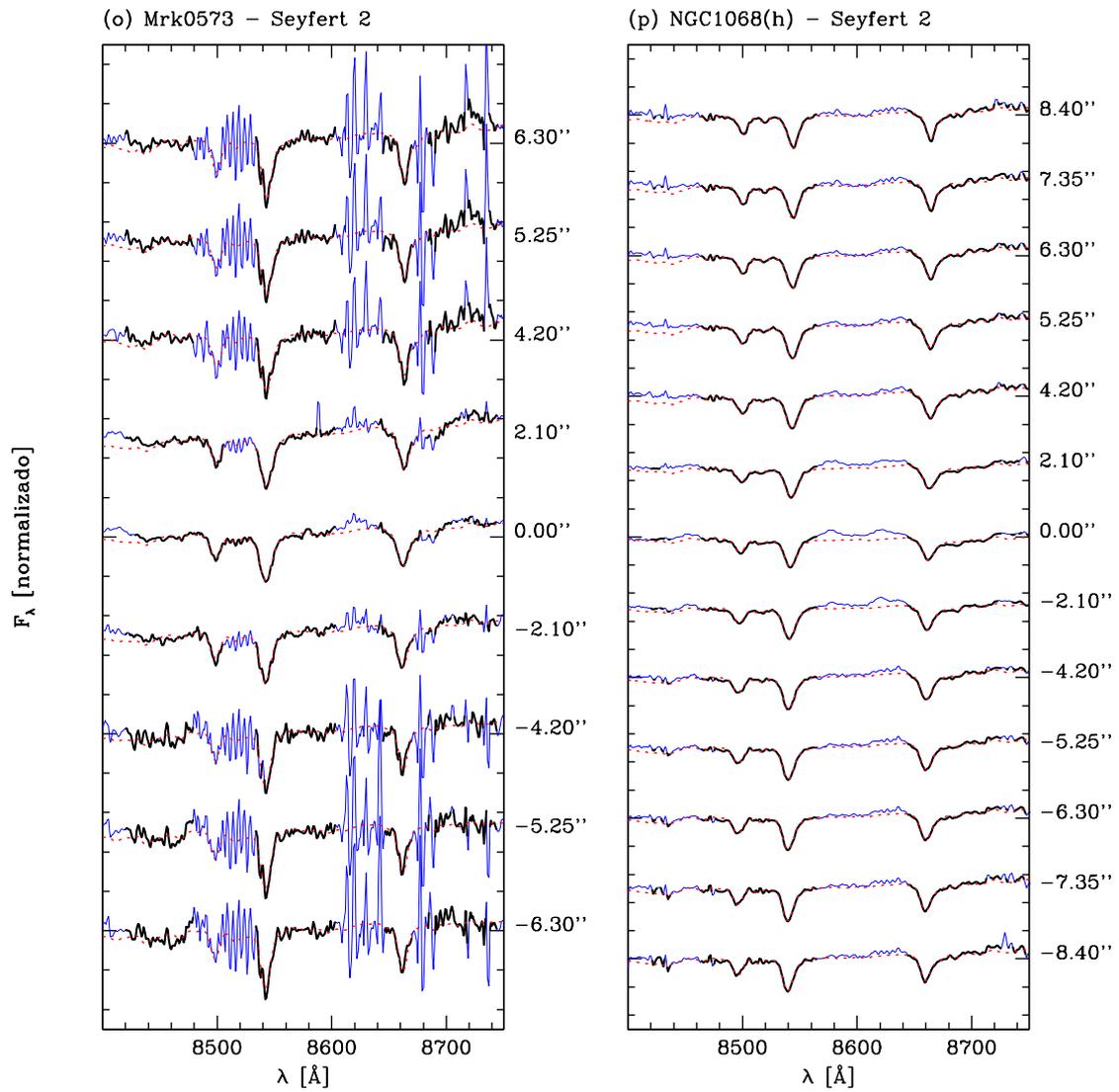


Figura 3.13: [Continuação]

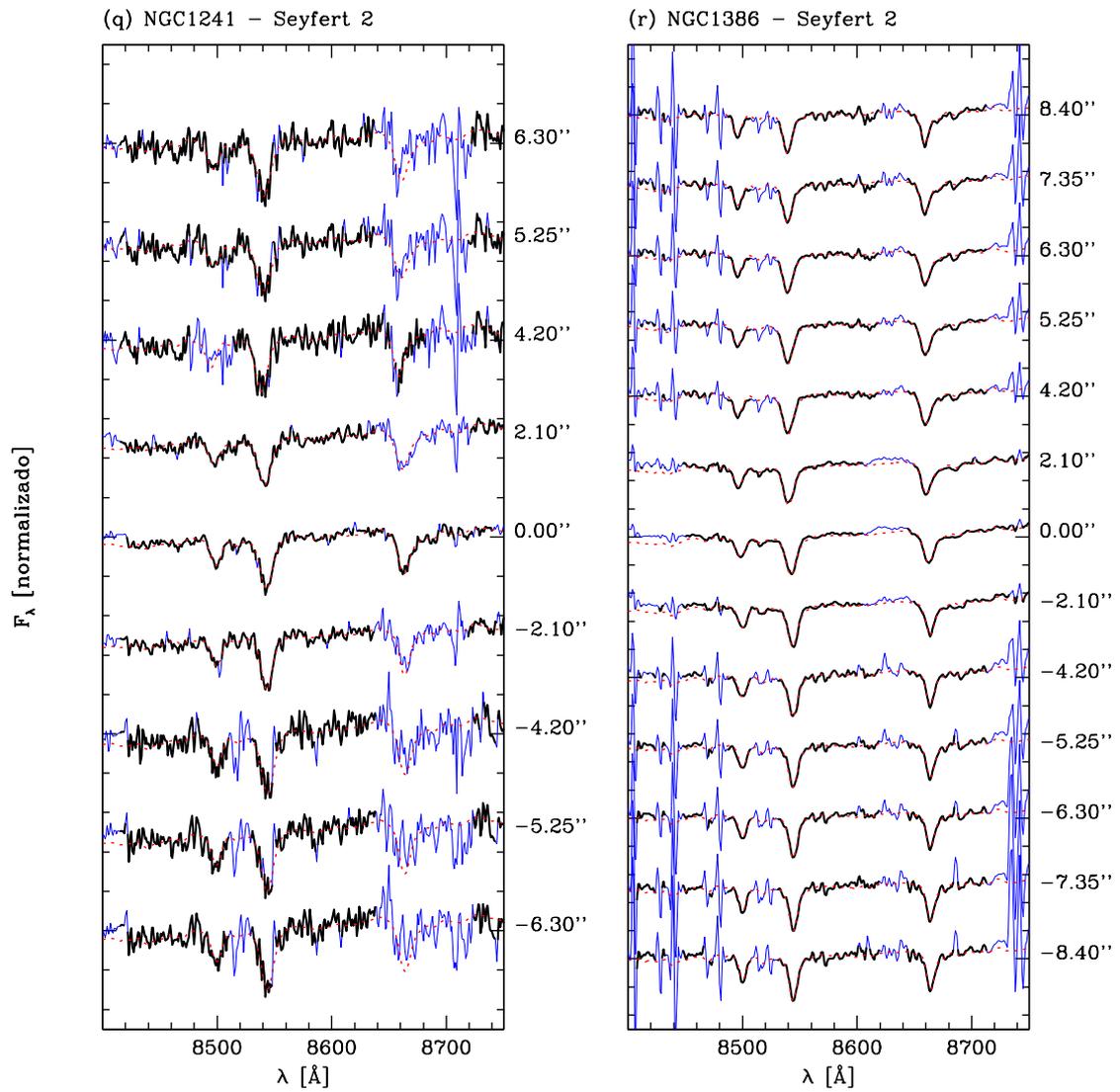


Figura 3.13: [Continuação]

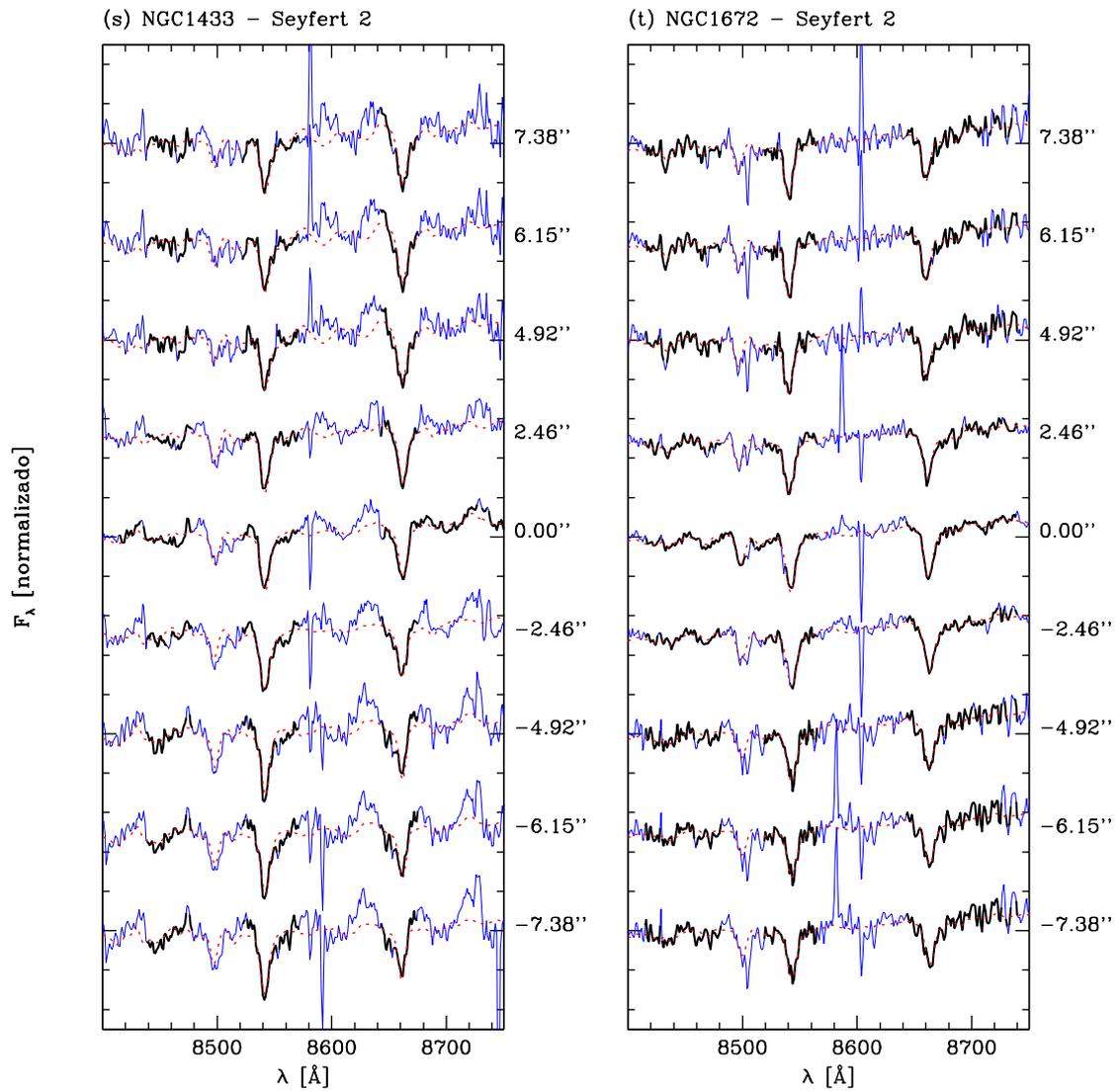


Figura 3.13: [Continuação]

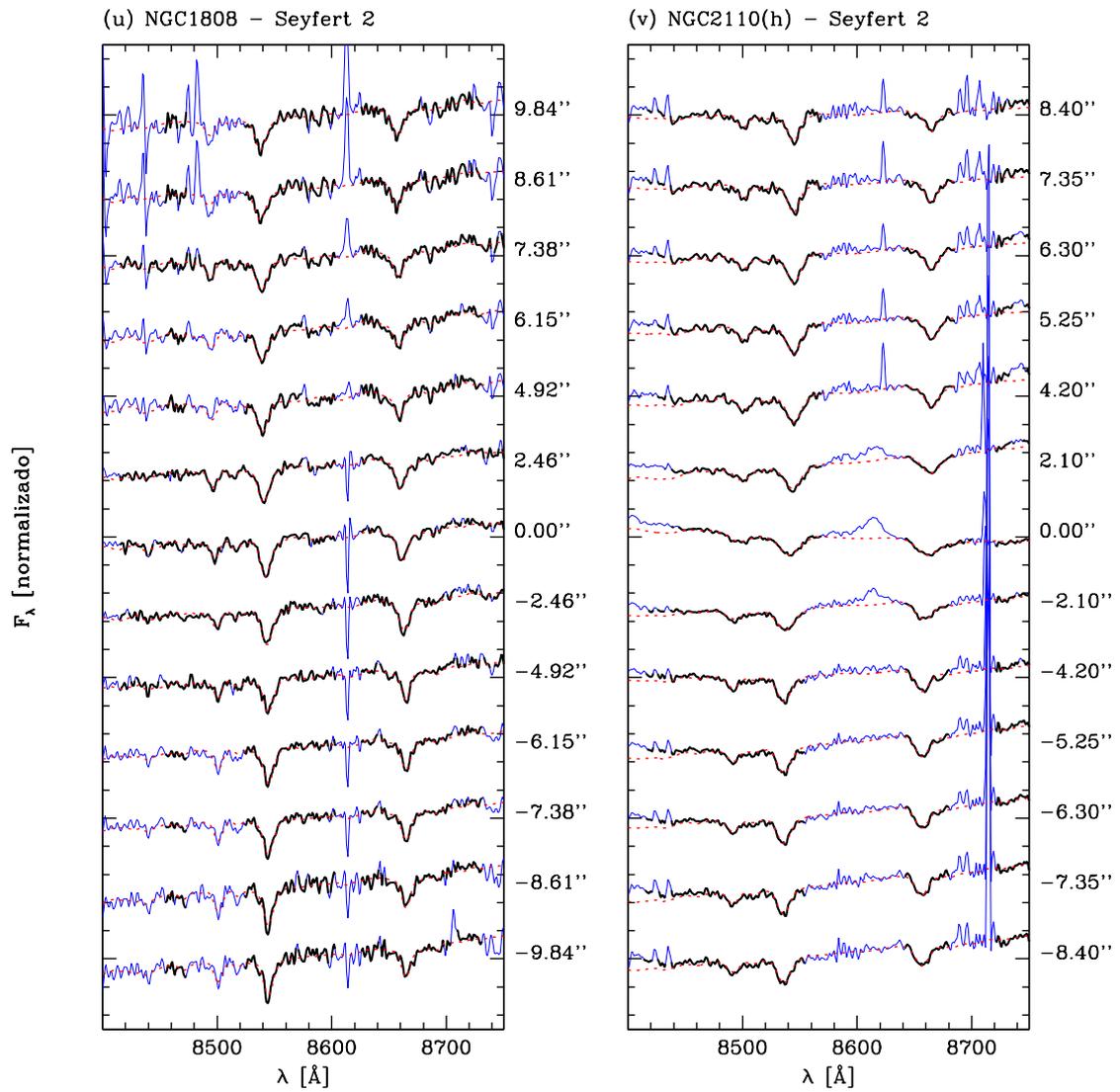


Figura 3.13: [Continuação]

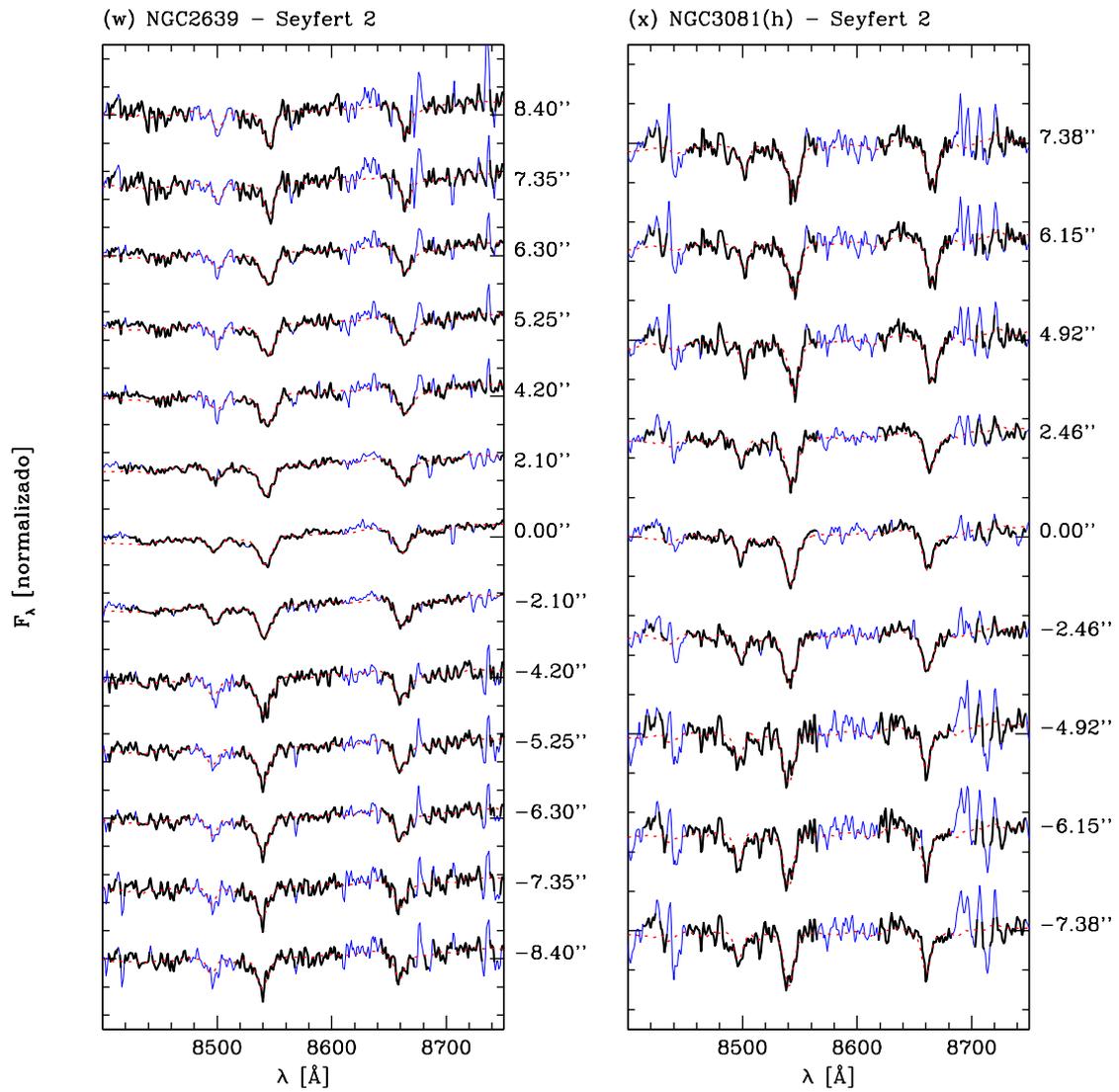


Figura 3.13: [Continuação]

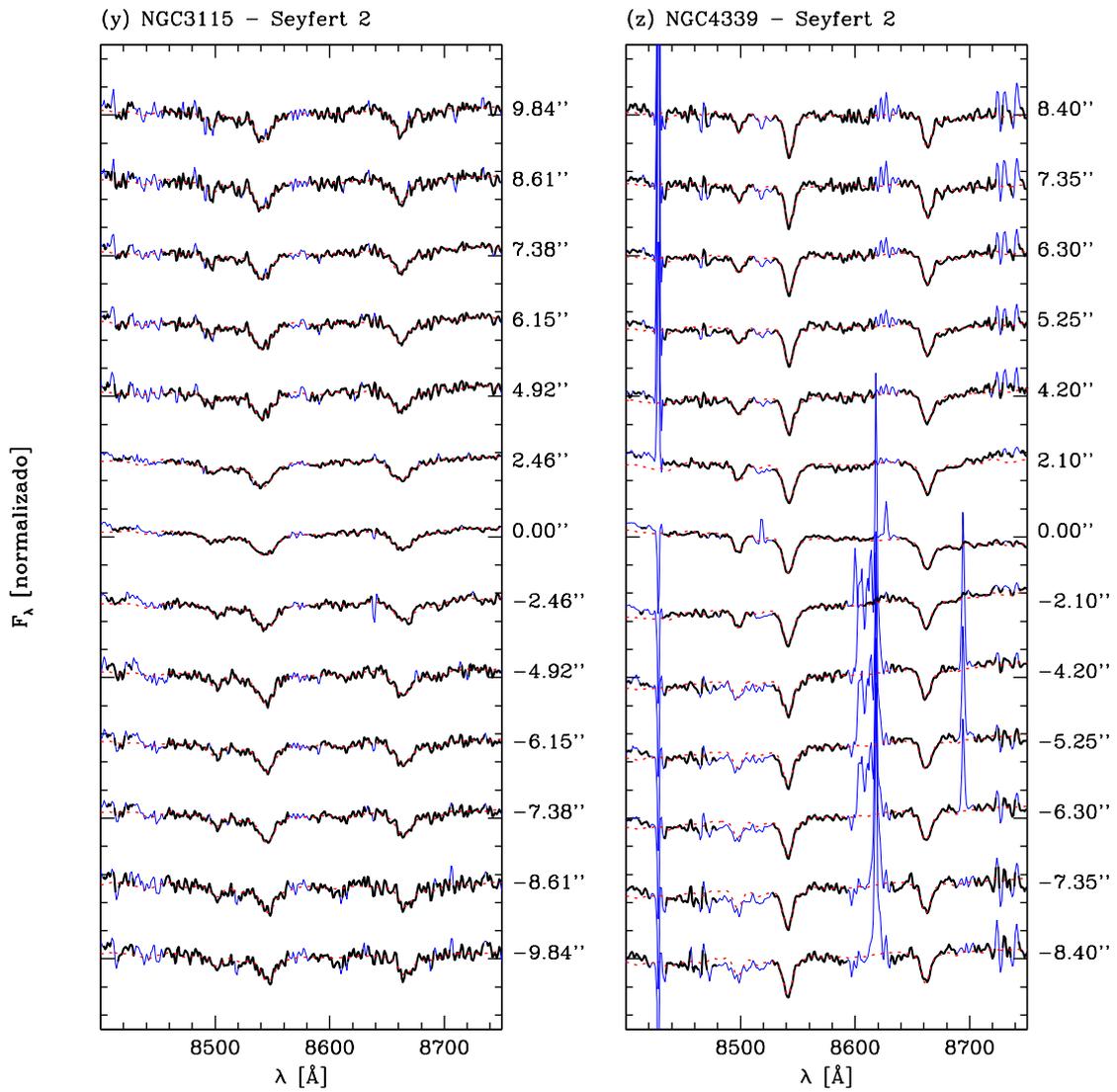


Figura 3.13: [Continuação]

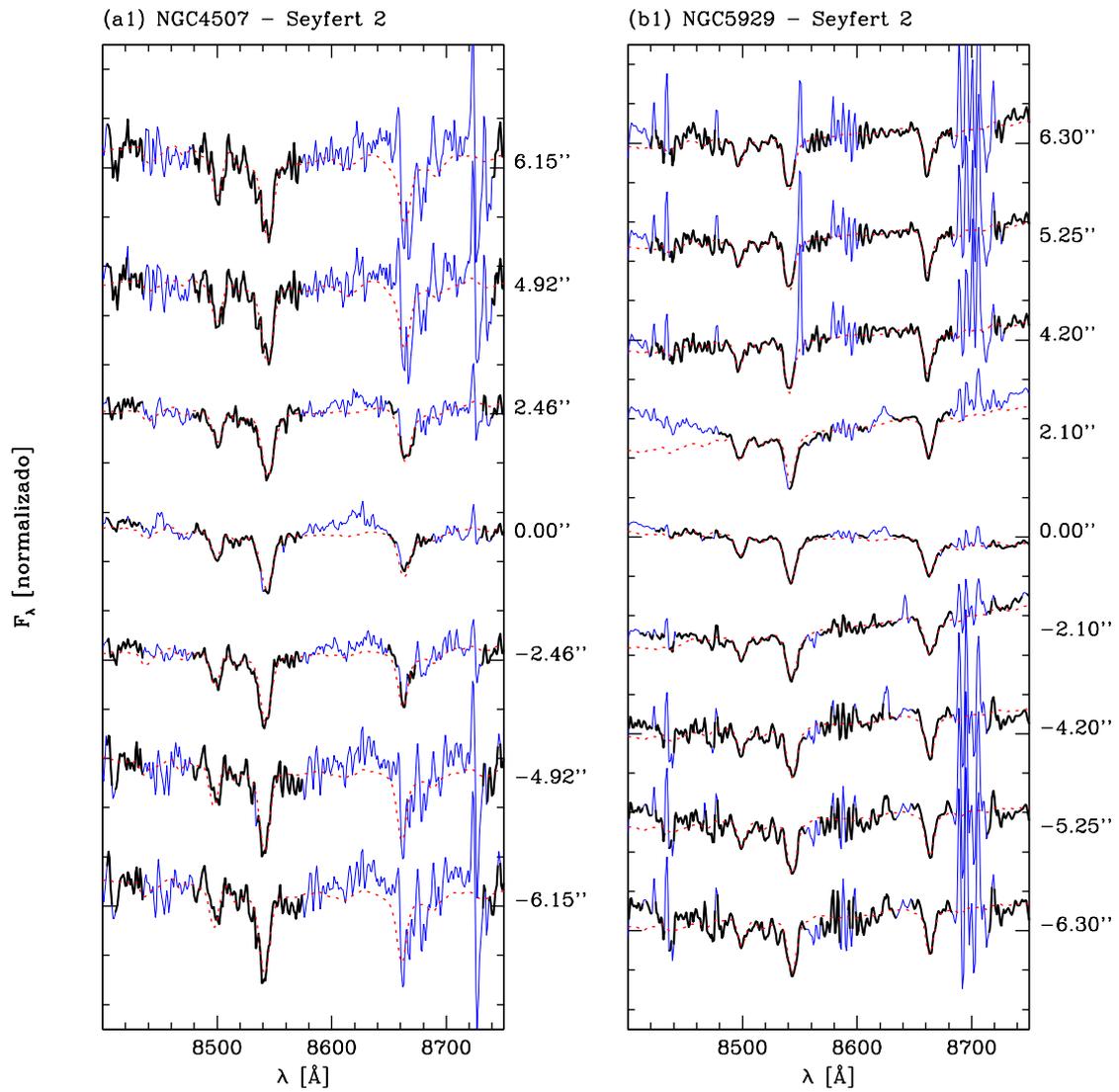


Figura 3.13: [Continuação]

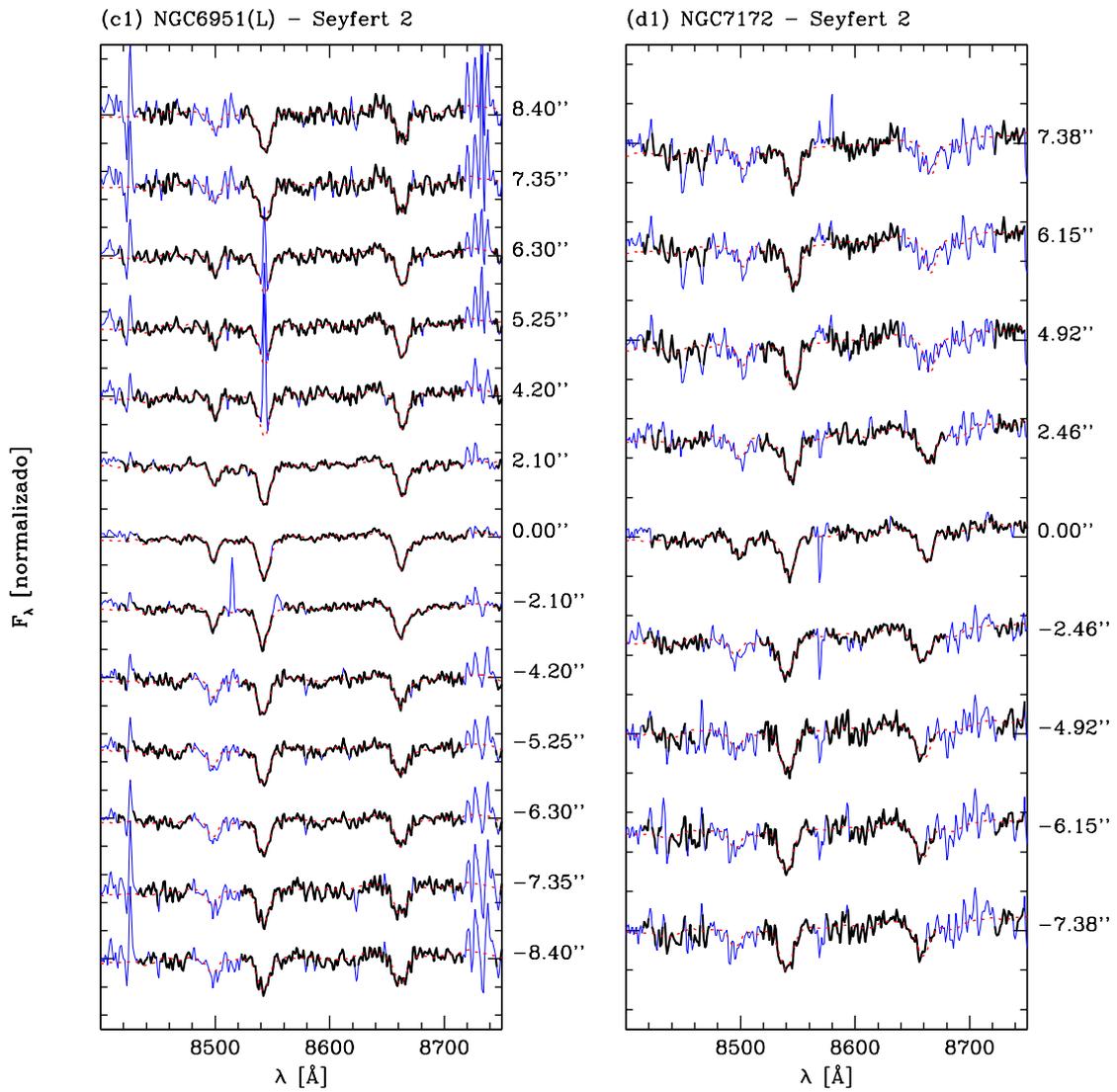


Figura 3.13: [Continuação]

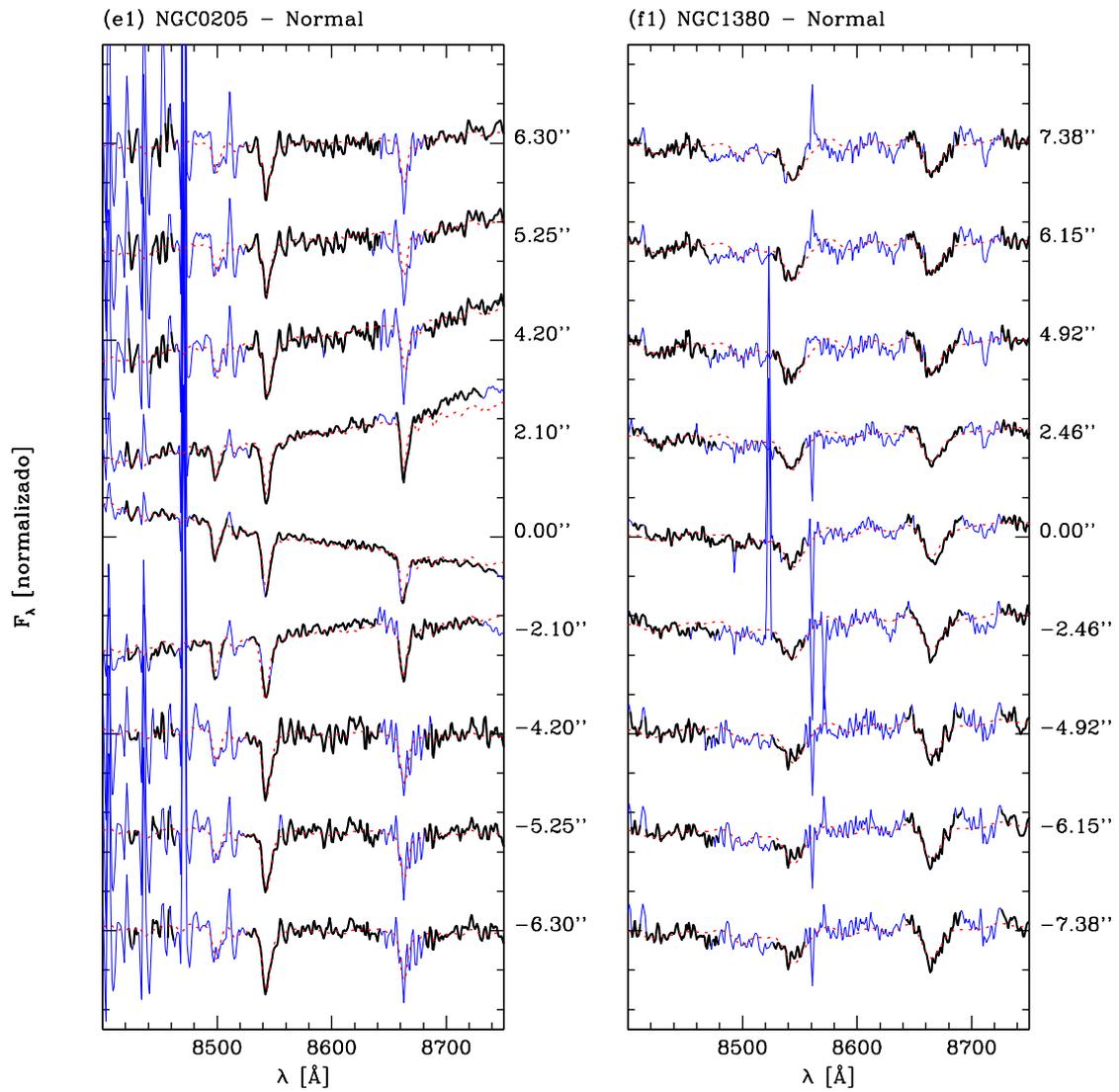


Figura 3.13: [Continuação]

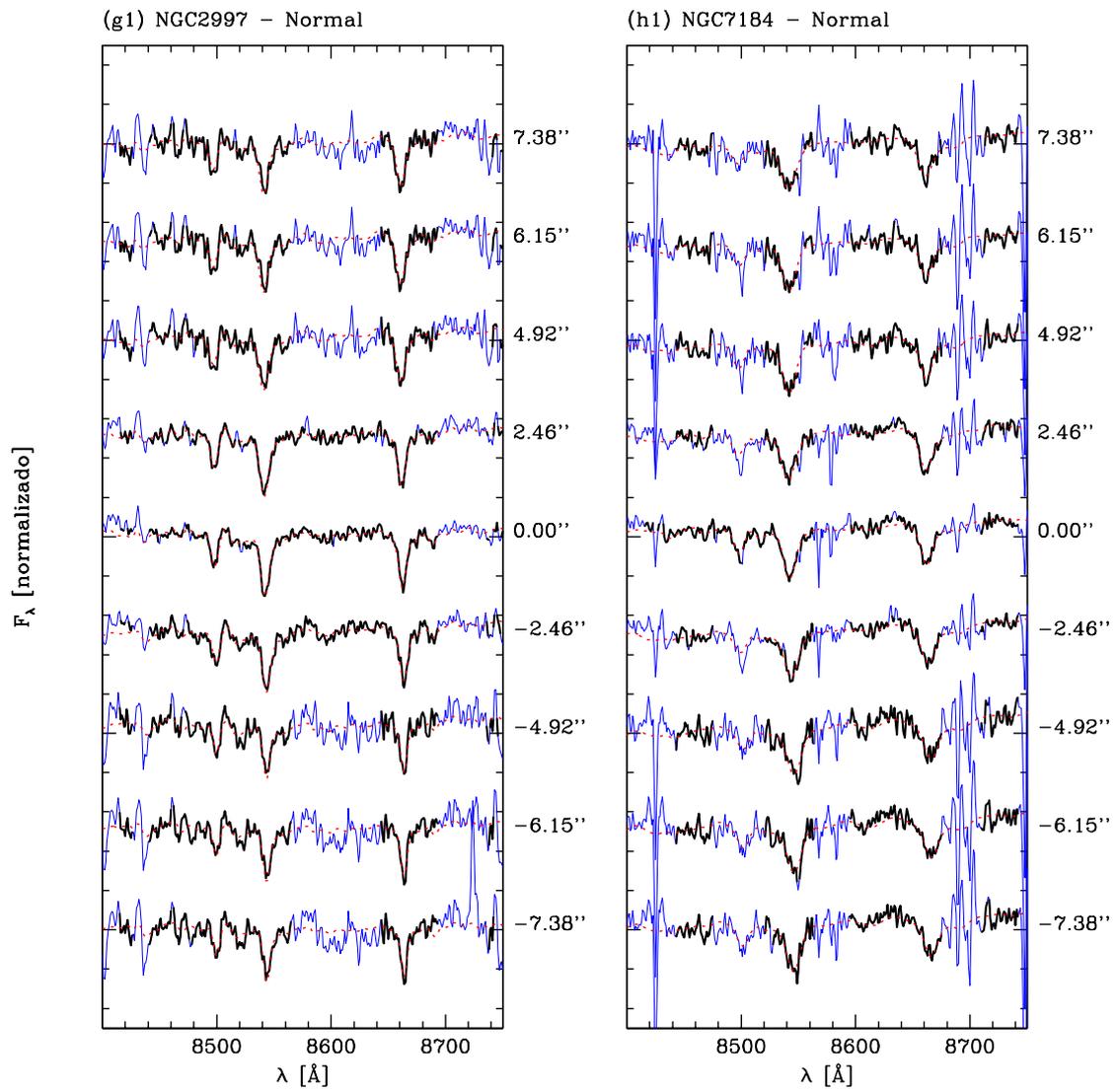


Figura 3.13: [Continuação]

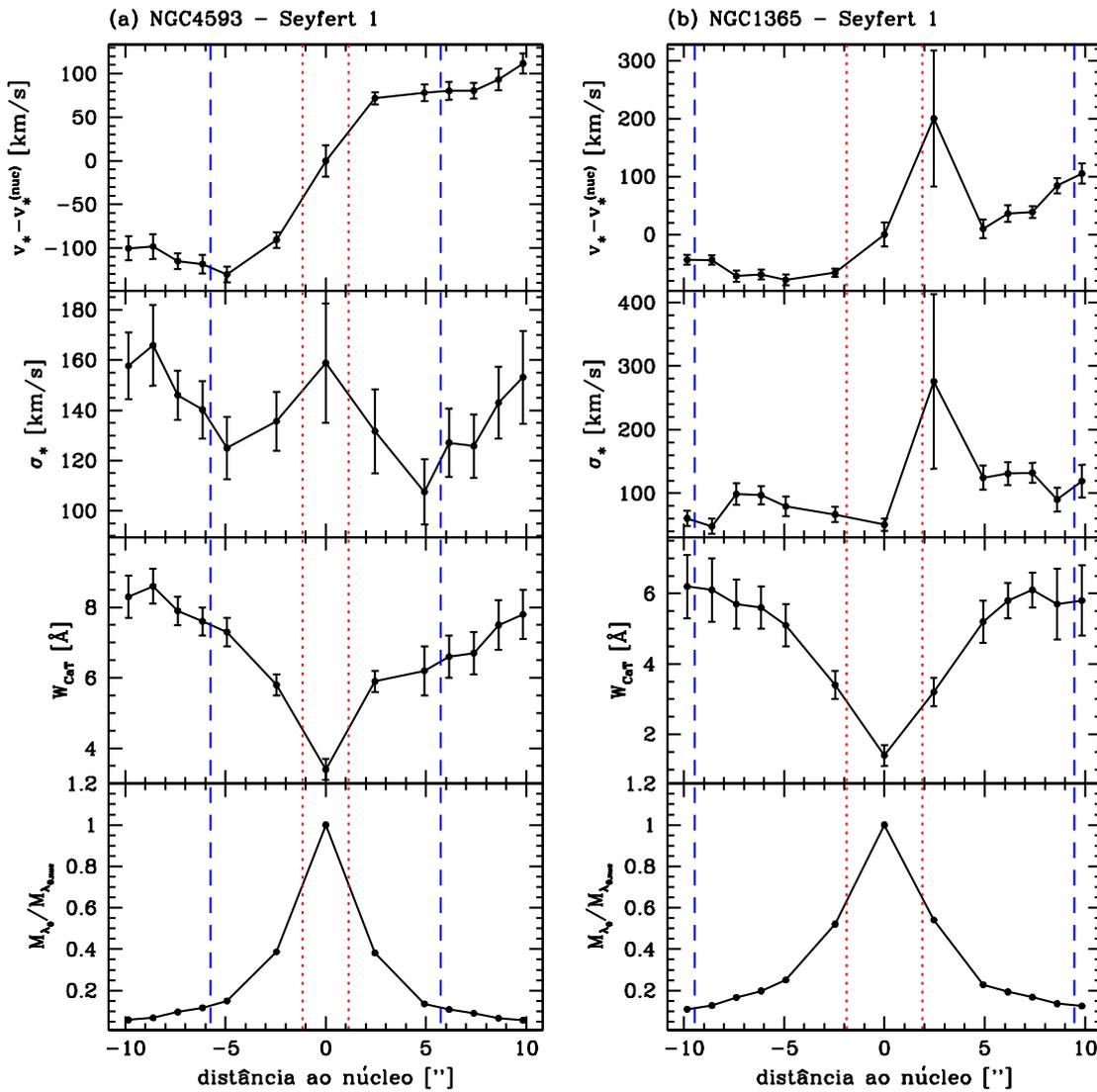


Figura 3.14: Variação espacial de v_* , σ_* , W_{CaT} e brilho superficial, nos painéis de cima para baixo. As linhas tracejadas (em azul) marcam 1 kpc; as pontilhadas (em vermelho), 200 pc; a linha pontilhada e tracejada (em violeta), desenhada apenas para a galáxia NGC 205, 30 pc. [Continua]

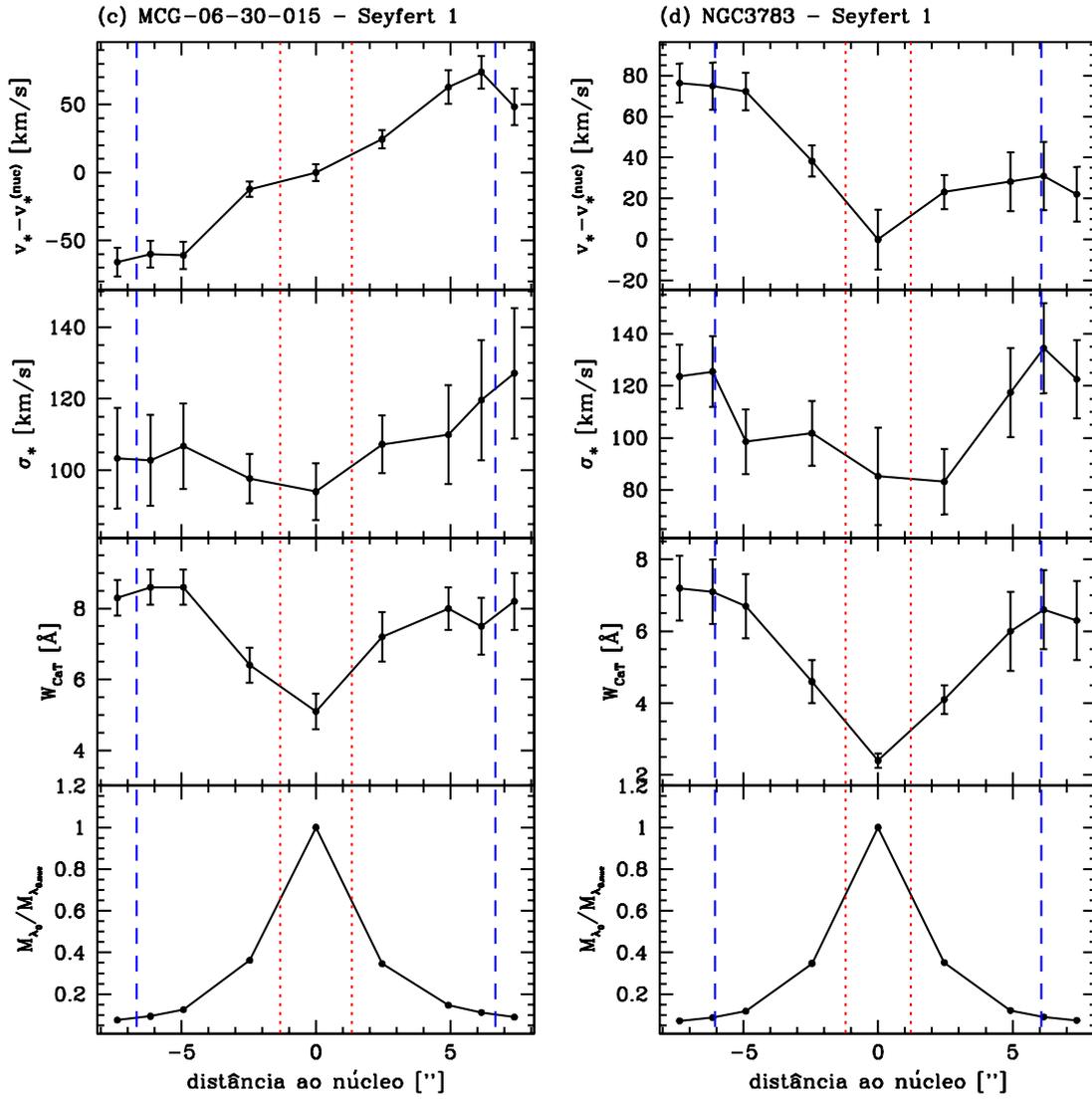


Figura 3.14: [Continuação]

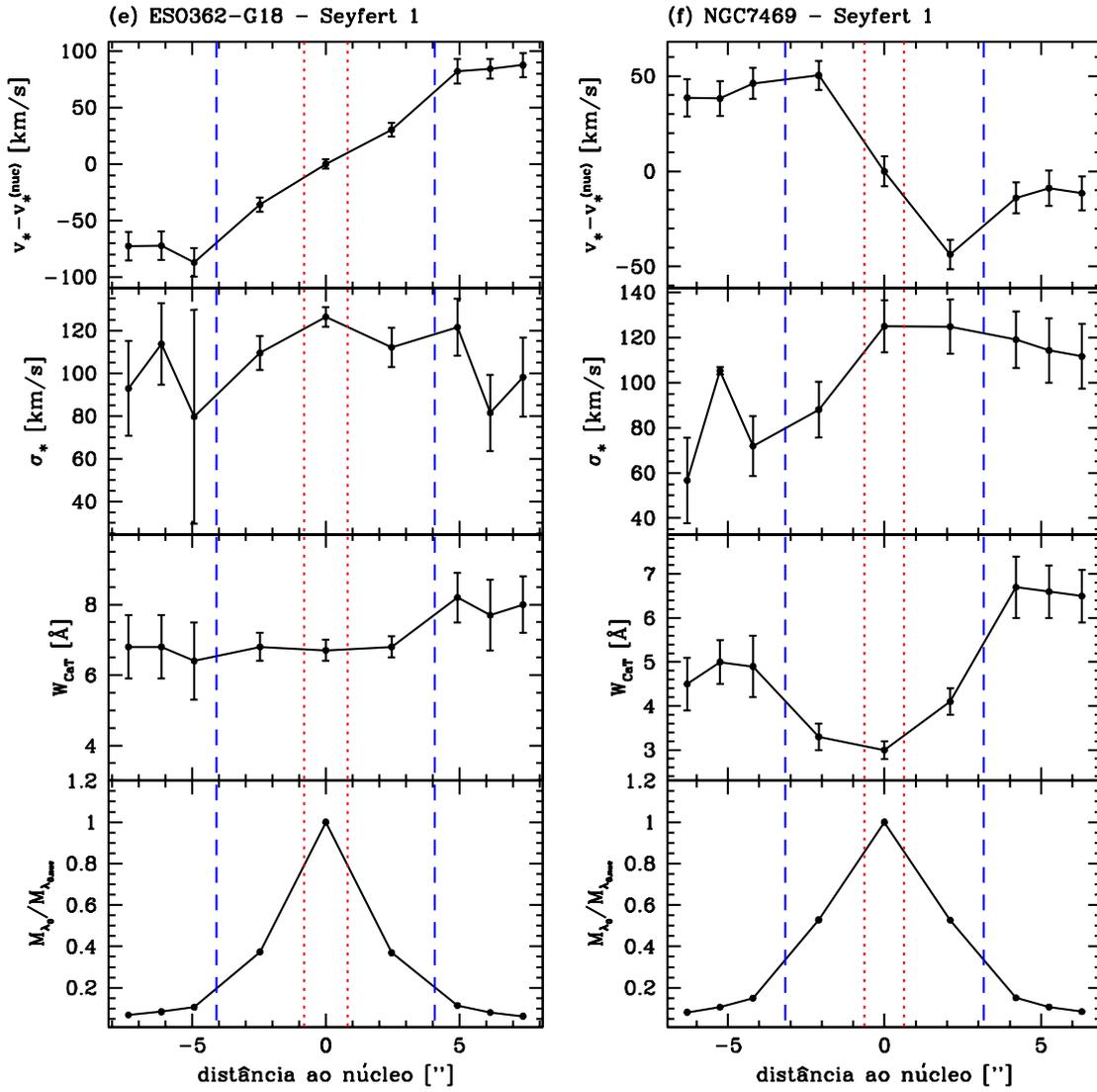


Figura 3.14: [Continuação]

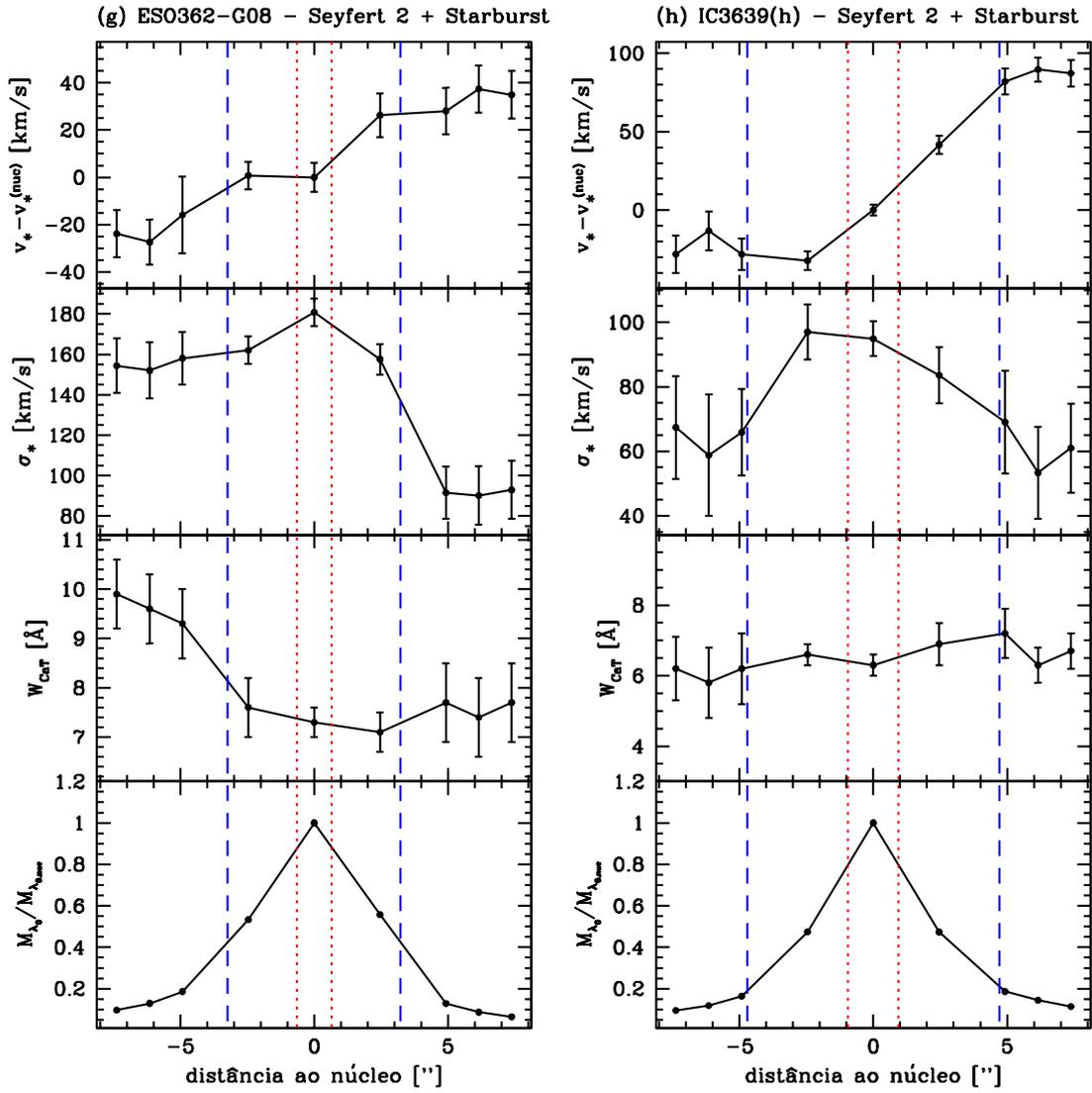


Figura 3.14: [Continuação]

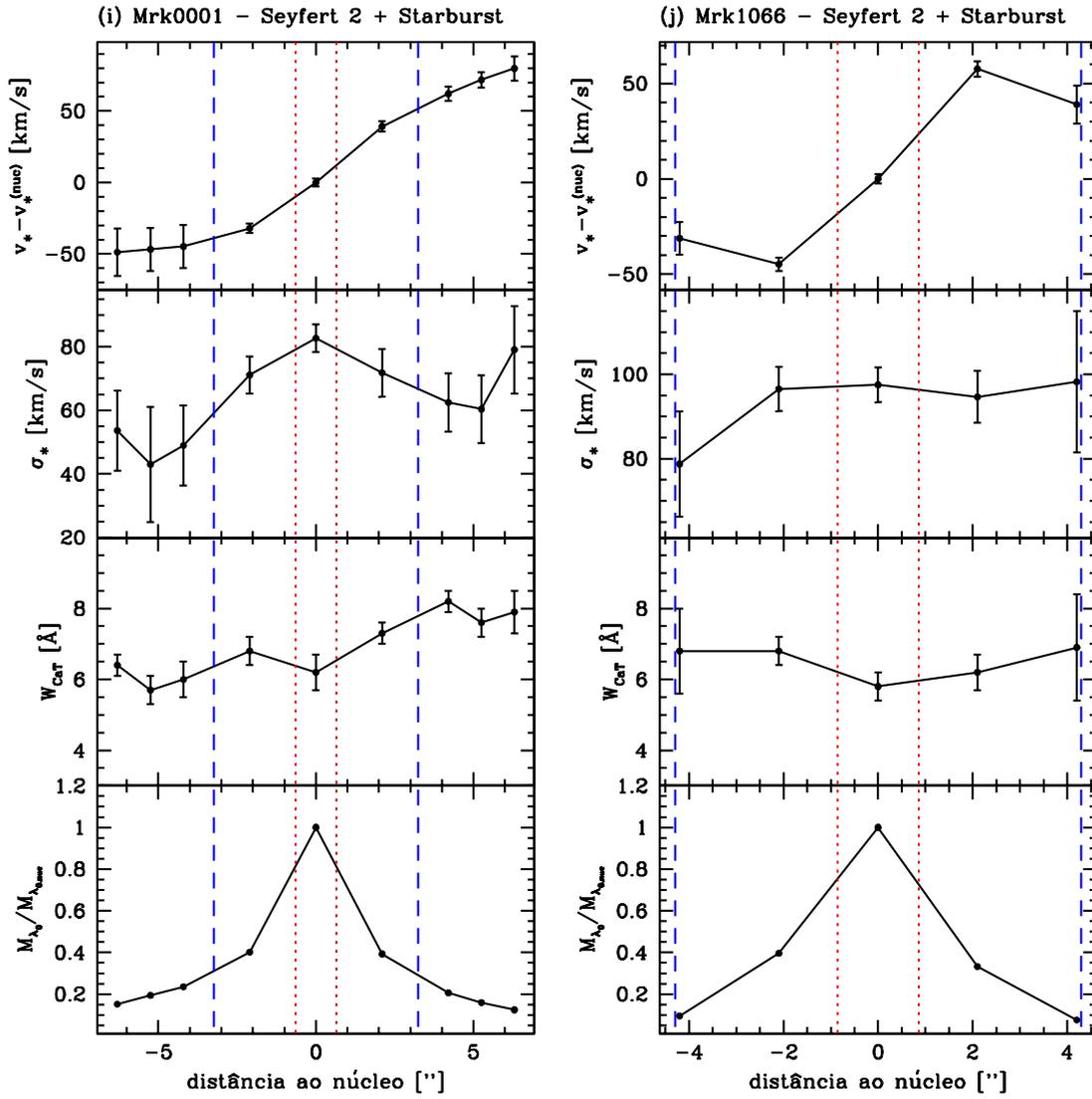


Figura 3.14: [Continuação]

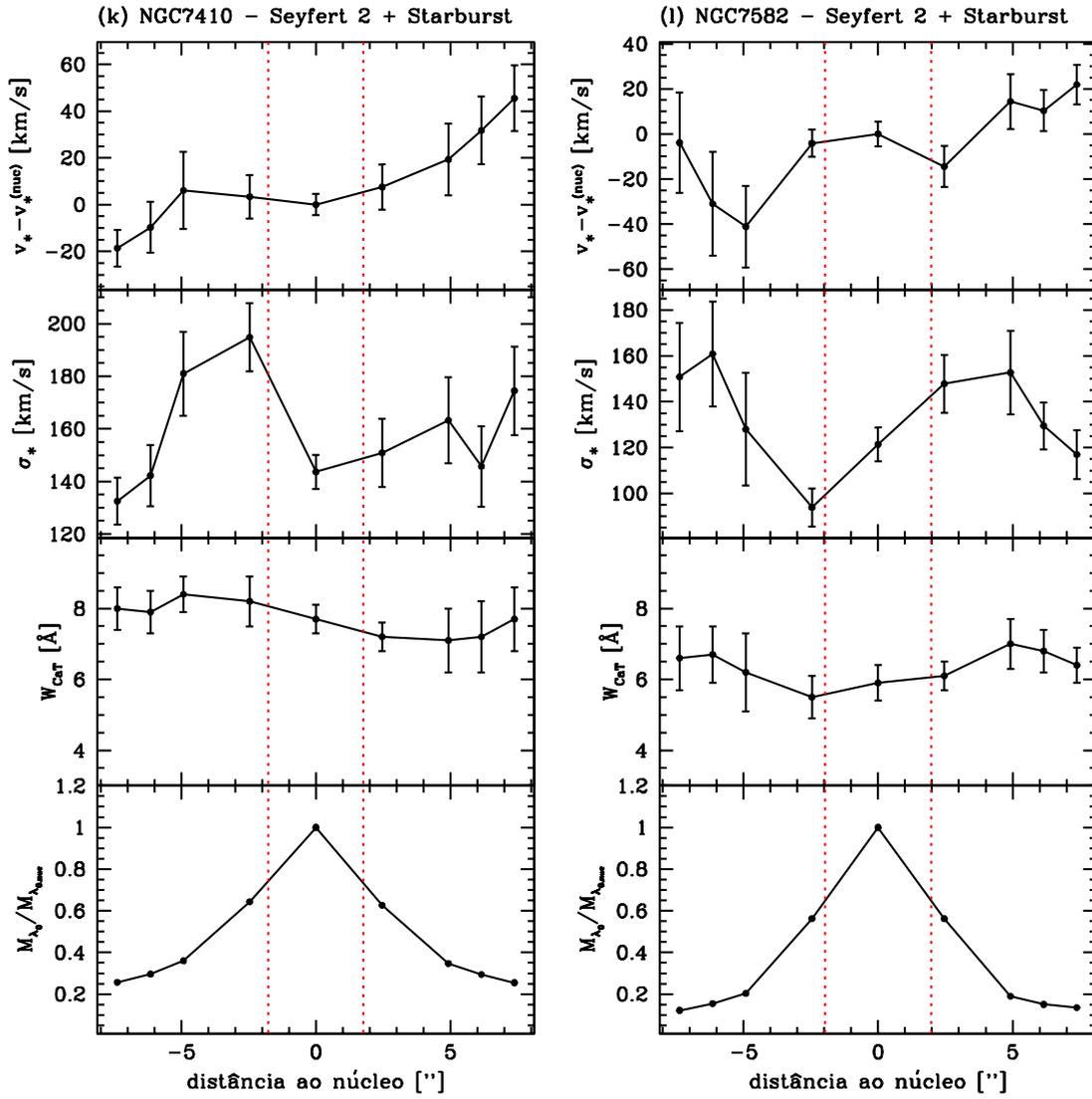


Figura 3.14: [Continuação]

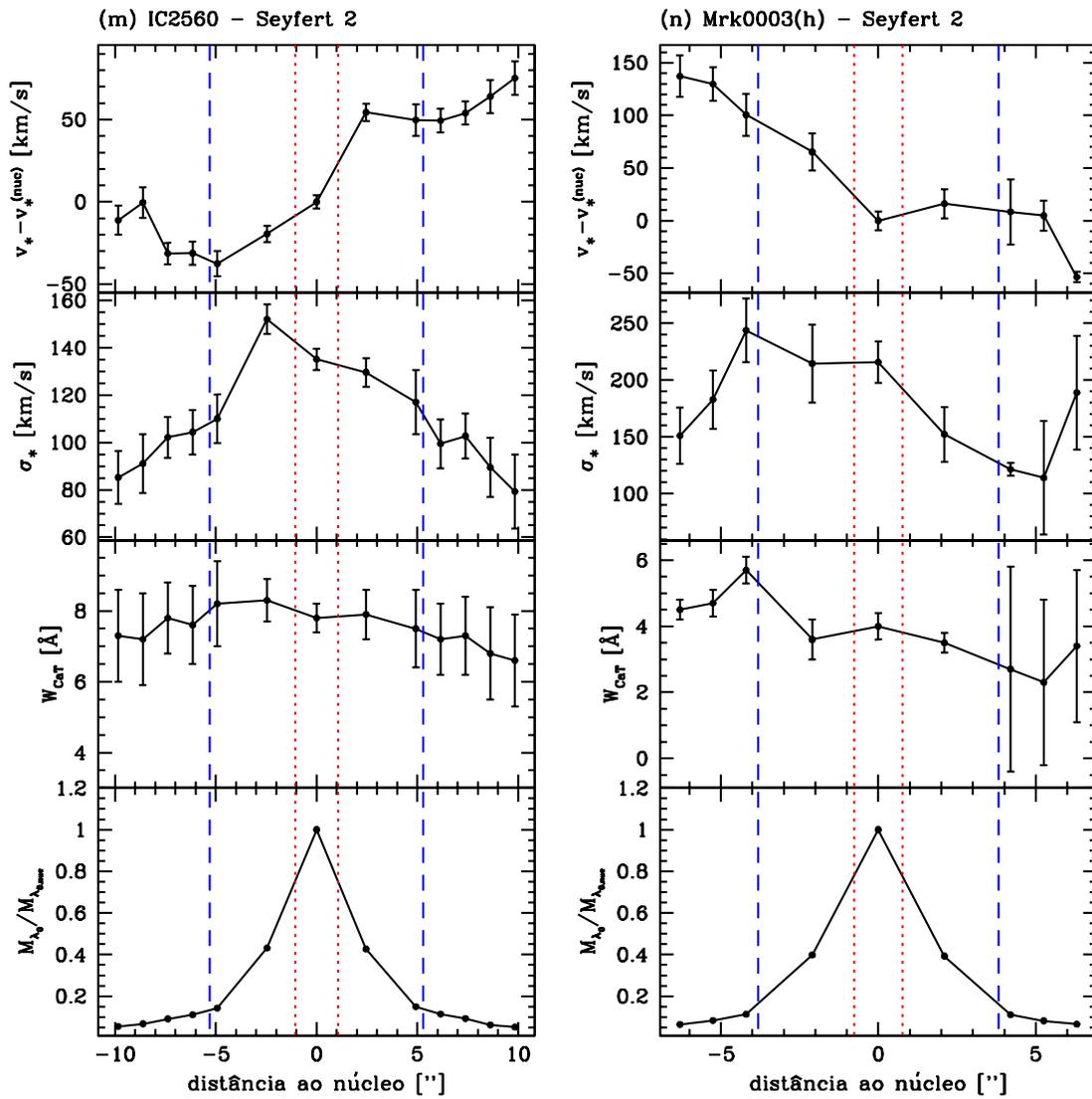


Figura 3.14: [Continuação]

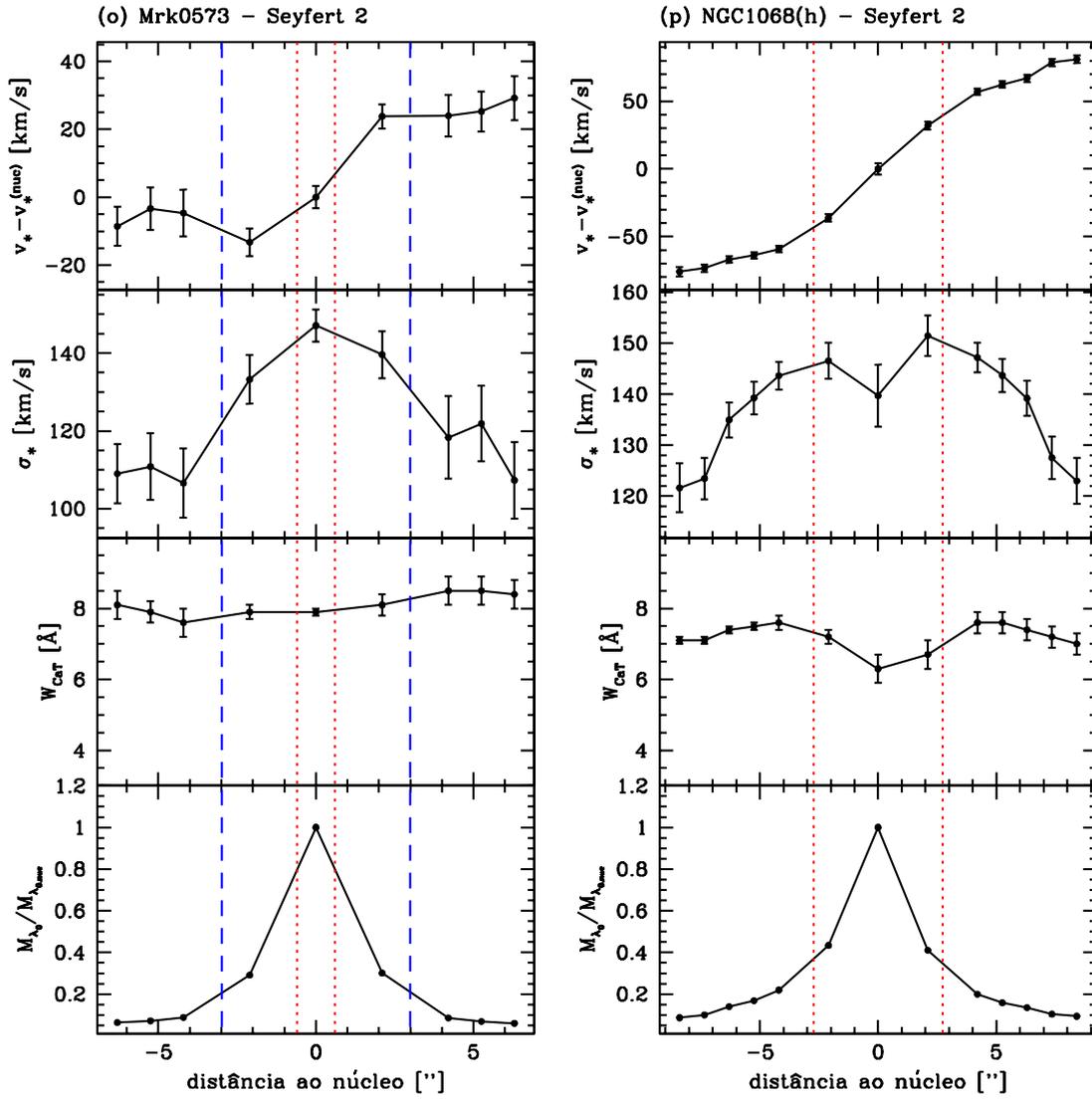


Figura 3.14: [Continuação]

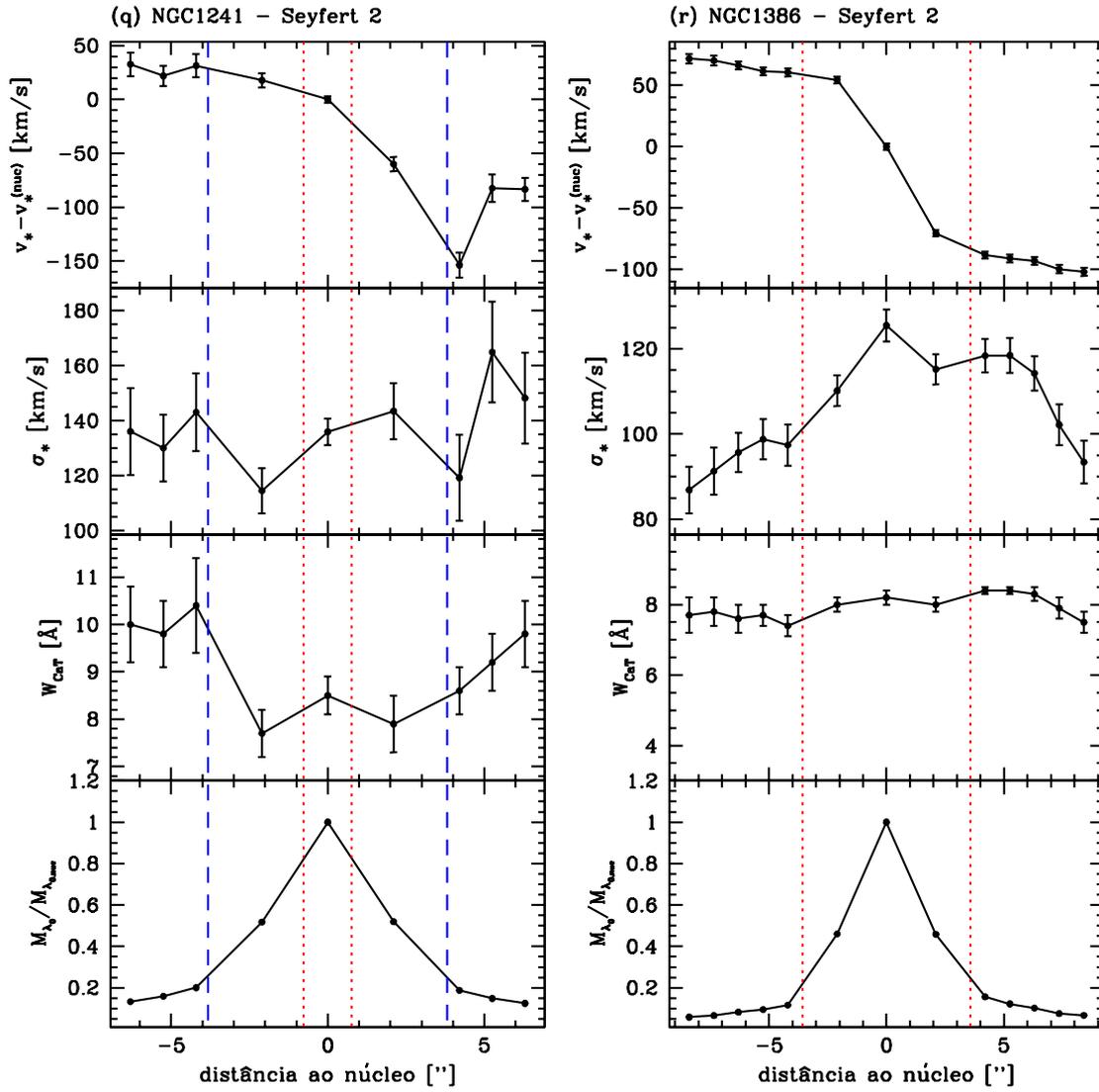


Figura 3.14: [Continuação]

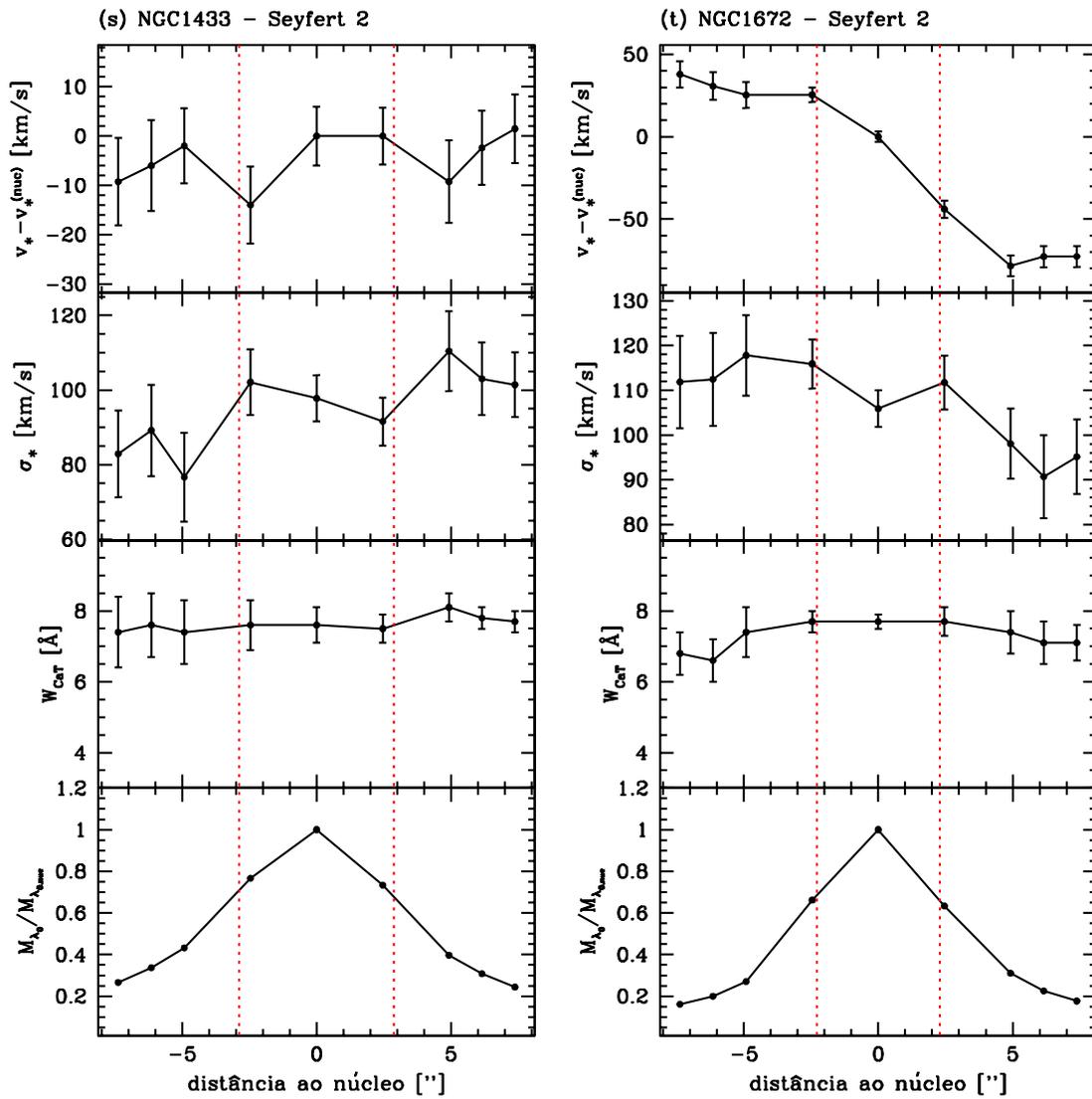


Figura 3.14: [Continuação]

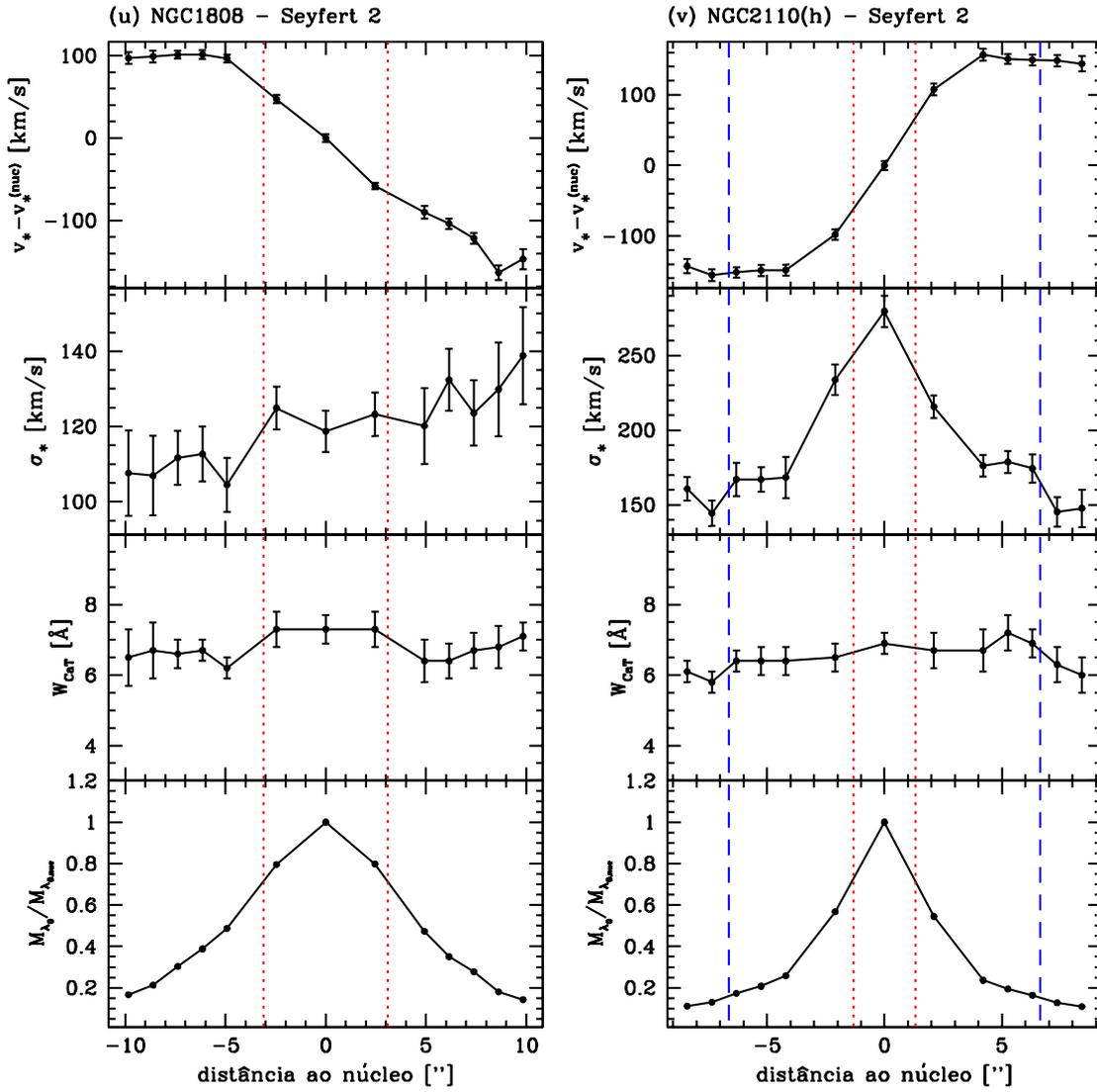


Figura 3.14: [Continuação]

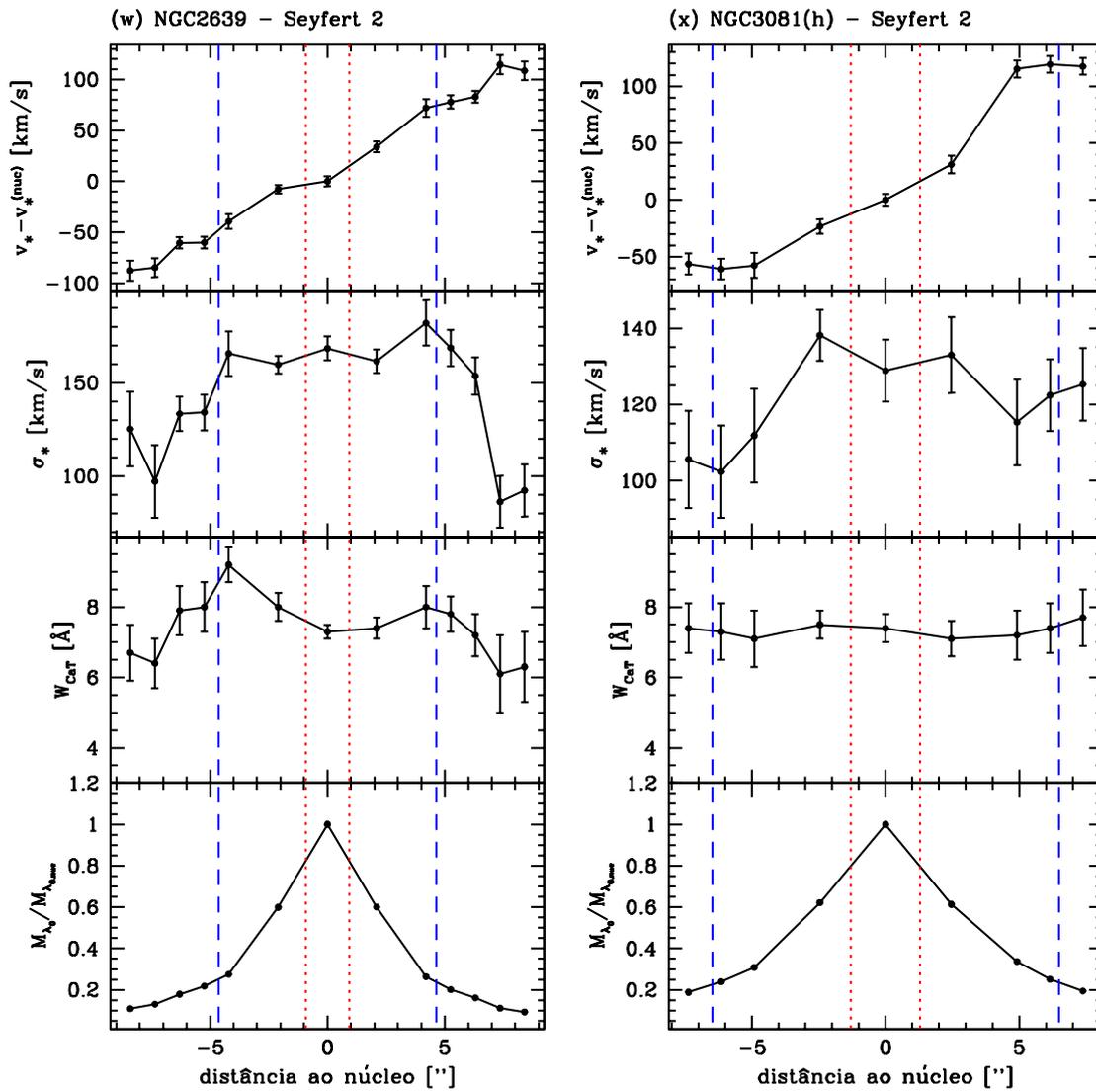


Figura 3.14: [Continuação]

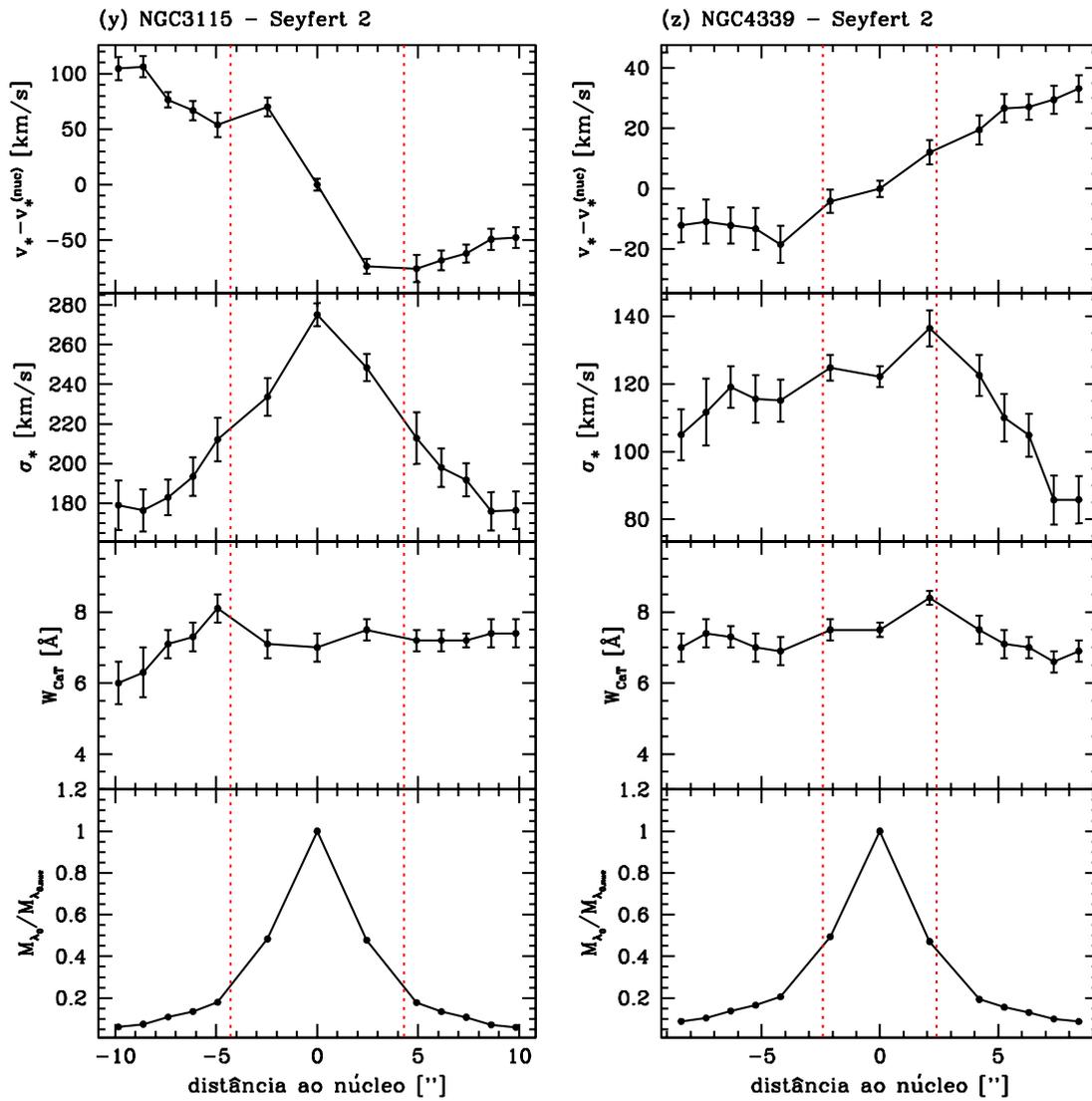


Figura 3.14: [Continuação]

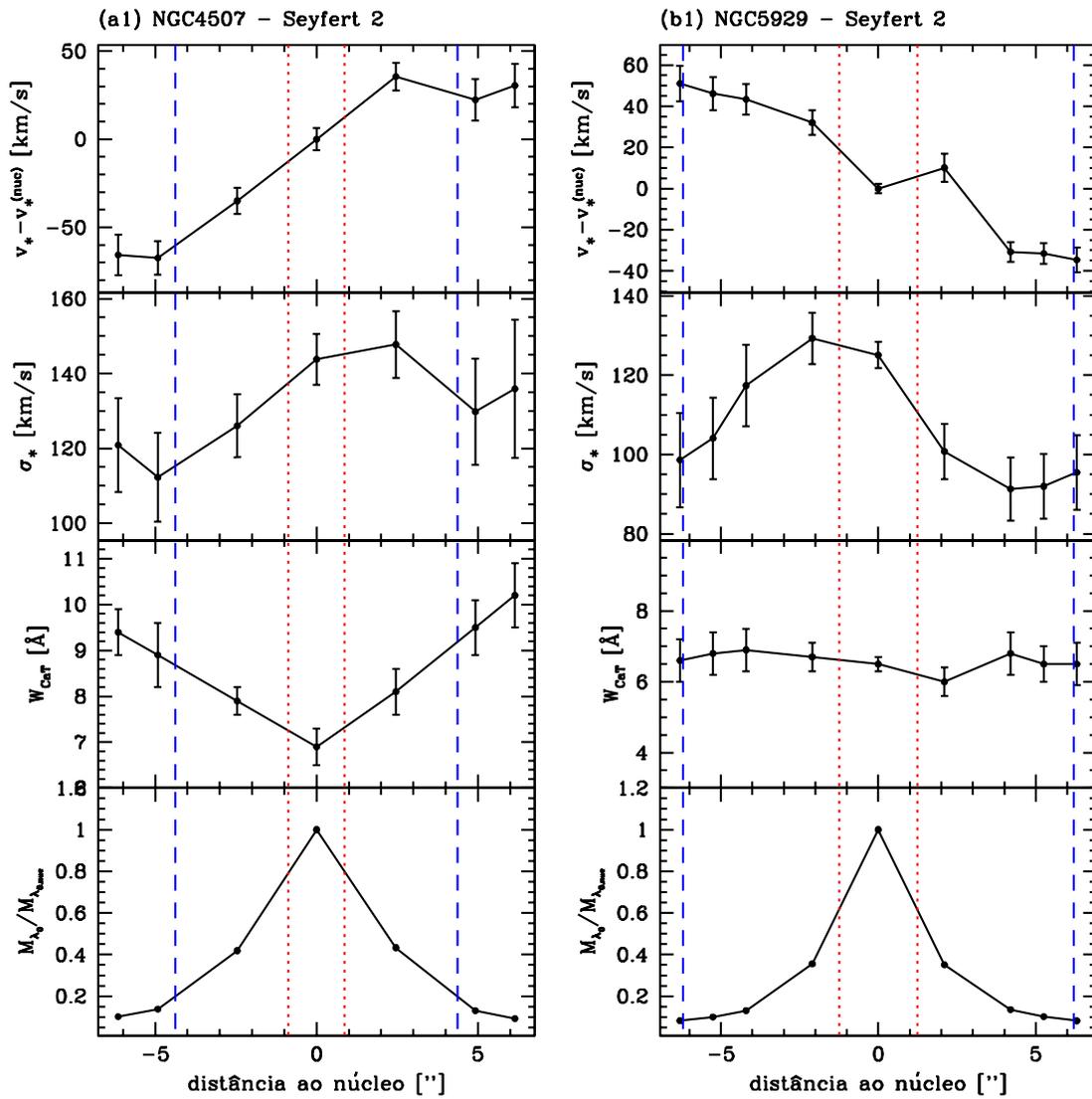


Figura 3.14: [Continuação]

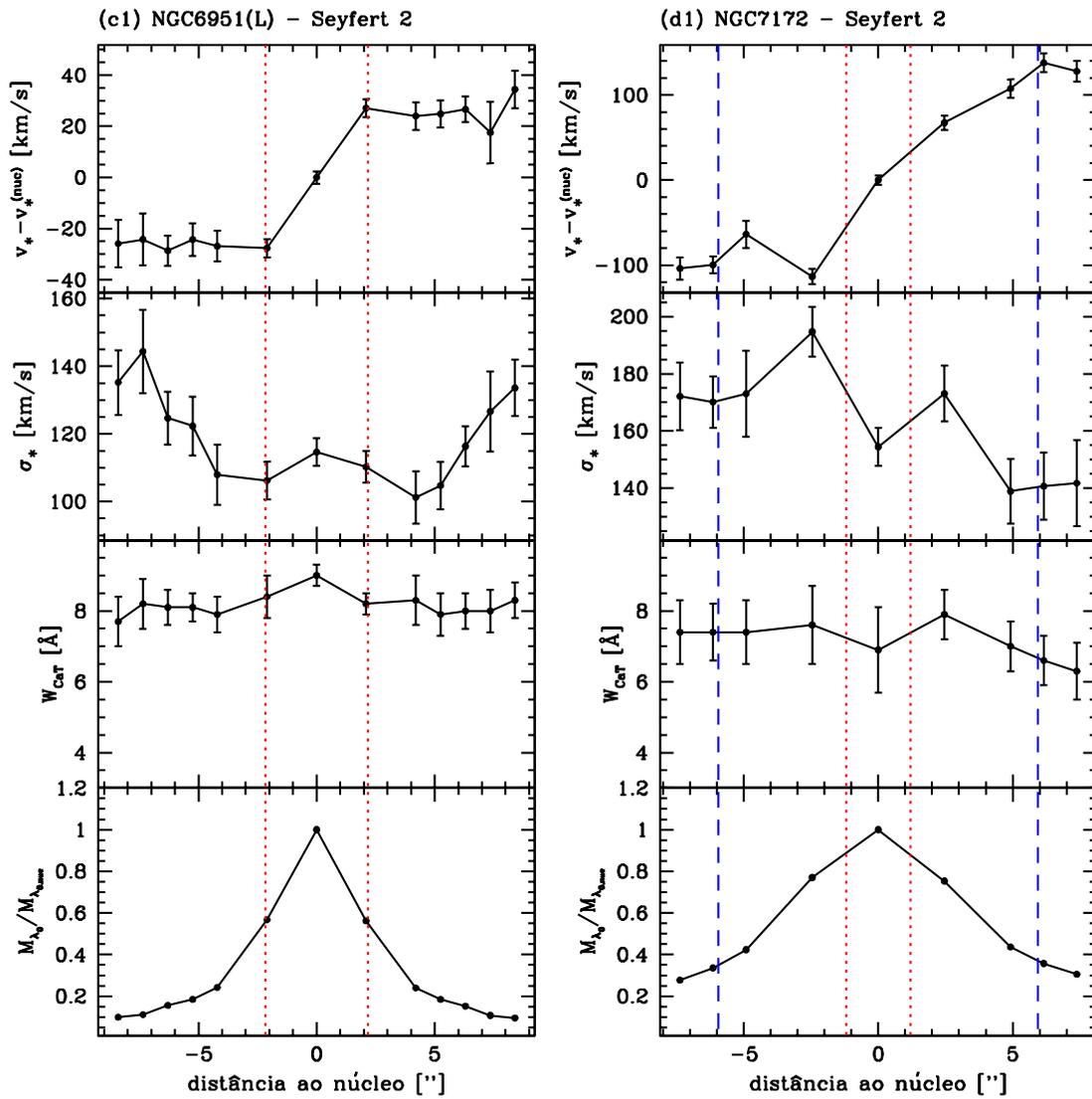


Figura 3.14: [Continuação]

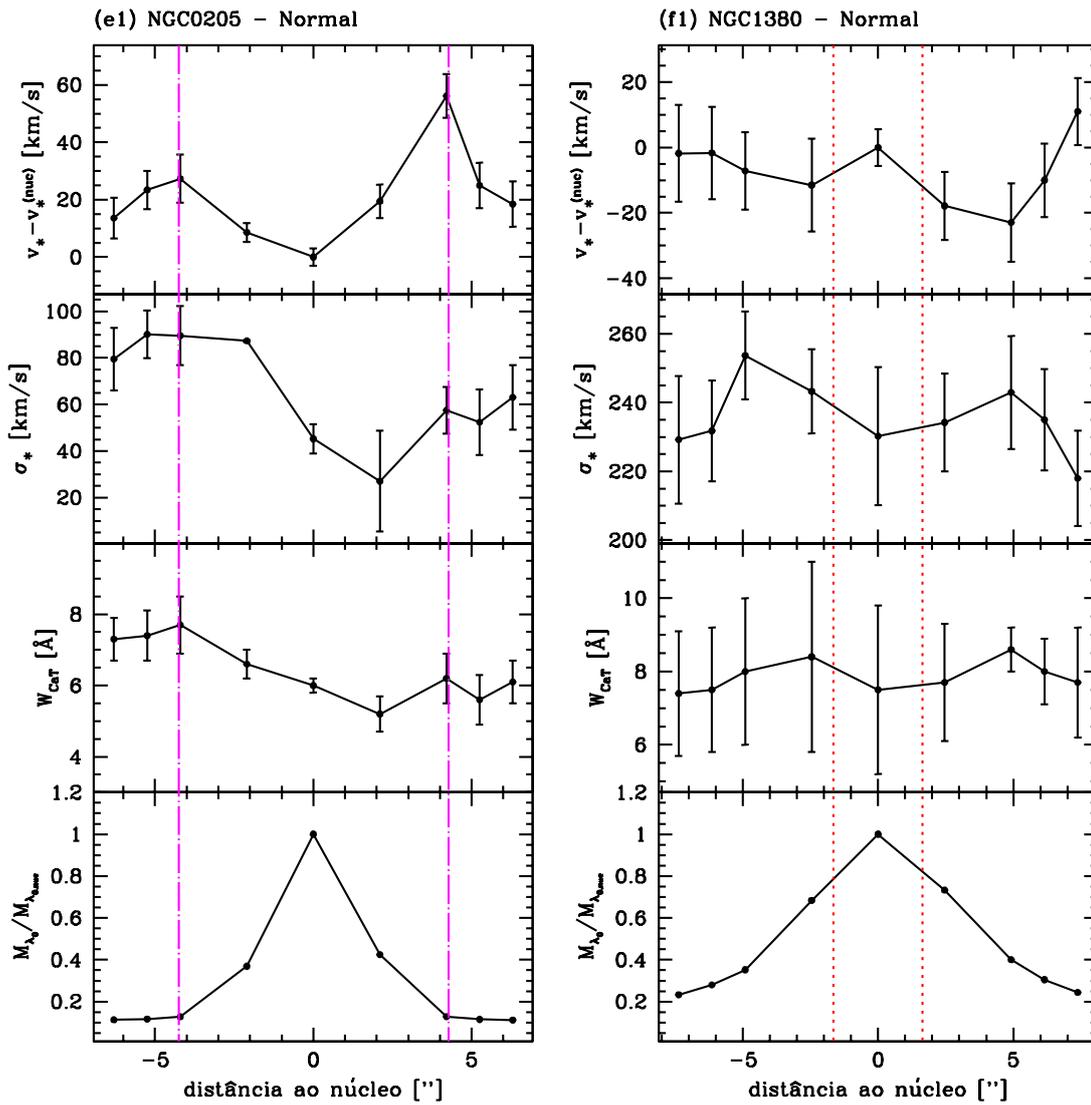


Figura 3.14: [Continuação]

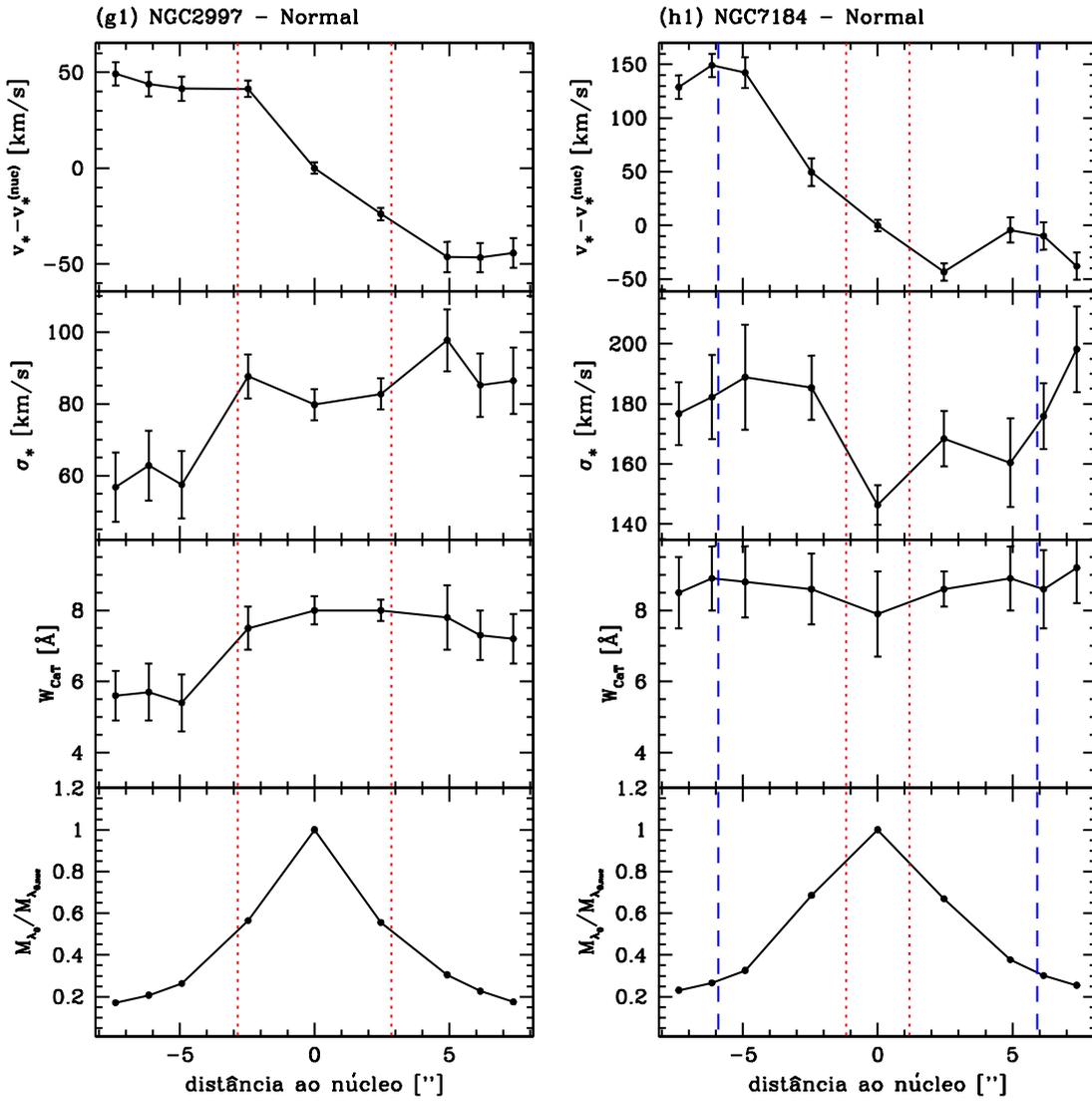


Figura 3.14: [Continuação]

Analisemos primeiro os painéis superiores das Figuras 3.14(a) a 3.14(h1), que mostram a “curva de rotação” das galáxias. Notamos que essas curvas apresentam a forma esperada para um objeto em rotação, e, em alguns casos, podemos até mesmo definir um platô para v_* . Deve-se tomar cuidado, no entanto, com a escala de unidades apresentada. Em primeiro lugar, para a maioria das nossas observações, os esforços não estavam concentrados em uma análise espacial. Por esse motivo, apenas nos turnos de observação realizados no KPNO 4 m as fendas foram alinhadas com o eixo paraláctico. Para os outros turnos, optou-se por deixar a fenda fixa no telescópio em todas as observações, e, portanto, ter a possibilidade de observar mais objetos. Afinal, a proposta inicial era fazer um estudo extensivo do σ_* nuclear. Além disso, as nossas curvas de rotação não estão corrigidas pelo ângulo de inclinação θ da galáxia, o que faria com que os gráficos estivessem escalonados por $\sin \theta$. Ambos os efeitos, tanto do ângulo de inclinação quanto do desalinhamento com o eixo maior ou com o eixo paraláctico, fazem com que o v_* aqui apresentado seja um limite inferior para o v_* real.

Nos painéis imediatamente abaixo aos das curvas de rotação, podemos ver o comportamento da dispersão de velocidades σ_* ao longo da galáxia. Os trabalhos de [Emsellem et al. \(2001\)](#), [García-Lorenzo et al. \(1999\)](#) e [Márquez et al. \(2003\)](#) afirmam que a expectativa é que se veja uma diminuição de σ_* no núcleo galáctico, também conhecido pelo termo em inglês *sigma-drop*. Acredita-se que esta queda em σ_* deva-se a um disco nuclear frio que formou estrelas recentemente, e que, portanto, ainda não teve tempo para entrar em equilíbrio dinâmico com as estrelas mais periféricas. Neste trabalho, observamos que o *sigma-drop*, para a nossa sub-amostra, não é de forma nenhuma universal. Antes de se partir para conclusões apressadas, contudo, deve-se notar que a nossa escala espacial provavelmente não é suficiente para ver a queda da σ_* central: o que definimos como espectros nucleares compreendem uma região, em média, de algumas centenas de parsecs. Além disso, também não temos uma resolução angular favorável, por causa do nosso *seeing* de $\sim 2''$. Apenas para NGC 1068, ainda assim não sem restrições, poderia-se suspeitar a detecção de um *sigma-drop*.

A grande surpresa são as quedas de σ_* fora do núcleo para alguns objetos, como NGC 4593 (Figura 3.14(a)) e NGC 1241 (Figura 3.14(q)). Esses *sigma-drop* fora do núcleo, quase simétricos, evidenciam anéis de formação estelar, pelo mesmo argumento anterior do *sigma-drop* nuclear.

Para outros casos, vemos um aumento em σ_* nas regiões centrais da galáxia (por exemplo, NGC 3115, Figura 3.14(y), e NGC2110, Figura 3.14(v)). Esses resultados também não contradizem a expectativa por *sigma-drops*. Afinal, a distribuição de σ_*

depende da distribuição de matéria na galáxia e da distribuição de velocidades estelares. Não podemos afirmar muito sobre a distribuição de matéria nos nossos objetos, mas, para certas galáxias, certamente temos a contribuição do disco – uma componente não gaussiana – para a dispersão de velocidades. Isso já é suficiente para podermos esperar comportamentos diversos de σ_* ao longo da nossa fenda.

Nos painéis inferiores, plotamos o fluxo médio M_{λ_0} dividido pelo fluxo médio na extração central $M_{\lambda_0,nuc}$, como expresso na Equação 3.1. Esse gráfico é uma representação do brilho superficial e não apresenta maiores surpresas. Para todas as galáxias, o brilho superficial é maior na extração central e cai quase simetricamente ao longo da fenda.

Finalmente, há também os painéis imediatamente acima aos do brilho superficial, que mostram o comportamento da largura equivalente do tripleto de cálcio W_{CaT} ao longo da fenda. Fizemos as medidas de W_{CaT} exatamente como em Garcia-Rissmann et al. (2005). As bandas e janelas foram definidas da mesma maneira do que as do chamado ‘CaT’ no estudo de Cenarro et al. (2001). Usamos, ainda, os espectros sintéticos nesta análise, ao invés dos espectros observados, a fim de evitar a contaminação do contínuo por picos espúrios ou pelo O I em 8446 Å. A Figura 3.15 apresenta um exemplo dos índices aqui usados.

Revisemos os estudos de Cid Fernandes et al. (1998) e Storchi-Bergmann et al. (1998), que apresentam uma análise espacial da largura equivalente da linha K do Ca II $\lambda 3930$, CaK, no óptico. Esses trabalhos mostram que, para tal faixa espectral, as galáxias do tipo Seyfert 1 apresentam uma diluição da largura equivalente do CaK, W_{CaK} , nas partes nucleares. Nas galáxias do tipo Seyfert 2, que têm linhas de emissão e contínuo azul, não se vê essa diluição. Esses resultados são bastante coerentes com o modelo unificado para os núcleos ativos de galáxias, e concordam com as previsões de Cid Fernandes & Terlevich (1995). Além da distinção do comportamento da W_{CaK} para galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2, no entanto, observou-se um curioso comportamento para um terceiro grupo de objetos. Em galáxias do tipo Seyfert 2 com formação estelar, a diluição de W_{CaK} também está presente, ainda que menos importante do que para uma Seyfert 1.

É de grande interesse investigar se o W_{CaT} imita o comportamento W_{CaK} , e nunca antes havia sido feita uma análise espacial da largura equivalente do tripleto do Ca II para um número tão grande de objetos. Em primeiro lugar, o que vimos na nossa sub-amostra é coerente com os trabalhos citados. Para galáxias Seyfert 1, observamos a diluição do W_{CaT} e, para galáxias Seyfert 2, a diluição não está presente. A grande diferença deste estudo para o estudo no óptico, no entanto, está nas galáxias do tipo

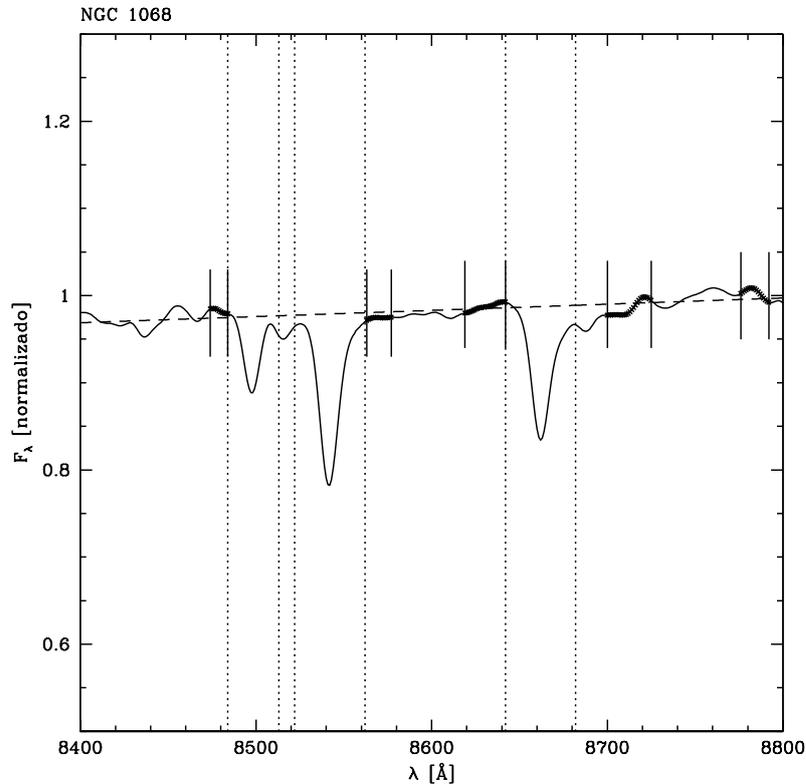


Figura 3.15: Definição de W_{CaT} segundo [Cenarro et al. \(2001\)](#), utilizada neste trabalho. Mostramos o espectro sintético de NGC 1068. As linhas cheias delimitam as regiões para o cálculo do contínuo; as bandas do tripleto do cálcio estão delimitadas pelas linhas pontilhadas.

Seyfert 2 com formação estelar. Como podemos ver nas Figuras 3.14(g) a 3.14(l), não há diluição do W_{CaT} para esse tipo de objeto na nossa amostra.

Portanto, para as mesmas galáxias do tipo Seyfert 2 com formação estelar em que se observa a diluição da W_{CaK} , no óptico, não se observa diluição do W_{CaT} , no infravermelho próximo. Uma possível explicação para isso é o fato de galáxias com formação estelar possuírem uma população considerável de super-gigantes vermelhas, que produzem linhas do Ca II. Dessa maneira, a formação estelar teria um contínuo no óptico que diluiria as linhas do CaK, mas, no infravermelho, não alteraria as linhas do tripleto do Ca II. Uma especulação menos plausível é que o efeito da formação estelar é produzir um contínuo muito azul, de contribuição para o fluxo muito pequena no infravermelho. Por isso, o efeito da diluição da largura equivalente de linhas de absorção seria muito mais pronunciada no óptico do que no infravermelho.

Capítulo 4

Sloan Digital Sky Survey

Este capítulo trata da síntese espectral de populações estelares para uma amostra de 354992 galáxias da base dados do Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Na Seção 4.1, apresentamos o processo de automatização para mascarar regiões espectrais, respeitando as particularidades de cada objeto. Como vimos no estudo do tripleto do cálcio, o cuidado com as máscaras individuais é muito importante para obtermos um melhor ajuste da contribuição estelar para o espectro galáctico. O nosso objetivo, neste caso, não é simplesmente remover regiões problemáticas, pois estas já são rotuladas como tal pelo SDSS; estamos mais interessados, na verdade, em detectar linhas de emissão. Modelos mais confiáveis são duplamente vantajosos, portanto: permitem tanto um estudo mais preciso, obviamente, das populações estelares, quanto o da cinemática do gás na galáxia, através do espectro nebuloso residual.

Para este trabalho, utilizamos o código de síntese STARLIGHT, desenvolvido pelo Dr. R. C. Fernandes Jr. e descrito no Capítulo 2. O processamento e gerenciamento dos dados foi controlado por W. Schoenell e Dr. R. C. Fernandes Jr. O programa que mede linhas de emissão foi elaborado por A. Mateus. O programa para mascarar linhas foi desenvolvido por mim, com a ajuda da Dra. G. Stasińska para a determinação das linhas de emissão relevantes nos nossos objetos.

Na Seção 4.2, discutimos os pormenores dos ajustes e a recuperação de parâmetros para a nossa amostra. A partir dessas medidas, abre-se um grande leque de estudos em potencial sobre a história de evolução e a composição de galáxias no universo local. Apresentamos aqui alguns resultados preliminares da história de formação estelar em galáxias como função da massa galáctica e da posição no diagrama diagnóstico.

O estudo de histórias de formação estelar, da maneira aqui apresentada, foi iniciada por mim e pelo Dr. R. C. Fernandes Jr. O nosso grupo já havia trabalhado com diagramas diagnósticos a partir do SDSS anteriormente (por exemplo, [Stasińska et al. 2006](#)). No entanto, é a primeira vez que reunimos informações para uma amostra tão grande de objetos e derivamos explicitamente as histórias de formação estelar para este dia gama.

4.1 Confeção de máscaras

Uma preocupação constante na aplicação do código STARLIGHT é quantificar o efeito que a escolha das máscaras provoca no ajuste de um modelo. Conforme vimos na Seção [3.2.1](#), uma máscara geral, construída de acordo com as características fundamentais de um conjunto de objetos, já é um bom começo para obter resultados razoáveis. O refinamento dos ajustes, no entanto, pede máscaras feitas sob medida para cada objeto.

O problema de construir máscaras individuais para a vasta quantidade de objetos do SDSS exige que revisemos e adaptemos os métodos usados anteriormente, coisa bastante recorrente ao se lidar com grandes bases de dados. Não é viável, muito menos produtivo, construir máscaras individuais por inspeção visual para as centenas de milhares de galáxias presentes no SDSS. Resta-nos apenas procurar uma solução computacional para automatizar a produção de máscaras em série.

Existe, porém, uma distinção bem clara entre as preocupações que norteiam a construção de máscaras para o tripleto do Ca II e para a base do SDSS. A primeira divergência é quanto a regiões de baixa qualidade espectral, raios cósmicos, pixels ruins e resíduos do céu: a maioria desses problemas já é detectada pelo processo de redução de dados do SDSS e recebe um rótulo facilmente identificável. Ou seja, parte da máscara já está pronta. A outra parte, mais complicada, diz respeito à exclusão de linhas de emissão. Como estamos usando uma base de comparação de populações estelares simples, não podemos esperar ajustar linhas de emissão criadas nas regiões nebulares de uma galáxia; disso nasce a necessidade de não incluir tais linhas no ajuste.

Nas seções seguintes, discutirei o método que desenvolvemos para mascarar as linhas de emissão e o efeito de usarmos máscaras personalizadas para cada objeto do SDSS.

4.1.1 Mascarando linhas de emissão

Linhas de emissão e linhas de absorção estelares de um mesmo íon, se estiverem presentes em um espectro galáctico, deverão ser vistas em comprimentos de onda coincidentes ou muito próximos. Por isso, ao se subtraírem as linhas de absorção do espectro de uma galáxia, muitas vezes podem ser vistas mais claramente as linhas de emissão “escondidas” dentro das linhas de absorção. Isso é especialmente importante para as linhas de emissão mais fracas, às vezes só reveladas após essa subtração.

O mais sensato a se fazer, portanto, é medir linhas de emissão após a subtração da contribuição estelar para o espectro galáctico. Se o algoritmo STARLIGHT reproduz com certa fidelidade a contribuição estelar para um espectro galáctico, pode-se usar o espectro residual $R_\lambda = (O_\lambda - M_\lambda)$ para as medidas das linhas de emissão.

Além disso, para que a síntese espectral seja razoável, é necessário mascarar características espectrais não-estelares, não contempladas na base. Apenas dessa maneira podemos (a) derivar um espectro sintético confiável, que reflita razoavelmente bem as propriedades galácticas e as populações estelares, e (b) obter um espectro residual de emissão nebulosa “pura”.

O primeiro passo para construir máscaras individuais para os objetos do SDSS é ajustar os espectros utilizando uma máscara geral, conveniente a todo o conjunto de dados. O compromisso encontrado ao inspecionar uma subamostra dos dados foi eliminar as linhas de emissão mais fortes. Foram mascaradas também duas regiões problemáticas da base de populações estelares de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#), devido a efeitos telúricos, em 6845–6945 (neste trabalho, deslocada 5 Å para o azul) e 7550–7725 Å. Ainda decidimos remover a região de 7165–7210 Å, que apresenta resíduos sistemáticos. Esta máscara geral é detalhada na Tabela 4.1.

O ajuste inicial dos objetos é feito com a base N , que consiste de 45 populações estelares simples, com 15 idades diferentes, entre 10^6 e 1.3×10^{10} anos, e 3 metalicidades, $Z = 0.2, 1$ e $2.5 Z_\odot$ (a mesma base utilizada em [Cid Fernandes et al. 2005](#)). Derivamos então, a partir dos modelos com essa base e a máscara geral, o espectro residual R_λ para cada objeto.

Neste ajuste inicial, os diversos parâmetros técnicos que controlam a velocidade e convergência das cadeias de Markov foram ajustados de modo a minimizar o tempo de computação, mas ainda assim produzir um bom ajuste, no qual as linhas de emissão mais

Tabela 4.1: Máscara geral para a base de dados do SDSS.

Região mascarada (Å)	Comentários
3416.0–3436.0	Linha de emissão [Ne v] λ 3426
3710.0–3744.0	Linhas de emissão [O II] λ 3726 e [O II] λ 3729
3858.0–3880.0	Linha de emissão [Ne III] λ 3869
3960.0–3980.0	Linha de emissão H ϵ λ 3970
4092.0–4112.0	Linha de emissão H δ λ 4102
4330.0–4350.0	Linha de emissão H γ λ 4340
4848.0–4874.0	Linha de emissão H β λ 4861
4940.0–5028.0	Linhas de emissão [O III] λ 4959 e [O III] λ 5007
5866.0–5906.0	Linhas de emissão He I λ 5876 e NaD λ 5876, absorção do meio interestelar em 5890 Å
6280.0–6320.0	Linha de emissão [O I] λ 6300
6528.0–6608.0	Linhas de emissão H α λ 6563, [N II] λ 6548 e [N II] λ 6583
6696.0–6752.0	Linhas de emissão [S II] λ 6717 e [S II] λ 6731
6845.0–6945.0	Região problemática em Bruzual & Charlot (2003) , deslocada 5 Å para o azul
7165.0–7210.0	Resíduos sistemáticos, possível região problemática em Bruzual & Charlot (2003)
7550.0–7725.0	Região problemática em Bruzual & Charlot (2003)
8607.0–8627.0	Linha de emissão [Fe II] λ 8617
9059.0–9079.0	Linha de emissão [S III] λ 9069

fortes sejam bem definidas no espectro residual. O tempo médio de CPU por galáxia nesta “configuração rápida” é de 40 s, bem menor do que os ~ 15 min com a base S e a configuração mais exigente utilizada para os ajustes finais.

Medimos nesses espectros residuais as linhas de emissão listadas na Tabela 4.2, com o programa desenvolvido por A. Mateus. O procedimento é idêntico ao de [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#). As linhas de emissão são tratadas como gaussianas com três parâmetros: largura à meia altura, fluxo integrado total e deslocamento em relação ao referencial de repouso. Assumimos, como vínculos físicos, que linhas provenientes dos mesmos íons devem ter a mesma largura e deslocamento Doppler. Além disso, impusemos as seguintes restrições à razão entre os fluxos: $[\text{O III}]\lambda 5007/[\text{O III}]\lambda 4959 = 2.97$

e $[N\text{ II}]\lambda 6584/[N\text{ II}]\lambda 6548 = 3$, provenientes da física atômica (Osterbrock & Ferland 2006). Uma linha é considerada detectada se a sua razão sinal-ruído for maior do que 3.

Tabela 4.2: Linhas de emissão medidas pelo programa de A. Mateus.

λ (Å)	Íon
3726.032	[O II]
3728.815	[O II]
3869.060	[Ne III]
4101.734	H δ
4340.464	H γ
4363.210	[O III]
4861.325	H β
4958.911	[O III]
5006.843	[O III]
6300.304	[O I]
6548.040	[N II]
6562.800	H α
6583.460	[N II]
6716.440	[S II]
6730.810	[S II]

Finalmente, os resultados do programa para medir linhas de emissão são passados para o nosso algoritmo de automatização das máscaras. Como o nosso objetivo é mascarar mesmo linhas de emissão fracas, compilamos uma lista mais completa de linhas encontradas na região espectral dos objetos do SDSS. Baseamo-nos nos trabalhos de Gonzalez-Delgado et al. (1995), Pastoriza et al. (1993), Benjamin et al. (1999) (linhas do He I), Zhang et al. (2005), e nos comprimentos de onda no ar de transições nebulares de van Hoof (1999). A revisão desta lista de linhas pela Dra. G. Stasińska foi de fundamental importância para termos um conjunto o mais completo possível de linhas nebulares. Ainda assim, muitas linhas foram excluídas por serem fracas demais; outras, por estarem misturadas com linhas adjacentes mais fortes. A lista completa de linhas de emissão procuradas pelo programa de máscaras está na Tabela 4.3.

Tabela 4.3: Linhas de emissão procuradas pelo programa de confecção de máscaras. O significado do “plano A” e do “plano B” é explicado ao longo do texto.

λ (Å)	Íon	“Plano A”	“Plano B”
3425.500	[Ne v]	[O III] λ 5007	[O III] λ 4959
3726.032	[O II]	[O II] λ 3727	–
3728.815	[O II]	[O II] λ 3727	–
3750.151	H12	H α λ 6563	–
3770.630	H11	H α λ 6563	–
3797.898	H10	H α λ 6563	–
3835.384	H9	H α λ 6563	–
3869.060	[Ne III]	[Ne III] λ 3869	–
3889.049	H8 e He I	H α λ 6563	–
3967.790	[Ne III]	[N II] λ 6584	[O III] λ 5007
3970.072	H ϵ	H α λ 6563	–
4026.198	He I	H α λ 6563	–
4068.600	[S II]	[S II] λ 6731	[O III] λ 5007
4076.349	[S II]	[S II] λ 6731	[O III] λ 5007
4101.734	H δ	H δ λ 4101	–
4340.464	H γ	H γ λ 4340	–
4363.210	[O III]	[O III] λ 4363	–
4471.486	He I	H α λ 6563	–
4658.050	[Fe III]	H α λ 6563	–
4685.710	He II	H α λ 6563	–
4711.370	[Ar IV]	[O III] λ 5007	[N II] λ 6584
4713.156	He I	H α λ 6563	–
4740.160	[Ar IV]	[O III] λ 5007	[N II] λ 6584
4861.325	H β	H β λ 4861	–
4921.931	He I	H α λ 6563	–
4958.911	[O III]	[O III] λ 4959	[O III] λ 5007
4988.560	[Fe VII]	H α λ 6563	–
5006.843	[O III]	[O III] λ 5007	[O III] λ 4959
5015.678	He I	H α λ 6563	–
5158.410	[Fe VII]	H α λ 6563	–
5199.090	[N I]	[N II] λ 6584	[O III] λ 5007

Continua...

Continuação da **Tabela 4.3**

λ (Å)	Íon	“Plano A”	“Plano B”
5270.400	[Fe III]	H α 6563	–
5519.250	[Cl III]	H α 6563	–
5754.644	[N II]	[N II] λ 6584	[O III] λ 5007
5875.625	He I	H α 6563	–
6086.300	[Fe VII]	H α 6563	–
6300.304	[O I]	[O I] λ 6300	–
6312.100	[S III]	[S II] λ 6731	[O III] λ 5007
6363.777	[O I]	[O I] λ 6300	–
6548.040	[N II]	[N II] λ 6548	[N II] λ 6584
6562.800	H α	H α 6563	–
6583.460	[N II]	[N II] λ 6584	[N II] λ 6548
6678.152	He I	H α 6563	–
6716.440	[S II]	[S II] λ 6716	[S II] λ 6731
6730.810	[S II]	[S II] λ 6731	[S II] λ 6716
7065.217	He I	H α 6563	–
7135.800	[Ar III]	[S II] λ 6731	[N II] λ 6584
7319.455	[O II]	[S II] λ 6731	[N II] λ 6584
7330.195	[O II]	[S II] λ 6731	[N II] λ 6584
7751.100	[Ar III]	[S II] λ 6731	[N II] λ 6584
8616.952	[Fe II]	[O III] λ 5007	[O III] λ 4959

Para cada uma das linhas da nossa extensa lista, tentamos modelar uma gaussiana

$$G_\lambda = A e^{-\frac{(v-v_0)^2}{2\sigma_{\text{gas}}^2}},$$

cujo único parâmetro livre é a amplitude A . A vantagem de termos apenas a amplitude como parâmetro livre é a simplicidade computacional para a minimização do χ^2 , de tal forma que a amplitude A pode ser encontrada analiticamente:

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} [(R_\lambda - G_\lambda) w_\lambda]^2 = \sum_{\lambda} \left[\left(R_\lambda - A e^{-\frac{(v-v_0)^2}{2\sigma_{\text{gas}}^2}} \right) w_\lambda \right]^2 \quad (4.1)$$

$$\frac{\partial \chi^2}{\partial A} = 0 = \sum_{\lambda} \left[-2 \left(R_{\lambda} - A e^{-\frac{(v-v_0)^2}{2\sigma_{\text{gas}}^2}} \right) e^{-\frac{(v-v_0)^2}{2\sigma_{\text{gas}}^2}} w_{\lambda}^2 \right] \quad (4.2)$$

$$A = \frac{\sum_{\lambda} w_{\lambda}^2 e^{-\frac{(v-v_0)^2}{2\sigma_{\text{gas}}^2}} R_{\lambda}}{\sum_{\lambda} w_{\lambda}^2 e^{-\frac{(v-v_0)^2}{2\sigma_{\text{gas}}^2}}} \quad (4.3)$$

Como não temos interesse em obter medidas precisas das linhas de emissão (pelo menos não neste ajuste inicial), mas apenas em mascarar as que forem necessárias, o ajuste apenas da amplitude da gaussiana mostra-se simples e eficiente para esse propósito. No entanto, precisamos de estimativas boas o suficiente para a largura v_0 e o deslocamento σ_{gas} da linhas. Aqui então é que usamos os resultados do programa de A. Mateus.

A nossa estratégia é tentar detectar todas as linhas possíveis, mesmo as que não foram medidas ou detectadas pelo programa de A. Mateus. Desse modo, usamos os seguintes critérios para as estimativas de v_0 e σ_{gas} :

1. O caso mais simples é quando uma linha de emissão foi detectada pelo programa de A. Mateus. Neste caso, simplesmente usamos o v_0 e σ_{gas} medidos.
2. Caso o programa de A. Mateus não tenha detectado uma linha, ou porque ela é muito fraca ou porque não consta na lista de linhas procuradas por ele, usamos uma estimativa de v_0 e σ_{gas} para o mesmo íon. Por exemplo, podemos usar os resultados de [O III] λ 5007 para tentar detectar [O III] λ 4959. Determinamos no máximo dois íons alternativos para essas estimativas, rotulados como “plano A” e “plano B”, listados na Tabela 4.3.
3. Caso o critério anterior falhe em achar v_0 e σ_{gas} , usam-se os valores encontrados para H α .
4. Se H α não foi detectado no programa de A. Mateus, usamos então o σ_{gas} médio para todas as linhas que ele detectou e assumimos $v_0 = 0 \text{ km s}^{-1}$.
5. Se não houver nenhuma linha detectada pelo código de A. Mateus, então usamos os valores típicos $v_0 = 0 \text{ km s}^{-1}$ e $\sigma_{\text{gas}} = 100 \text{ km s}^{-1}$.

Com essas estimativas para v_0 e σ_{gas} para cada linha, podemos calcular a amplitude A da gaussiana de acordo com a Equação (4.3), no espaço de velocidades. A Figura 4.1

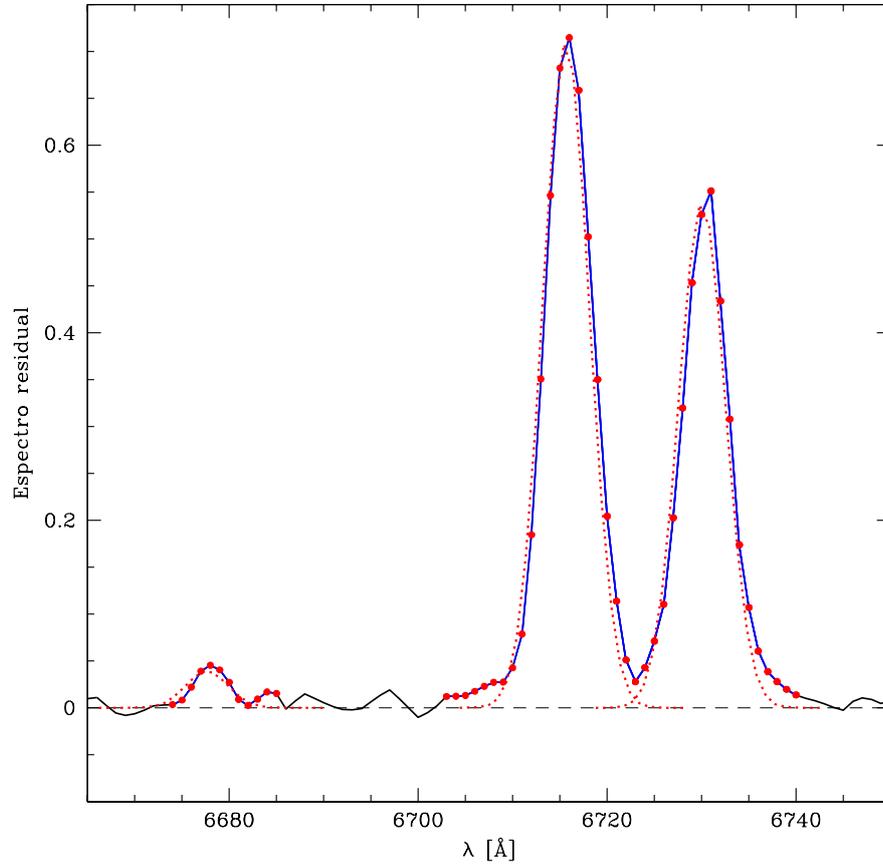


Figura 4.1: Espectro residual da galáxia SDSS J102542.14+004546.96 na região das linhas He I λ 6678, [S II] λ 6716 e [S II] λ 6730. Em linha pontilhada (vermelha) estão desenhadas as gaussianas ajustadas às três linhas de emissão. As regiões do espectro residual marcadas com pontos grandes (pontos vermelhos e em linha azul) são as regiões mascaradas pelo programa de confecção de máscaras.

mostra um exemplo do ajuste de gaussianas e a definição de máscaras para as linhas He I λ 6678, [S II] λ 6716 e [S II] λ 6730.

Calculamos então o ruído residual ao redor de cada linha, com o qual podemos comparar o fluxo da gaussiana ajustada. Definimos o ruído residual como a mediana de R_λ em uma região de 40 \AA ao redor da gaussiana. São tomados apenas dados que não estejam rotulados como pixels ruins pelo SDSS e que não sejam uma possível linha de emissão. Com sorte, as janelas nas quais calculamos o ruído residual são simétricas em relação à linha de emissão que queremos detectar, embora isso não seja exatamente necessário. Também não é necessário que as janelas contenham dados consecutivos.

Queremos apenas determinar a ordem de grandeza do ruído ao redor da região da linha de emissão.

Comparamos então o fluxo total da gaussiana ajustada com o ruído residual calculado ao redor da linha em potencial. De forma geral, se o fluxo da gaussiana for maior do que um fator f_t vezes o ruído, devemos mascarar a linha. Por inspeção visual, decidimos que $f_t = 1.0$ servia bem aos nossos propósitos.

Outro parâmetro que ajustamos por inspeção visual foi o da extensão da máscara. Se a linha é detectada pelo critério anterior, precisamos estipular uma janela adequada para mascarar-la. Definimos as fronteiras dessa janela como os comprimentos de onda nos quais a gaussiana cai a $f_c = 0.5$ vezes o ruído residual ao redor da linha.

Observamos, contudo, que em alguns casos o perfil da linha era um pouco mais complexo do que uma simples gaussiana – na maioria das vezes, devido a ruído ou efeitos espúrios, que criavam um falso duplo pico. Por isso, resolvemos implementar um controle extra e verificar se a janela da máscara deveria ser estendida. Para isso, verificamos o comportamento do espectro residual ao redor da nossa máscara, até 300 km s^{-1} para o azul e para o vermelho. Se o fluxo de R_λ for porventura maior do que o ruído residual em algum desses pontos analisados, a máscara é redefinida de modo a englobar essa região problemática.

Após essa análise, também aplicamos vínculos forçados para algumas linhas. Isto significa que, se uma das linhas de cada grupo for mascarada, as outras também serão, independente de terem passado pelos critérios de detecção detalhados anteriormente. Esses vínculos são entre as linhas:

- [N II] λ 6548, [N II] λ 6583 e $H\alpha$.
- [S II] λ 6716 e [N II] λ 6731.
- [O III] λ 5007 e [O III] λ 4959.
- Se $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$ são detectadas, mas $H\epsilon$, não, então também mascaramos $H\epsilon$.
- Se $H\alpha$, $H\beta$ e $H\gamma$ são detectadas, mas $H\delta$, não, então também mascaramos $H\delta$.
- Se $H\alpha$ e $H\beta$ são detectadas, mas $H\gamma$, não, então também mascaramos $H\gamma$.
- Se $H\alpha$ é detectada, mas $H\beta$, não, então também mascaramos $H\beta$.

Como medida de segurança, algumas máscaras são sempre estendidas. $H\gamma$, $H\beta$, $H\alpha$, $[O\ III]\lambda 5007$, $[O\ III]\lambda 4959$, $[N\ II]\lambda 6548$, $[N\ II]\lambda 6583$ e $He\ I\lambda 5876$ recebem $d\lambda = 3\ \text{\AA}$ extras em cada extremo; $H\delta$, $H\epsilon$, $[Ne\ III]\lambda 3968$, $[O\ II]\lambda 3726$ e $[O\ II]\lambda 3729$, $d\lambda = 2\ \text{\AA}$.

Além disso, excluímos também as seguintes janelas para todos os objetos:

- 6845–6945 \AA : Região problemática em [Bruzual & Charlot \(2003\)](#), deslocada 5 \AA para o azul.
- 7165–7210 \AA : Resíduos sistemáticos, possível região problemática em [Bruzual & Charlot \(2003\)](#).
- 7550–7725 \AA : Região problemática em [Bruzual & Charlot \(2003\)](#).
- 5880–5906 \AA : NaD $\lambda\lambda 5890$ & 5896, linhas de absorção que têm uma importante componente do meio interestelar.
- 9059–9079 \AA : $[S\ III]\lambda 9069$.

O nosso programa cria, por fim, um arquivo de máscaras individuais para cada galáxia. A comparação entre as máscaras individuais e a máscara geral é apresentada na próxima seção.

4.1.2 O efeito das máscaras

No estudo do tripleto do cálcio, a motivação para construir máscaras individuais é eliminar regiões complexas do espectro, como pixeis ruins, resíduos do céu e contaminação por linhas de emissão, como explicado na Seção 3.2.1. Isto é, por causa da sensibilidade do ajuste a esses artefatos, procuramos trabalhar com as partes mais limpas dos espectros. Verificamos que, naquele estudo, máscaras individuais podem melhorar substancialmente a confiabilidade dos modelos.

A motivação para a confeção de máscaras individuais no estudo da base de dados do SDSS, no entanto, não é exatamente eliminar regiões complexas dos espectros. Como mencionamos nas seções anteriores, os espectros do SDSS já têm rótulos que identificam pixeis ruins e raios cósmicos. Além disso, a máscara geral que utilizamos na análise cobre as principais linhas de emissão na região espectral dos objetos do SDSS. Outras eventuais regiões ruidosas isoladas não devem ter muita influência no ajuste do modelo:

o programa de síntese automaticamente elimina partes do espectro que estejam dois sigma acima do ruído. Com todas essas precauções, as principais causas de problemas nos espectros observados são eliminadas no primeiro ajuste, em contraste com o que acontece no estudo do tripleto de cálcio.

Tanta diligência, contudo, pode ter o efeito colateral de esconder regiões espectrais importantes. Certas estruturas espectrais, como a largura equivalente de algumas linhas de absorção, são tradicionalmente usadas como indicadores de idade, por exemplo. A nossa principal preocupação com as máscaras individuais para os objetos do SDSS, portanto, é deixá-las o menos restritivas possível. Intuitivamente, esperamos que, quanto mais dados estiverem disponíveis para o programa de síntese, mais confiável devem ser o ajuste e a recuperação de propriedades galácticas.

A Figura 4.2 mostra a comparação entre as máscaras individual e geral ao redor de $H\beta\lambda 4861$ para uma galáxia do tipo *late*. Para esta linha, neste caso em especial, a máscara geral é boa o suficiente, apesar de eliminar uma região ligeiramente maior do que a necessária. Já para a maioria das galáxias elípticas, como a da Figura 4.3, mascarar a região de $H\beta$ é completamente desnecessário, porque não existe emissão em $H\beta$. Veja, então, que a máscara individual não elimina essa região, permitindo que esta janela espectral, freqüentemente usada como indicadora de idade em sistemas estelares velhos, não seja desnecessariamente ignorada nos ajustes.

Nosso algoritmo de máscaras também identifica linhas que raramente estão presentes, e portanto não estão em nossa máscara geral, mas que eventualmente podem ser relativamente fortes. Um bom exemplo é a linha $He\ II\lambda 4686$, encontrada apenas em objetos onde o fluxo ionizante é suficientemente duro, como em galáxias Seyfert e algumas galáxias HII. A Figura 4.4 mostra um exemplo.

Como mostramos nas figuras desta seção, a confeção de máscaras individuais é importante para o estudo objeto a objeto. No entanto, para propriedades gerais de grandes subamostras da base de dados do SDSS, esse efeito pode ser quase imperceptível. Em todo caso, é de grande valia termos um método automatizado para a confeção de máscaras individuais. Em trabalhos futuros, com outras grandes bases de dados, este processo pode vir a ser uma parte essencial da análise, e não apenas um refinamento para objetos individuais.

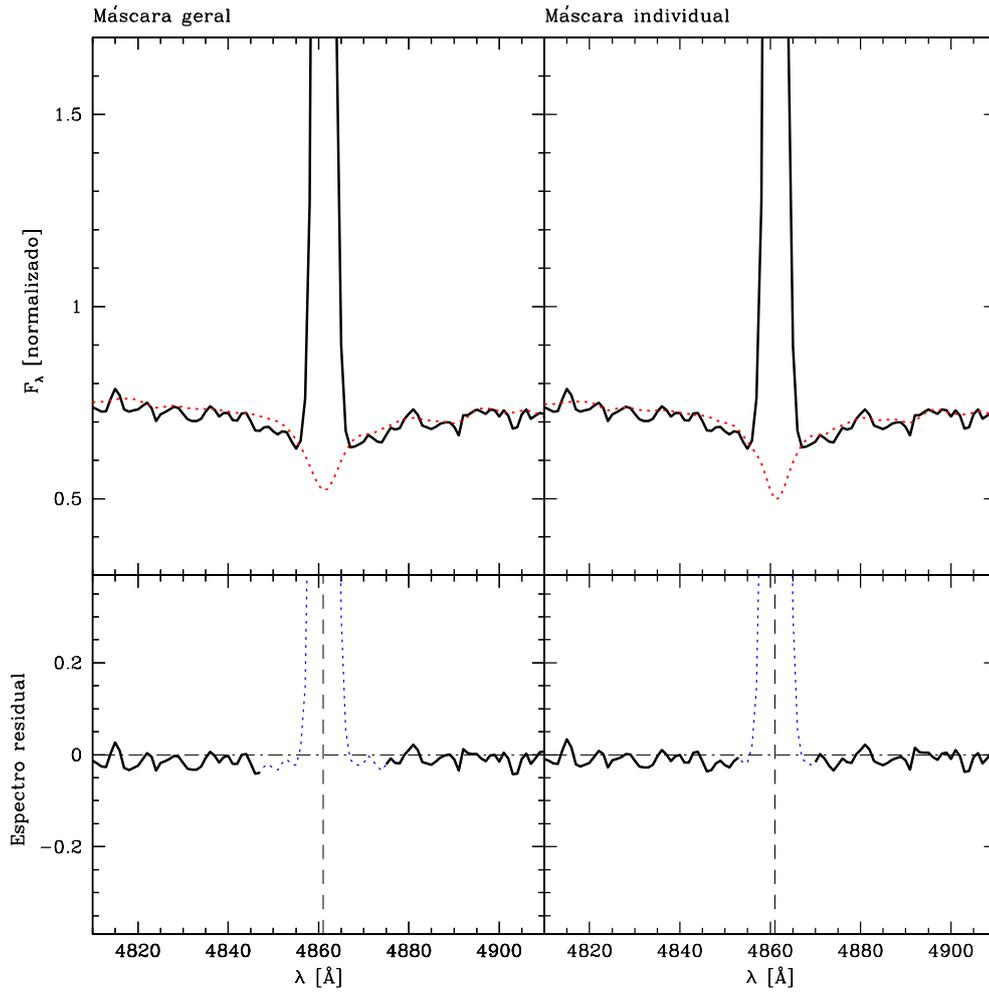


Figura 4.2: Diferença entre a máscara geral e a máscara individual da galáxia do tipo *late* SDSS J103924.39-002321.44 na região da linha $H\beta$. Os painéis superiores mostram, em linha mais grossa, o espectro observado; em linha pontilhada, o espectro modelado. O espectro residual é desenhado nos painéis inferiores. As regiões mascaradas são graficadas com linhas pontilhadas. A linha tracejada marca o comprimento de onda de $H\beta$.

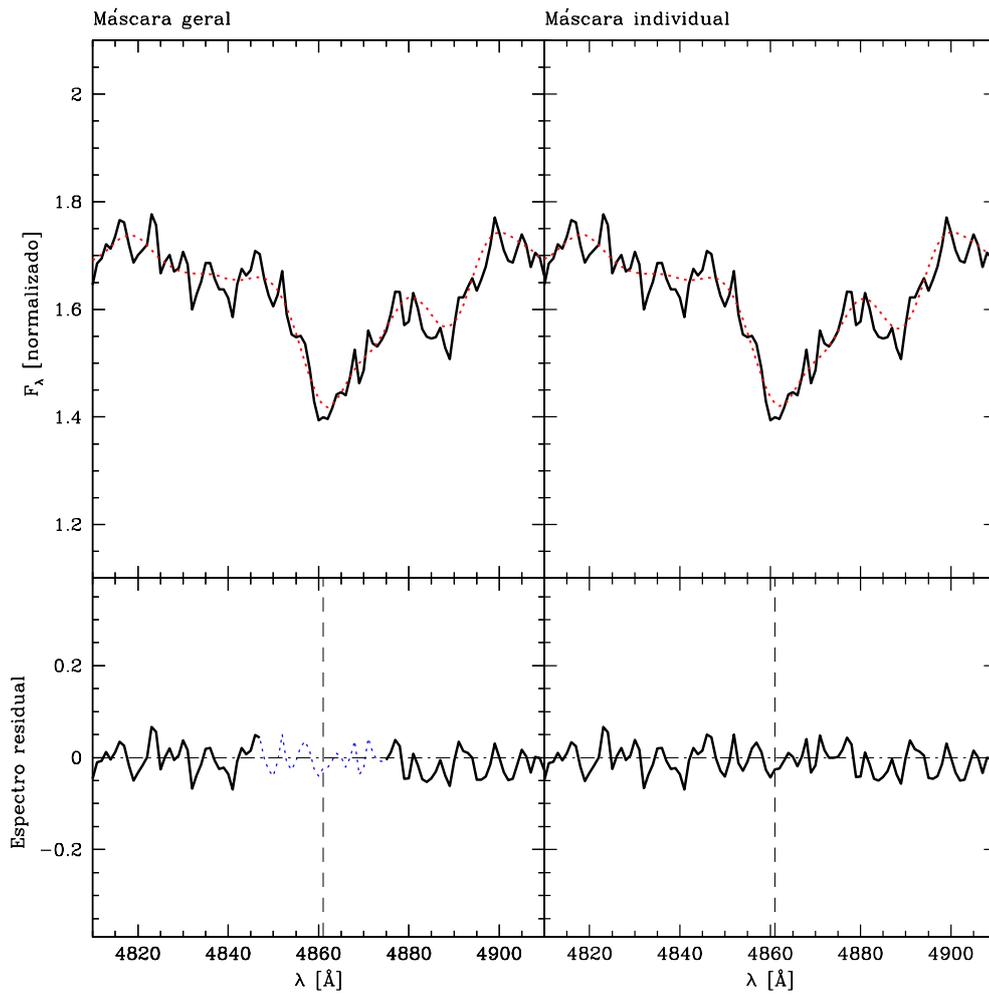


Figura 4.3: Como a Figura 4.2, mas para a galáxia do tipo *early* SDSS J105209.97+005333.30.

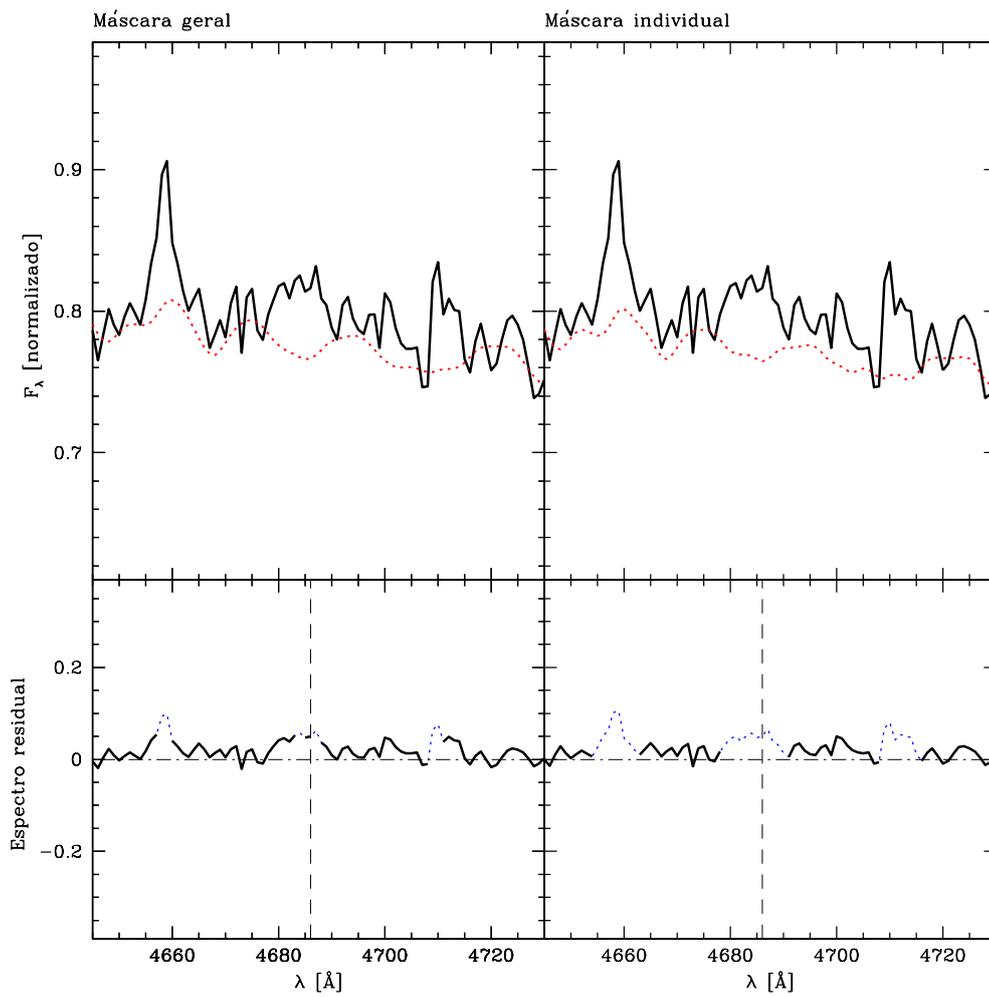


Figura 4.4: Como a Figura 4.2, mas para a região da linha He II λ 4686.

4.2 Aplicações do Starlight ao SDSS

Apresentamos nesta seção a aplicação da síntese espectral a um conjunto de dados do SDSS, os principais parâmetros recuperados e alguns resultados preliminares sobre a história de formação estelar em galáxias.

4.2.1 Ajustes

Utilizamos neste trabalho uma amostra limitada em fluxo de 354992 objetos, extraídos da *main galaxy sample* do *data release 4* do SDSS (Adelman-McCarthy et al. 2005). Os objetos foram selecionados de modo que a suas magnitudes Petrosianas na banda r , corrigidas por avermelhamento, fossem $r \leq 17.77$. É importante lembrar que o próprio SDSS define um corte para objetos de baixa razão sinal/ruído (S/N) e, assim, os espectros da nossa amostra têm $S/N > 5$ nas bandas g , r e i .

Modelamos as ~ 355 mil galáxias com a base S , que consiste de 150 populações estelares simples de 25 diferentes idades, entre 1×10^6 e 18×10^9 anos, e 6 metalicidades, entre $Z = 0.005$ e $2.5 Z_{\odot}$. Esta é a mesma base utilizada em Mateus et al. 2006, mas aplicada para uma quantidade muito maior de galáxias. O ajuste de cada modelo demora em média 15 minutos, o que significa que foram 354992 objetos $\times 15$ min = 3698 dias ou 10 anos de CPU. Para dar conta de todo esse processamento, utilizamos cerca de 100 máquinas espalhadas mundo afora: no Brasil, no México, na Espanha, na França e nos Estados Unidos. Toda a logística para a distribuição desses processamentos foi coordenada por W. Schoenell.

As Figuras 4.5 e 4.6 mostram a base S . Os espectros das populações estelares simples (SSPs) foram calculados de acordo com as recomendações de Bruzual & Charlot (2003), com a biblioteca de atmosferas STELIB (Le Borgne et al. (2003)), modelos de Padova-1994 e função inicial de massa de Chabrier (2003). Apesar de incluirmos tantos parâmetros no ajuste, não temos a ilusão quanto ao fato de existirem incontáveis degenerescências matemáticas, estatísticas e astrofísicas que impedem a determinação dos 150 parâmetros. Por isso, reduzimos a dimensão de parâmetros *a posteriori*, descrevendo os resultados em termos de quantidades mais robustas (Cid Fernandes et al. 2005; Gomes 2005), em geral combinações de parâmetros.

As Figuras 4.7 a 4.9 mostram alguns exemplos dos ajustes, espectros residuais e SFHs derivadas. Eventualmente disponibilizaremos todos os nossos resultados na internet.

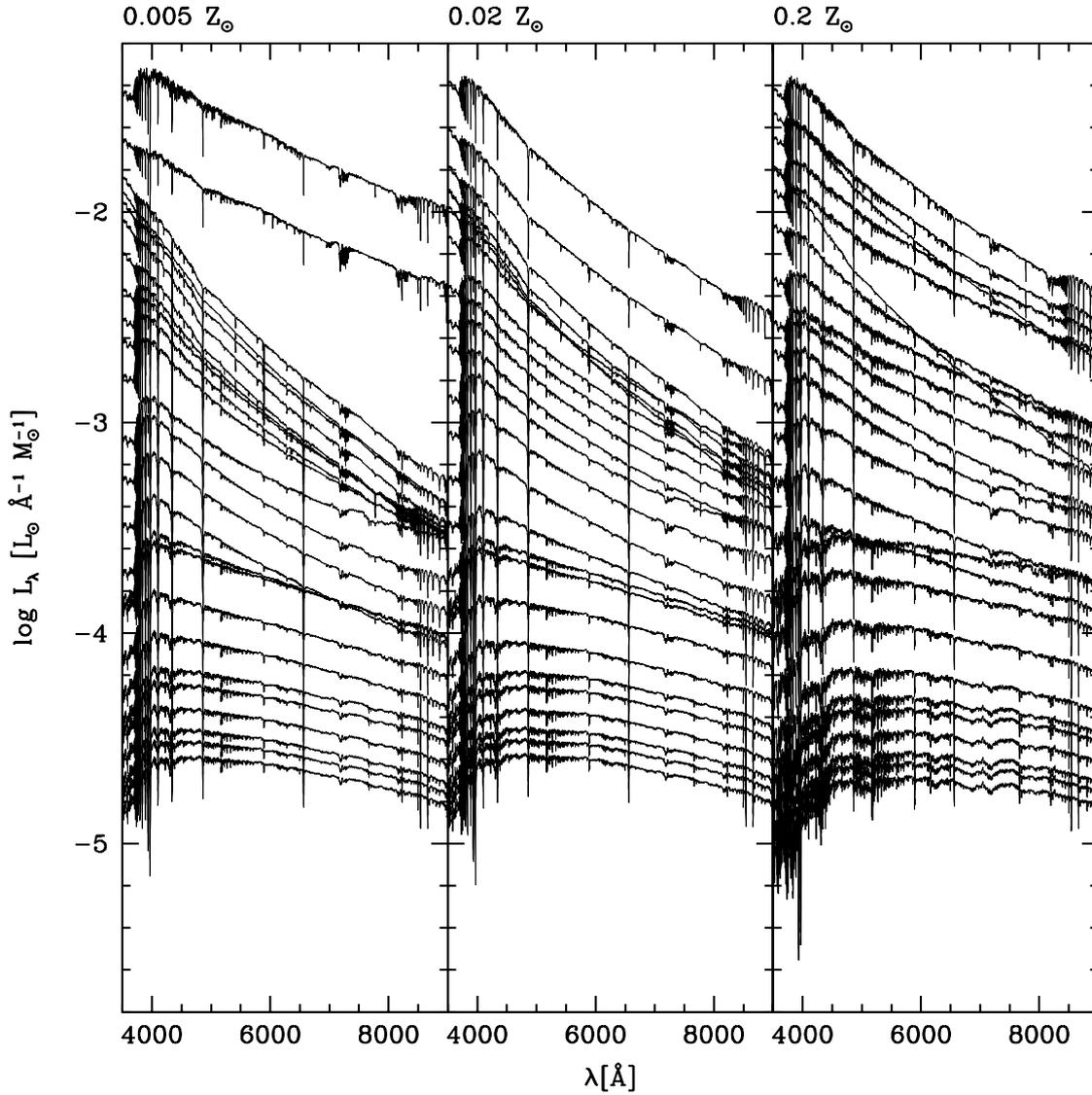


Figura 4.5: Espectros das populações estelares de menor metalicidade da base S. Esta base consiste de 150 populações de 6 diferentes metalidades, $Z = 0.005, 0.02, 0.2, 0.4, 1$ e $2.5Z_{\odot}$, e 25 idades, $t = 0.001, 0.00316, 0.00501, 0.00661, 0.00871, 0.01, 0.01445, 0.02512, 0.04, 0.055, 0.10152, 0.1609, 0.28612, 0.5088, 0.90479, 1.27805, 1.434, 2.5, 4.25, 6.25, 7.5, 10, 13, 15$ e 18 bilhões de anos. Todas as SSPs estão normalizadas por $1M_{\odot}$ em $t = 0$.

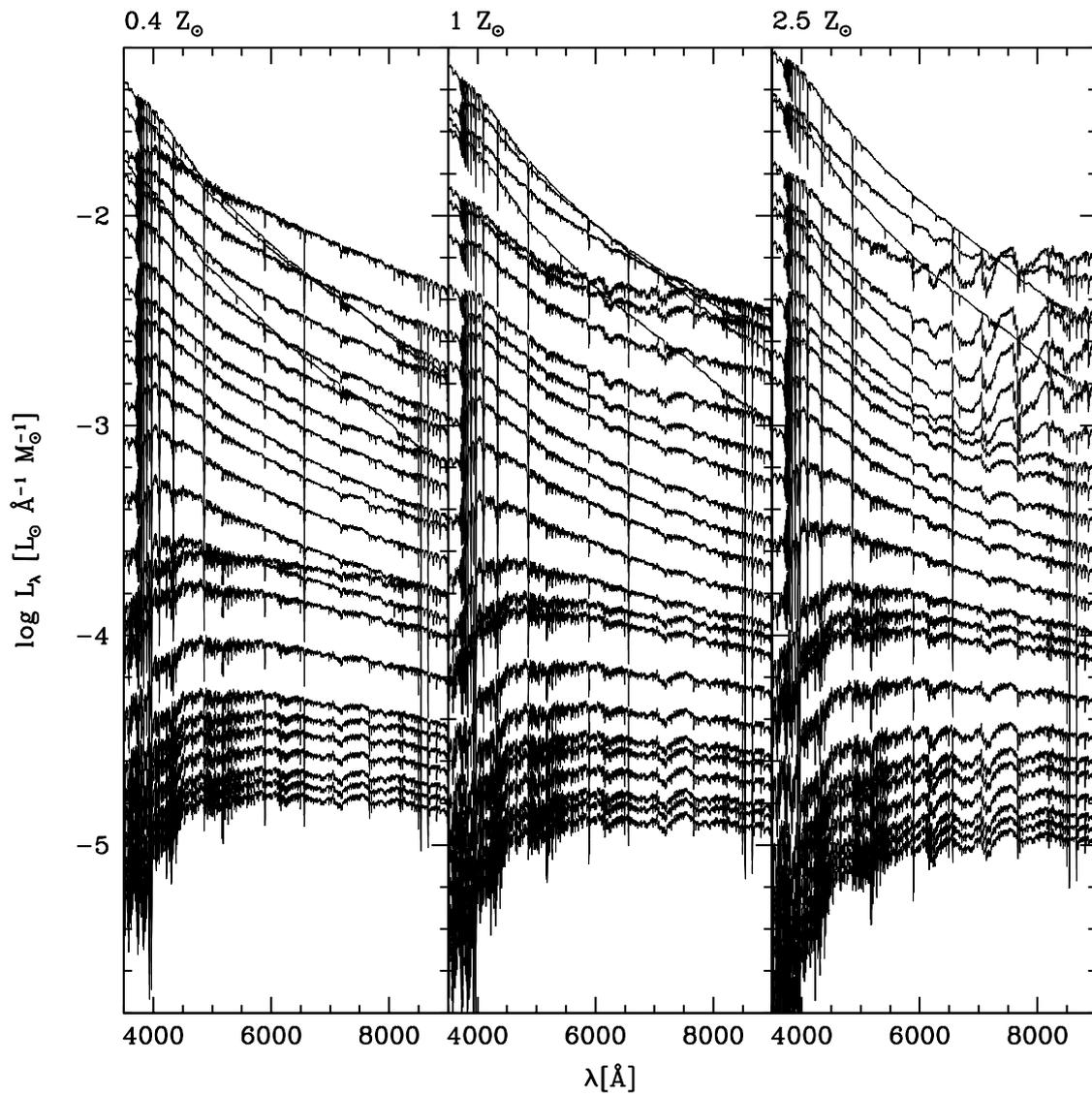


Figura 4.6: O mesmo que a figura 4.6, mas para as SSPs de maior metalicidade.

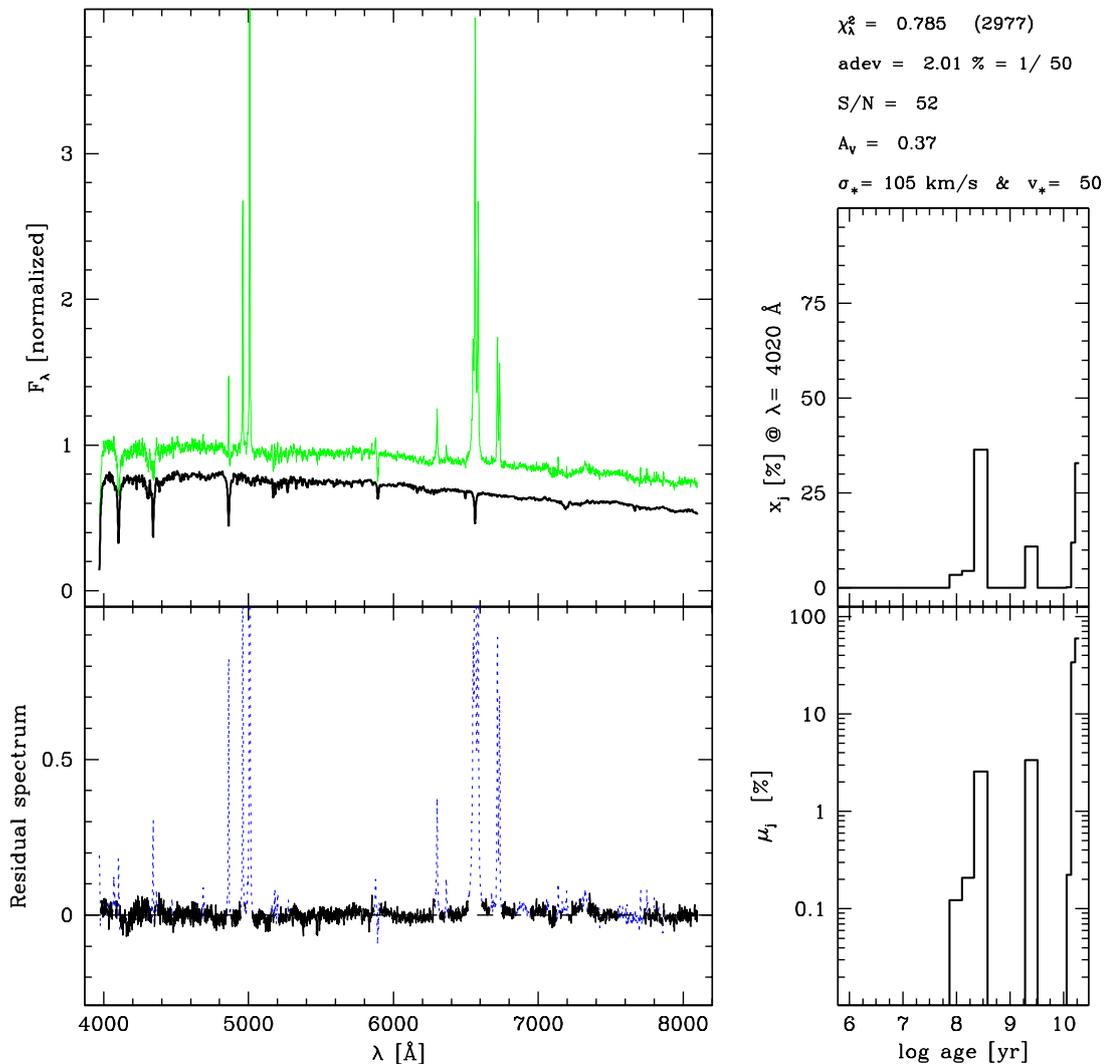


Figura 4.7: Exemplo de ajuste obtido com o STARLIGHT para uma galáxia hospedeira de AGN. No painel superior à esquerda, mostramos o espectro observado (em verde), e o espectro modelado (em preto) deslocado para baixo por 0.2 para maior clareza da figura. O painel inferior traz o espectro residual R_{λ} . As partes desenhadas em linha pontilhada foram mascaradas e não são consideradas no ajuste. Os painéis à direita mostram as frações de fluxo e de massa como função da idade. Acima destes painéis estão algumas propriedades galácticas derivadas pelo programa de síntese.

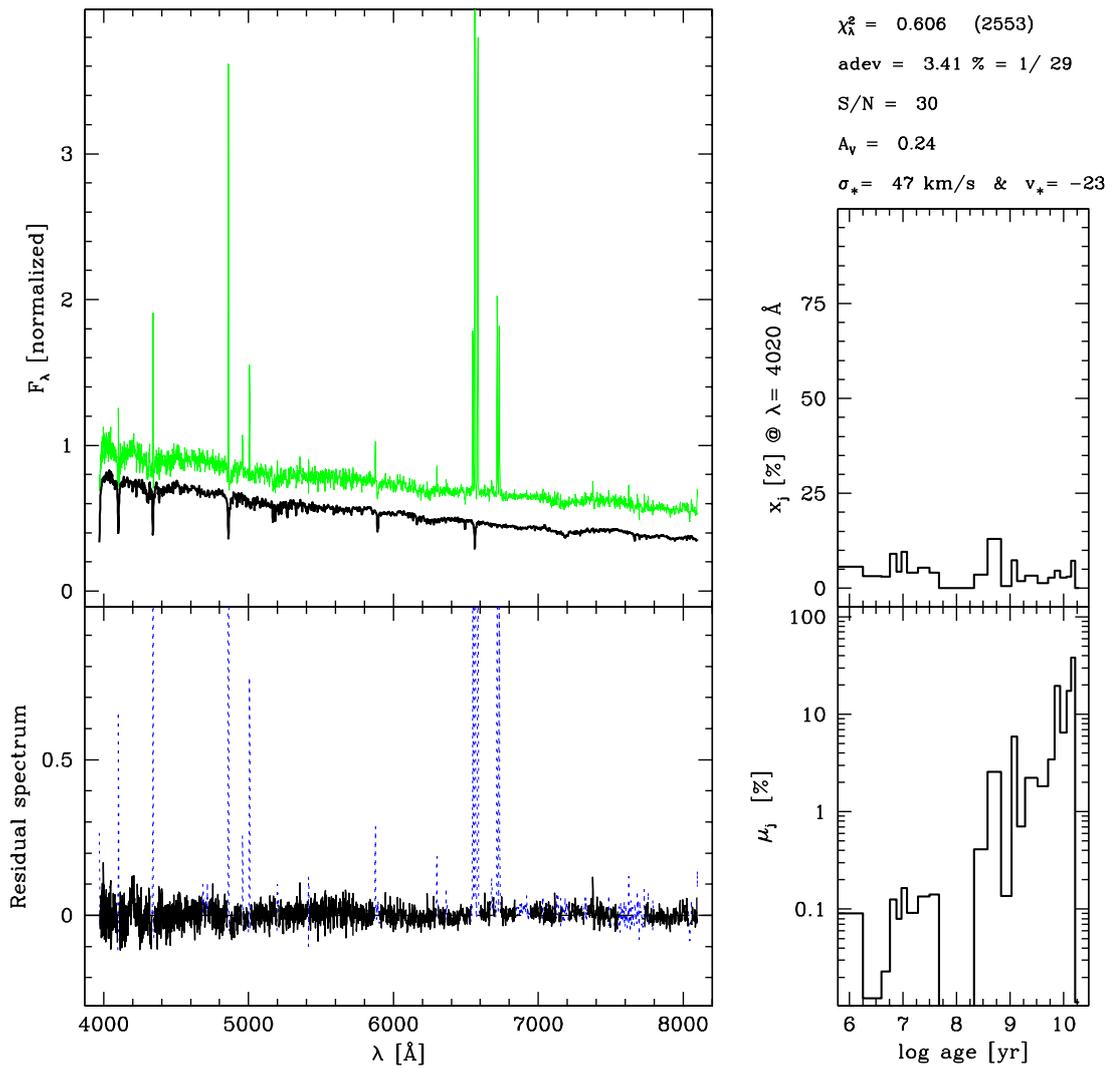


Figura 4.8: O mesmo que a Figura 4.7, mas para uma galáxia normal com formação estelar.

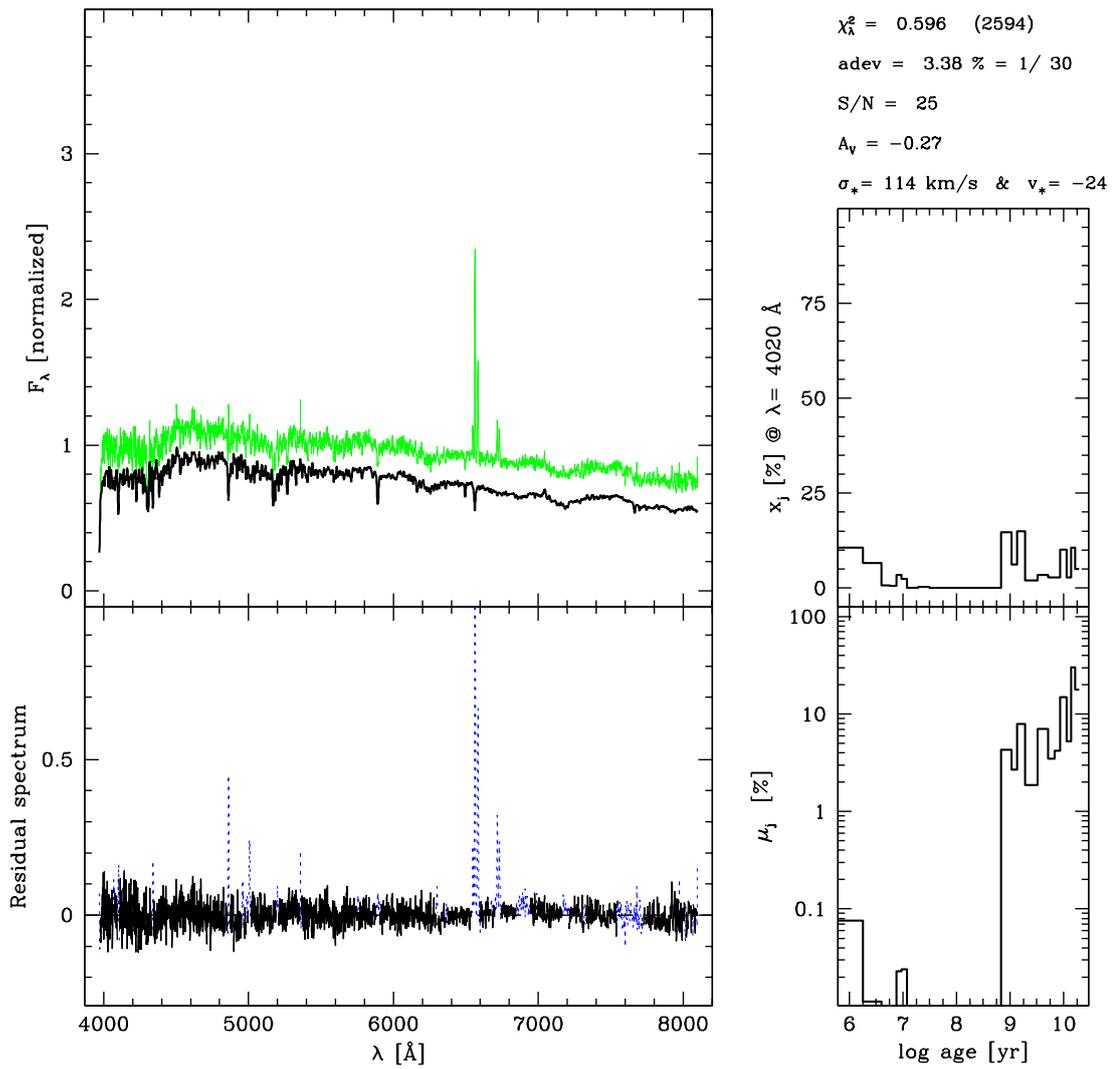


Figura 4.9: O mesmo que a Figura 4.7, mas para uma galáxia passiva.

4.2.2 Parâmetros recuperados

Para cada galáxia, o STARLIGHT fornece:

- Vetores de populações estelares por fração de luz (\vec{x}) e por fração de massa ($\vec{\mu}$).
- Momentos de ordem 1 das distribuições na idade t_* e na metalicidade Z_* : a idade estelar média ponderada pela luz ($\langle \log t_* \rangle_L$) e pela massa ($\langle \log t_* \rangle_M$), e a metalicidade estelar média também ponderada pela luz ($\log \langle Z_* \rangle_L$) e pela massa ($\log \langle Z_* \rangle_M$).
- A massa total em estrelas dentro da fibra corrigida por extinção por poeira; a massa total em estrelas (M_*) corrigida pela fração da luz fora da fibra; e a massa total convertida em estrelas pela galáxia.
- Parâmetros cinéticos: a dispersão de velocidades (σ_*) e a velocidade na linha de visada (v_*).
- A extinção por poeira na banda V (A_V^*).

Do espectro residual, $R_\lambda = O_\lambda - M_\lambda$, medimos linhas de emissão com o programa de A. Mateus descrito na Seção 4.1.1. Obtemos as seguintes medidas diretas e sub-produtos:

- Fluxo total integrado da linha (F), largura equivalente (W), sinal-ruído (S/N), dispersão de velocidades (σ_{gas}) e deslocamento do centro da linha (v_0) para as linhas de emissão listadas na tabela 4.2.
- A extinção de Balmer (Stasińska et al. 2004), dada por:

$$A_V^{\text{Balmer}} = 6.31 \log \left[\frac{F(\text{H}\alpha)/F(\text{H}\beta)}{2.86} \right]$$

- As abundâncias nebulares, calculadas por diferentes métodos (Diaz et al. 1989; Tremonti et al. 2004).
- Classificação em galáxias normais com formação estelar (NSFG), núcleos ativos (AGN), híbridas e passivas.

Além disso, obtemos diretamente do SDSS algumas informações espectrais e fotométricas, dentre elas:

- Índices de linha espectrais análogos aos índices de Lick.
- A magnitude nas bandas u , g , r , i e z .
- A relação sinal-ruído (S/N) para as cinco bandas fotométricas.
- O raio Petrosiano para as cinco bandas fotométricas.
- O índice de concentração $CI = R_{90}/R_{50}$, onde R_{90} e R_{50} são os raios que delimitam respectivamente 90 e 50 por cento da luminosidade Petrosiana da galáxia na banda r . Shimasaku et al. (2001) e Strateva et al. (2001) mostraram que existe uma boa correlação entre CI e a classificação morfológica do diagrama de Hubble. Em geral, assume-se que galáxias com $CI > 2.63$ são do tipo *early* e galáxias com $CI < 2.63$ são do tipo *late*.
- O desvio Doppler para o vermelho, ou *redshift*.

Em resumo, a quantidade de informações é tão grande que é até difícil decidir por onde começar a explorá-las. Nas seções seguintes, apresentamos uma pequena amostra de estudos recém iniciados.

4.2.3 Resultados preliminares: Diagrama de diagnóstico

As linhas de emissão de uma galáxia são geradas por átomos e íons excitados em um gás. Em galáxias normais com formação estelar (NSFGs), essas linhas são produzidas em regiões H II iluminadas por estrelas jovens e massivas. As linhas de recombinação ($H\alpha$, $H\beta$, ...) dependem apenas da quantidade de fótons ionizantes ($h\nu > 13.6$ eV). Já as linhas colisionais ($[O III]$, $[O II]$, $[N II]$, ...) dependem essencialmente da temperatura eletrônica do gás, que por sua vez depende da energia dos foto-elétrons liberados por fotoionização. Deste modo, existe um limite superior para a razão entre as intensidades de linhas excitadas por colisão e das linhas de recombinação, determinado pela forma do espectro ionizante. A energia típica de um fóton ionizante em NSFGs é ditada pela temperatura das estrelas O e B. Em galáxias hospedeiras de núcleos ativos (AGNs), a atividade não-estelar, que é uma fonte de energia com espectro bem mais duro do que estrelas massivas, aumenta a temperatura eletrônica e faz com que as linhas excitadas por colisão sejam bem mais intensas em relação às linhas de recombinação.

A idéia por trás dos diagramas de diagnóstico é exatamente aproveitar as diferenças entre as linhas de emissão produzidas em diferentes tipos de galáxias. Os diagramas

clássicos são $[O III]/H\beta$ contra $[O II]/H\beta$, $[O III]/H\beta$ contra $[N II]/H\alpha$ (introduzido pela primeira vez por [Baldwin, Phillips, & Terlevich 1981](#), e, por isso, aqui chamado de diagrama BPT), $[O III]/H\beta$ contra $[S II]/H\alpha$ e $[O III]/H\beta$ contra $[O I]/H\alpha$. Dentre esses, o diagrama BPT é o mais utilizado para a classificação de galáxias, primeiro por envolver linhas mais fortes, e segundo porque a distinção entre AGNs e galáxias NSFGs é bastante clara nesse plano. A seqüência de AGNs separa-se da seqüência de NSFGs, migrando para regiões superiores do diagrama, de modo que o desenho formado lembra as asas de uma gaiivota.

A Figura 4.10a mostra o diagrama BPT para todas as 190119 galáxias da nossa amostra nas quais detectamos as linhas $[O III]$, $H\beta$, $[N II]$ e $H\alpha$. A Figura 4.10b mostra o mesmo diagrama para 24509 galáxias filtradas de acordo com a qualidade ($S/N > 20$ nas quatro linhas). Como é de se esperar, esse segundo diagrama mostra asas bem mais definidas, principalmente a asa direita.

As NSFGs moram na asa esquerda da gaiivota. Temos evidências observacionais que essa asa é uma seqüência em metalicidade (por exemplo, [Stasińska et al. 2006](#)), de forma que as galáxias na ponta da asa são pobres em metal e, à medida em que a seqüência de NSFGs desce, mais ricas em metal. Na verdade, essa seqüência deveria depender de três parâmetros: a metalicidade, a temperatura efetiva média e o parâmetro de ionização (U). No entanto, como observamos uma linha bem estreita nos diagramas de diagnóstico, essas três propriedades devem estar conectadas de alguma forma, embora ainda não se entenda muito bem por quê ([Stasińska et al. 2006](#)).

Na asa direita do diagrama, para as hospedeiras de AGNs, outros fenômenos entram em cena. Esta dedução decorre do simples fato do diagrama se quebrar em duas asas. A mistura de AGNs e regiões HII, efeitos de densidade, variações no espectro ionizante e no parâmetro de ionização são alguns dos fatores que devem ser considerados ao se estudar AGNs. Por esse motivo, a asa das AGNs é bem mais difusa do que a de NSFGs e, na verdade, só se revelou uma “asa” de verdade a partir de estudos com a base de dados do SDSS.

Na Figura 4.10c, construímos caixas rotuladas de A a M ao longo do diagrama BPT. Os espectros totais e residuais médios em cada caixa são mostrados respectivamente nas Figuras 4.11 e 4.12. As estatísticas são feitas pixel a pixel, ignorando pixels problemáticos (isto é, rotulados como tais pelo SDSS ou pelo código de síntese). Os cálculos trabalham com os espectros normalizados em 4020 \AA , tomando como parâmetro de normalização o fluxo do espectro sintético nesse comprimento de onda. Para os espectros médios da asa

das NSFGs, vemos, de A até G, uma diminuição na intensidade das linhas de emissão. Pode-se notar isso, por exemplo, nas linhas de He $1\lambda 5876$, [O I] $\lambda 6300$ e [S III] $\lambda 6312$. Subindo a asa dos AGNs, de H até M, vê-se um aumento tímido das linhas de emissão; a de He $1\lambda 5876$, por exemplo, não aparenta ter variações significativas.

Uma inspeção mais cuidadosa nos espectros médios traz boas e más notícias. As más são os resíduos sistemáticos em certas bandas, devido ao enriquecimento α/Fe ou outros efeitos ainda não compreendidos. Apenas em médias espectrais como estas podemos perceber com clareza esses problemas que ficam escondidos pelo ruído em espectros individuais. Será importante estudar cuidadosamente tais resíduos, pois eles podem revelar deficiências sistemáticas nos modelos de Bruzual & Charlot (2003), associados aos traços evolutivos e/ou à biblioteca de espectros. Na região de 7165–7210 Å, em especial, vemos um resíduo sistemático em todos os espectros. Já havíamos notado isso anteriormente e excluído essa região dos nossos ajustes (ver descrição das máscaras na Seção 4.1.1). As boas novas são que, ao combinar espectros individuais, evidenciam-se algumas linhas de emissão fracas (por exemplo, [Ar III] $\lambda 7136$ e [S III] $\lambda 6312$; ver Figura 4.13), que podem ser importantes em estudos de abundância química.

Na Figura 4.14, mostramos o diagrama BPT para diferentes faixas de massa da galáxia em estrelas. As de menor massa têm uma tendência de se concentrar no corpo da gaivota e na asa de NSFGs. Contudo, não vemos uma tendência muito clara de segregação das galáxias.

Por outro lado, a Figura 4.15 mostra o diagrama BPT para diferentes faixas de luminosidade em [O III], no qual vemos que as galáxias mais luminosas em [O III] estão preferencialmente na asa de AGNs e, em menor medida, na parte superior da asa de NSFGs, de baixa metalicidade. Este resultado está de acordo com o encontrado por Kauffmann et al. (2003a).

A Figura 4.16 mostra o diagrama BPT para diferentes índices de concentração CI . A divisória entre os tipos morfológicos é de $CI \sim 2.6$, o que implica que nos quatro painéis superiores estão representadas galáxias do tipo *late*, e, nos inferiores, do tipo *early*. Vemos aqui também uma clara separação entre os objetos. A parte de alta metalicidade das NSFGs é populada por galáxias com CI extremos. A asa das AGNs é composta principalmente por objetos com maior índice de concentração.

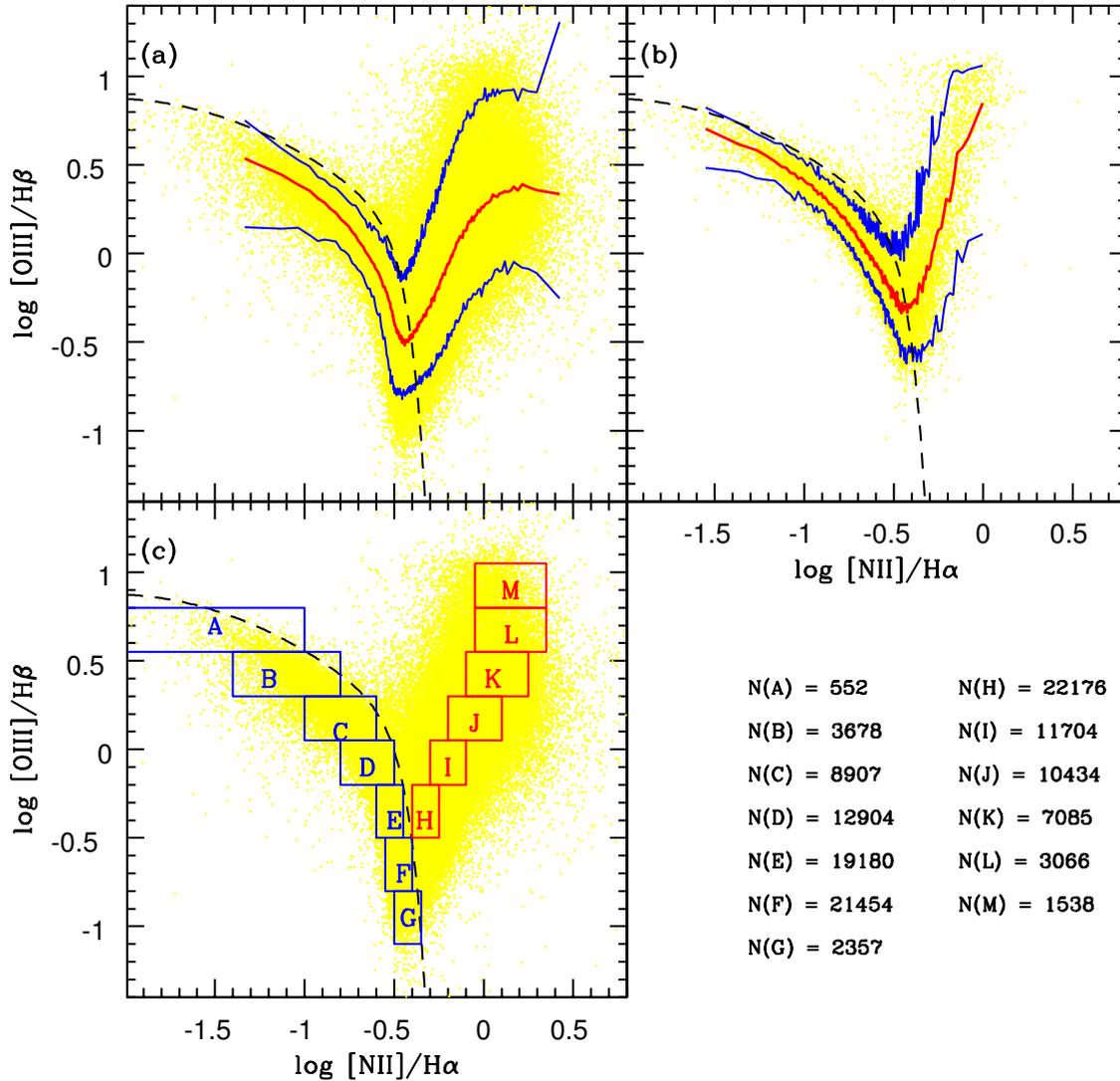


Figura 4.10: (a) Diagrama BPT para todas as 190119 galáxias da nossa amostra nas quais detectamos as linhas [O III], H β , [N II] e H α . A linha central (em vermelho) é a mediana dos pontos. As linhas abaixo e acima dessa (em azul) delimitam, respectivamente, 5 e 95 por cento dos dados. A curva tracejada é a proposta por [Stasińska et al. \(2006\)](#) para distinguir NSFGs e AGNs: $y = (-30.787 + 1.1358x + 0.27297x^2) \tanh(5.7409x) - 31.093$, onde $y = \log[\text{O III}]/\text{H}\beta$, e $x = \log[\text{N II}]/\text{H}\alpha$. (b) O mesmo diagrama para 24509 galáxias filtradas de acordo com a qualidade ($S/N > 20$ nas quatro linhas). (c) Divisão do diagrama em caixas. O número de pontos em cada caixa é mostrado à direita.

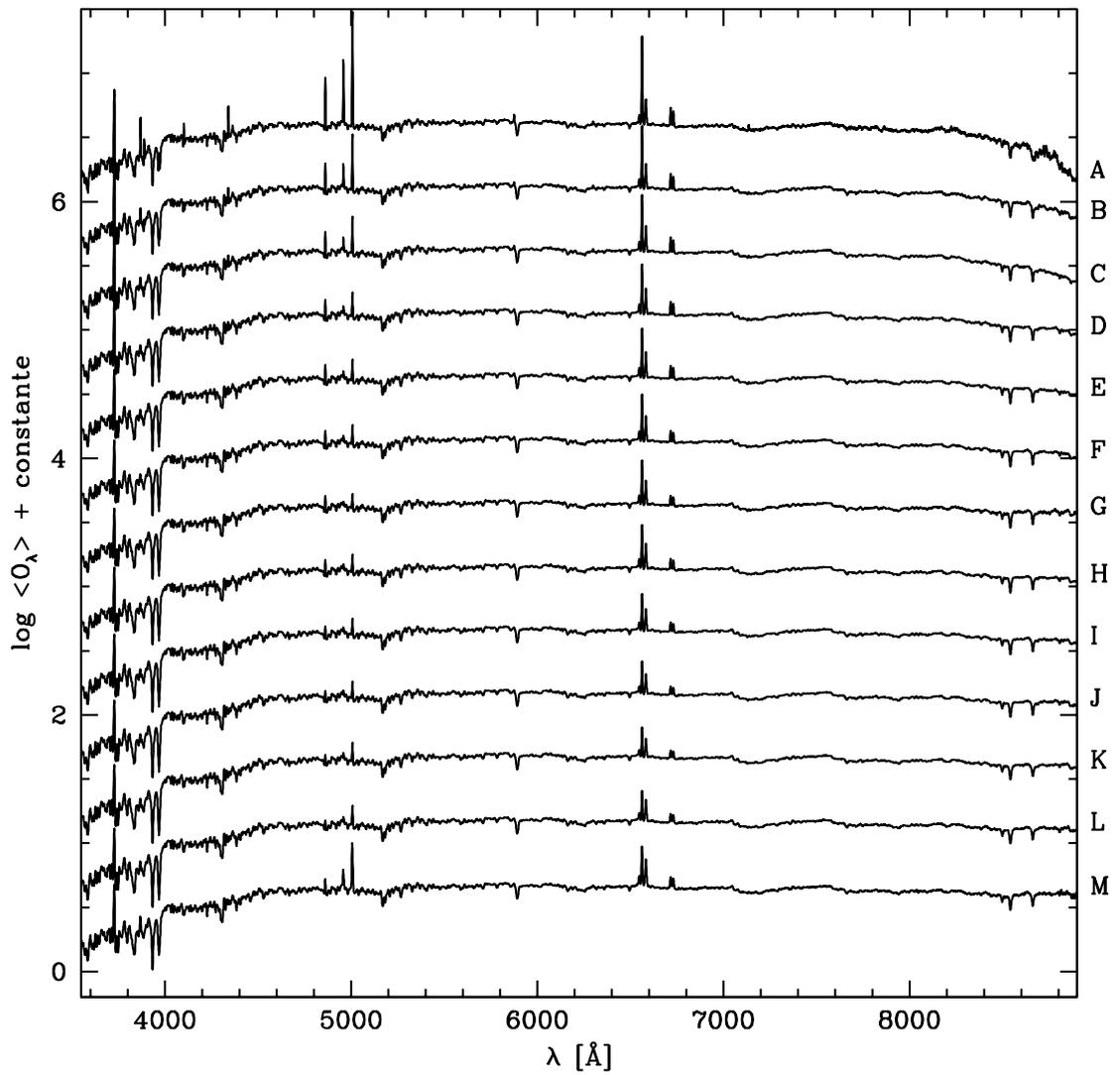


Figura 4.11: Médias dos espectros observados para as caixas do diagrama BPT.

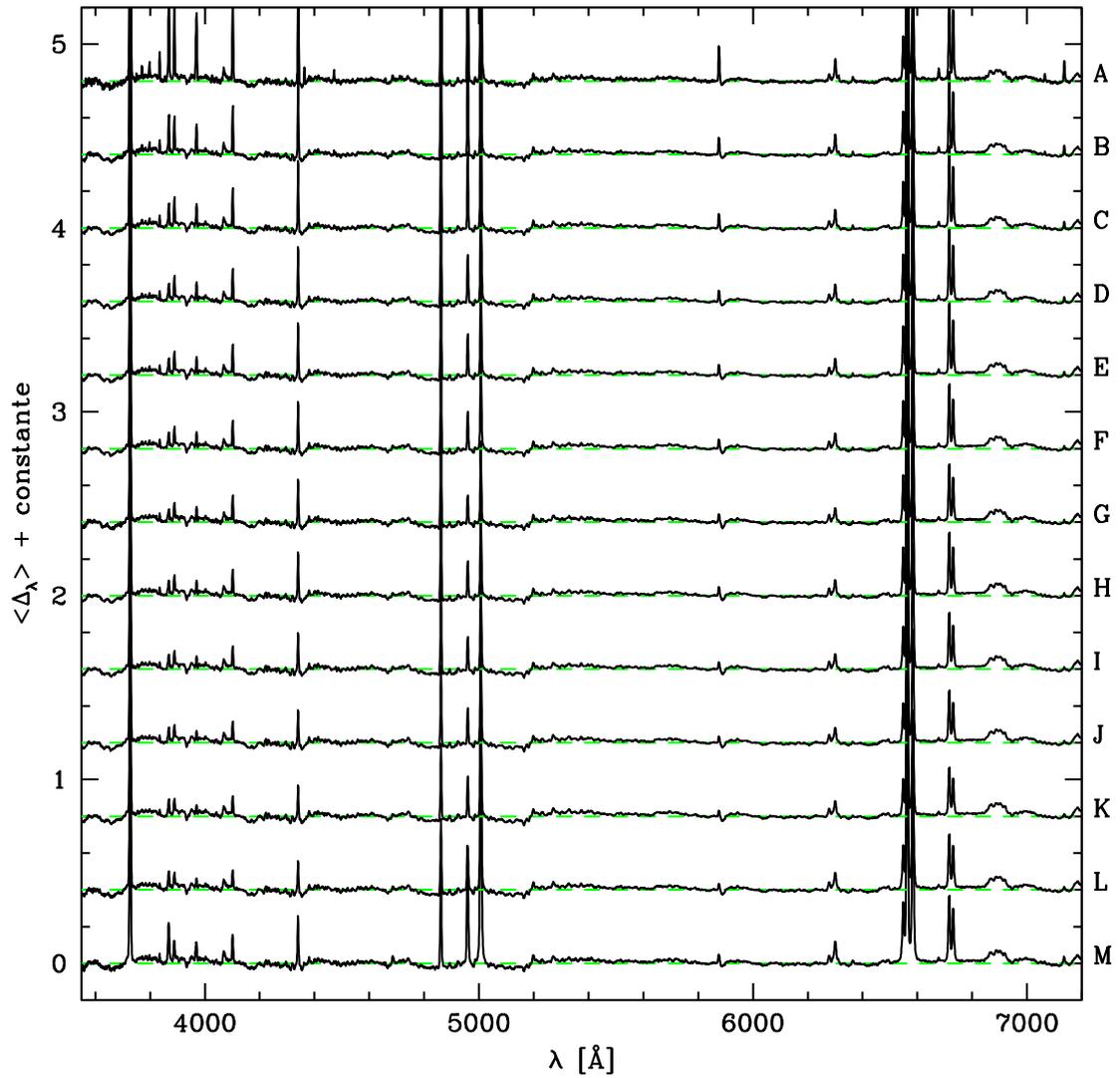


Figura 4.12: Espectros residuais médios para as caixas do diagrama BPT. As linhas tracejadas marcam $F_\lambda = 0$.

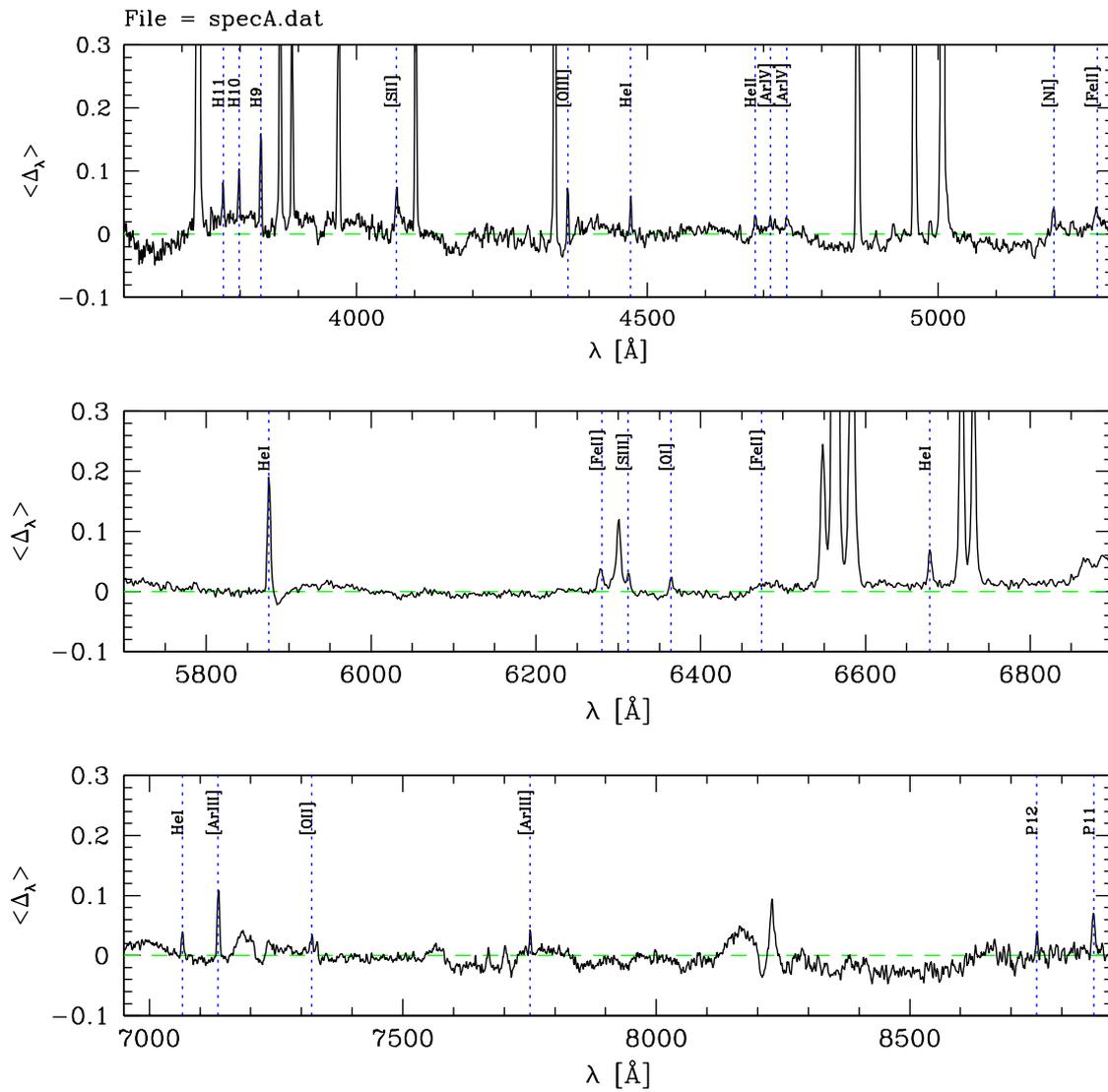


Figura 4.13: Detalhes do espectro residual da caixa A. Marcamos algumas das linhas de emissão fracas que detectamos.

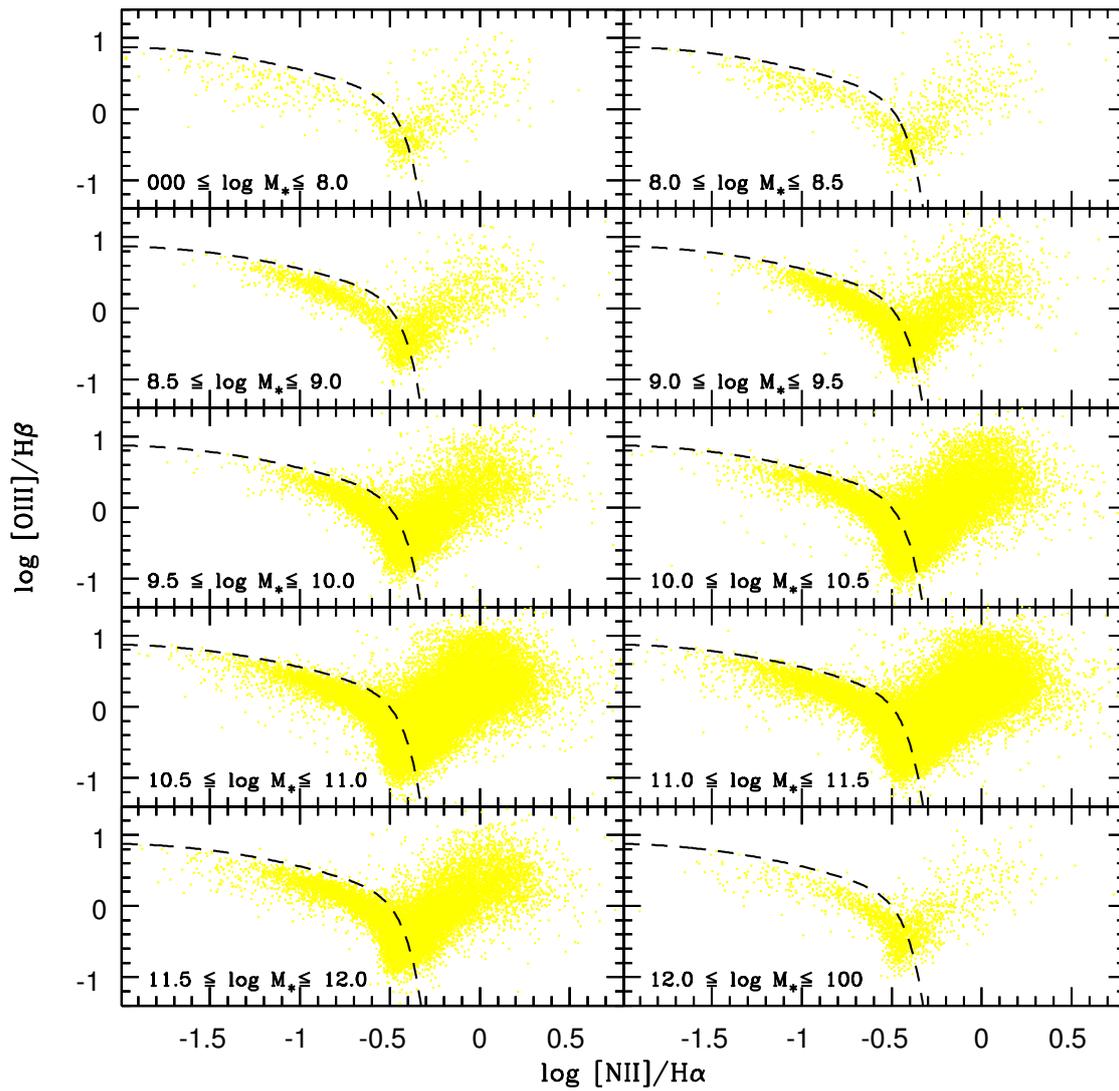


Figura 4.14: Diagrama BPT para diferentes faixas de massa da galáxia em estrelas (em unidades de M_{\odot}).

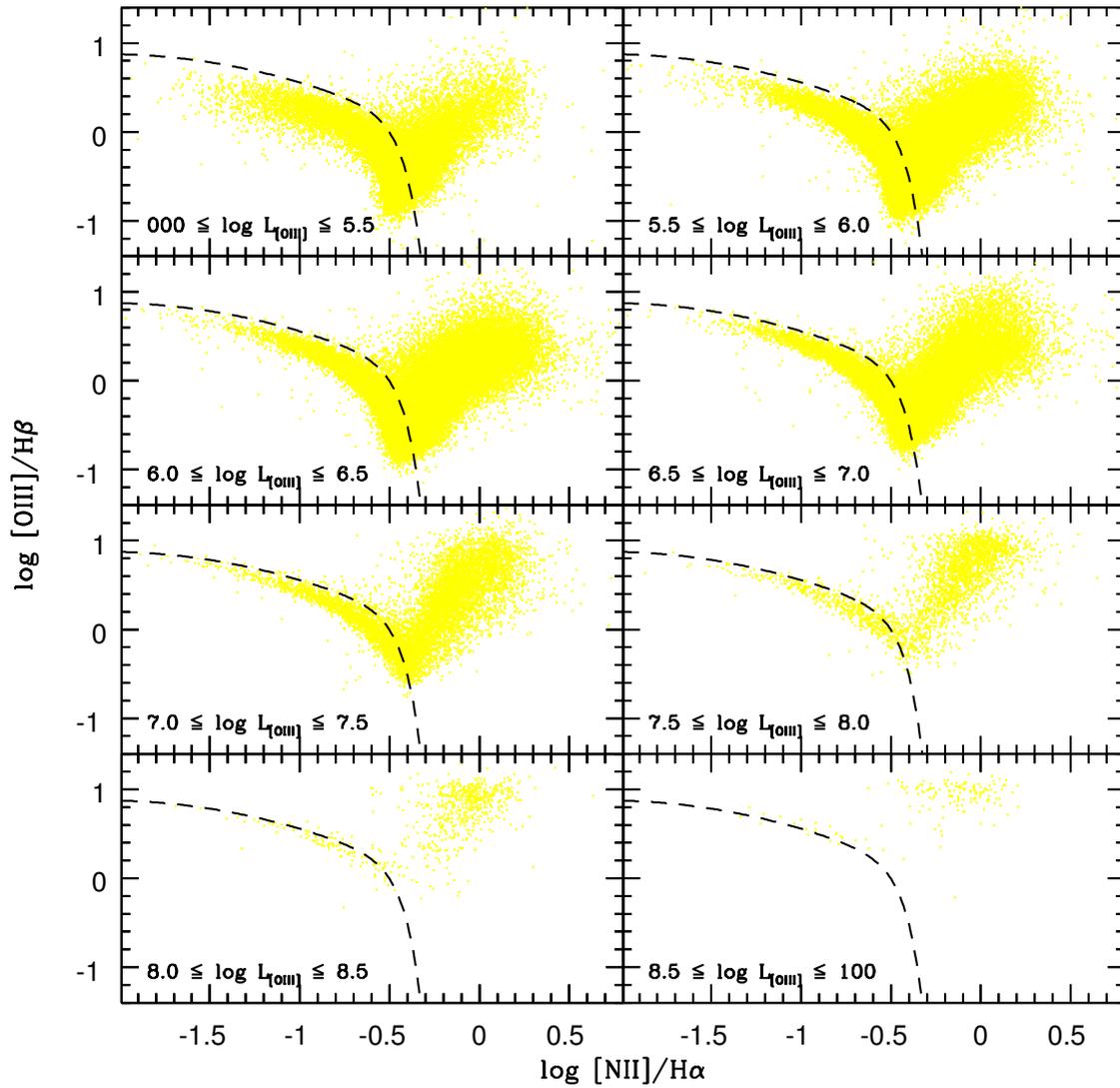


Figura 4.15: Diagrama BPT para diferentes faixas de luminosidade em $[O III]$ (em unidades de L_{\odot}).

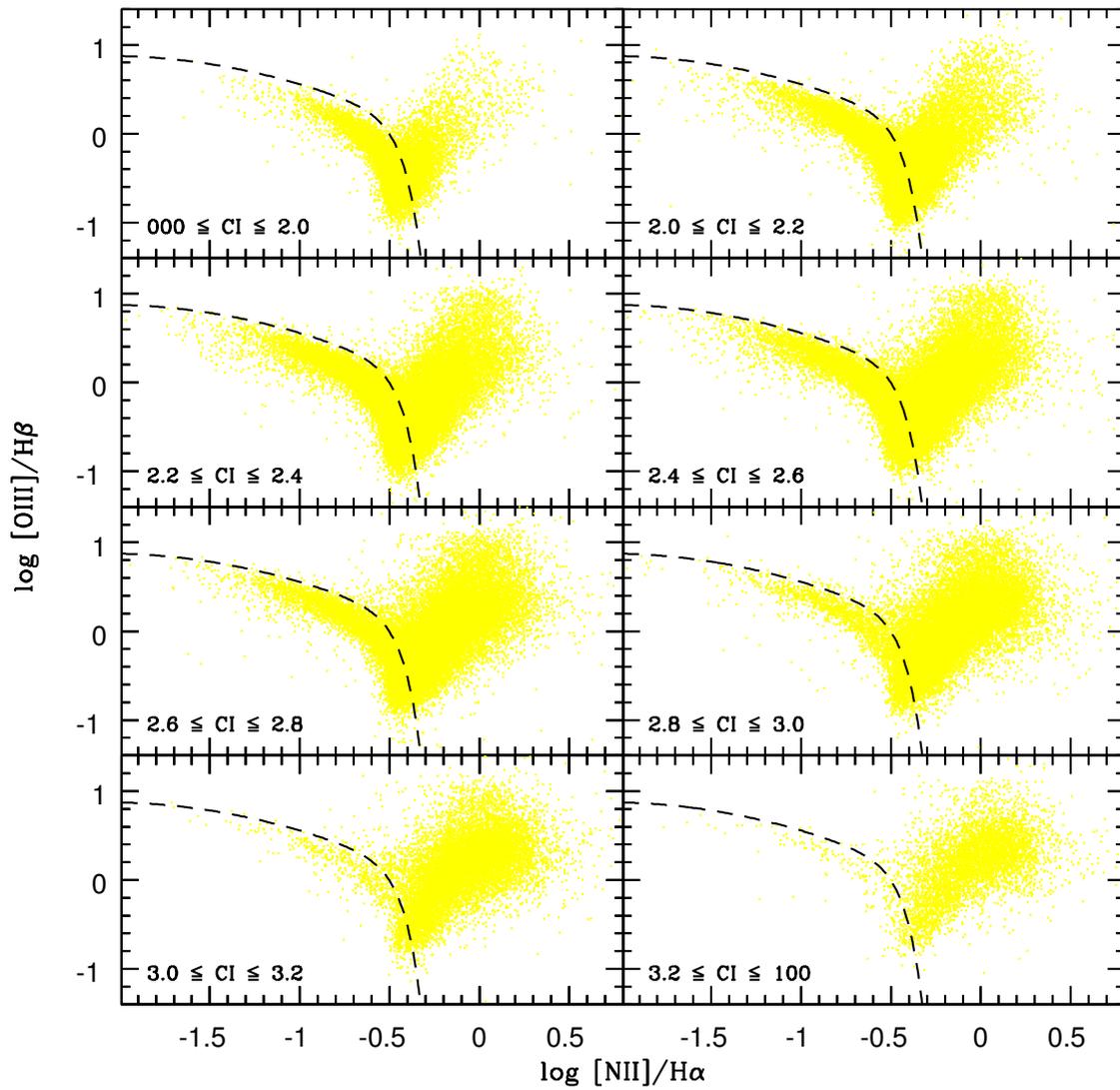


Figura 4.16: Diagrama BPT para diferentes faixas de índices de concentração.

4.2.4 Resultados preliminares: Histórias de Formação Estelar

A nossa síntese espectral nos permite estudar minuciosamente a história de formação estelar (SFH, do inglês *star formation history*), o que não é possível com análises baseadas em índices espectrais (por exemplo, [Kauffmann et al. 2003b](#)). O grupo que desenvolveu o método do MOPED já apresentou estudos desse tipo ([Heavens et al. 2004](#)). No entanto, temos razões para acreditar que os nossos modelos permitem um maior grau de detalhes. Em primeiro lugar, os nossos espectros têm uma resolução de $\Delta\lambda \sim 2 \text{ \AA}$, enquanto [Heavens et al. \(2004\)](#) os degradam para $\Delta\lambda \sim 20 \text{ \AA}$. Além disso, ao contrário do MOPED, o STARLIGHT não comprime os dados *a priori*. A compressão de parâmetros, necessária para uma descrição mais robusta das propriedades galácticas, é feita posteriormente aos ajustes.

Para estudar a SFH, primeiro suavizamos os nossos resultados marginalizando sobre as diferentes metalicidades da base, isto é, focalizando na idade t_* e fazendo as diferentes Z_* serem indistinguíveis. Aplicamos então um filtro gaussiano de largura à meia altura $\text{FWHM} = 0.5 \text{ dex}$ na distribuição de idades descritas pelos vetores de populações \vec{x} e $\vec{\mu}$. Esta suavização é apenas outra maneira de comprimir os resultados da síntese. Na prática, isto tem o efeito de converter a nossa descrição discreta e super-detalhada em uma descrição contínua, mais robusta e menos degenerada. Outra vantagem de proceder assim é podermos derivar essas funções e obter taxas de formação estelar (SFR, do inglês *star formation rate*), que são bastante importantes para verificar os diferentes cenários da evolução de galáxias.

Definimos $\mu(t)$ como a fração de massa com que uma população estelar de idade t contribui para a massa total M_* de uma galáxia. Assim:

$$\frac{dM_*(t)}{d \log t} = \frac{M_* \mu(t)}{d \log t}. \quad (4.4)$$

Escrevendo $d \log t$ em termos de dt :

$$\log t = \log e^{\ln t}$$

$$\log t = \log e \cdot \ln t$$

$$d \log t = \log e \frac{dt}{t}. \quad (4.5)$$

Substituindo (4.5) no lado esquerdo da equação (4.4):

$$\frac{dM_{\star}(t)}{dt} \frac{t}{\log e} = \frac{M_{\star} \mu(t)}{d \log t}. \quad (4.6)$$

Como $\text{SFR} \equiv dM/dt$:

$$\text{SFR} = \frac{dM_{\star}(t)}{dt} = M_{\star} \frac{\log e}{t} \frac{\mu(t)}{d \log t}. \quad (4.7)$$

A expressão (4.7) é a que usamos para derivar as $\text{SFR}(t)$ aqui presentes.

Nas Figuras 4.17 (para AGNs) e 4.18 (para NSFGs), mostramos a evolução com a idade estelar de quatro funções: a taxa de formação estelar; a taxa de formação estelar específica (SSFR), ou seja, a SFR ponderada pela massa total em estrelas ($M_{\star}^{-1} dM/dt$); o vetor de populações estelares por fração de massa ($\vec{\mu}$); e a massa estelar (M) contida em cada população. As médias são efetuadas em diferentes faixas de massa estelar. Percebe-se o comportamento de *downsizing* com clareza, principalmente na variação da SSFR. Pode-se olhar esse fenômeno de duas maneiras: as galáxias de menor massa estão formando estrelas a uma taxa muito maior do que as mais massivas e, portanto, as galáxias menos massivas se consomem mais rápido; ou, ainda, as galáxias mais massivas começaram a formar estrelas em tempos mais remotos, muito antes das galáxias menos massivas. Esse nosso resultado está de acordo com o encontrado por [Heavens et al. \(2004\)](#).

A Figura 4.19 traz uma forma alternativa de ver o *downsizing*. Seleccionamos as NSFGs com espectro de melhor qualidade, e mostramos o comportamento da idade estelar média ponderada pela luz ($\langle \log t_{\star} \rangle_L$) com a massa estelar total (M_{\star}). Vê-se que uma população mais velha domina a luminosidade de galáxias mais massivas, e que a contribuição para luminosidade de populações mais jovens é maior para galáxias menos massivas.

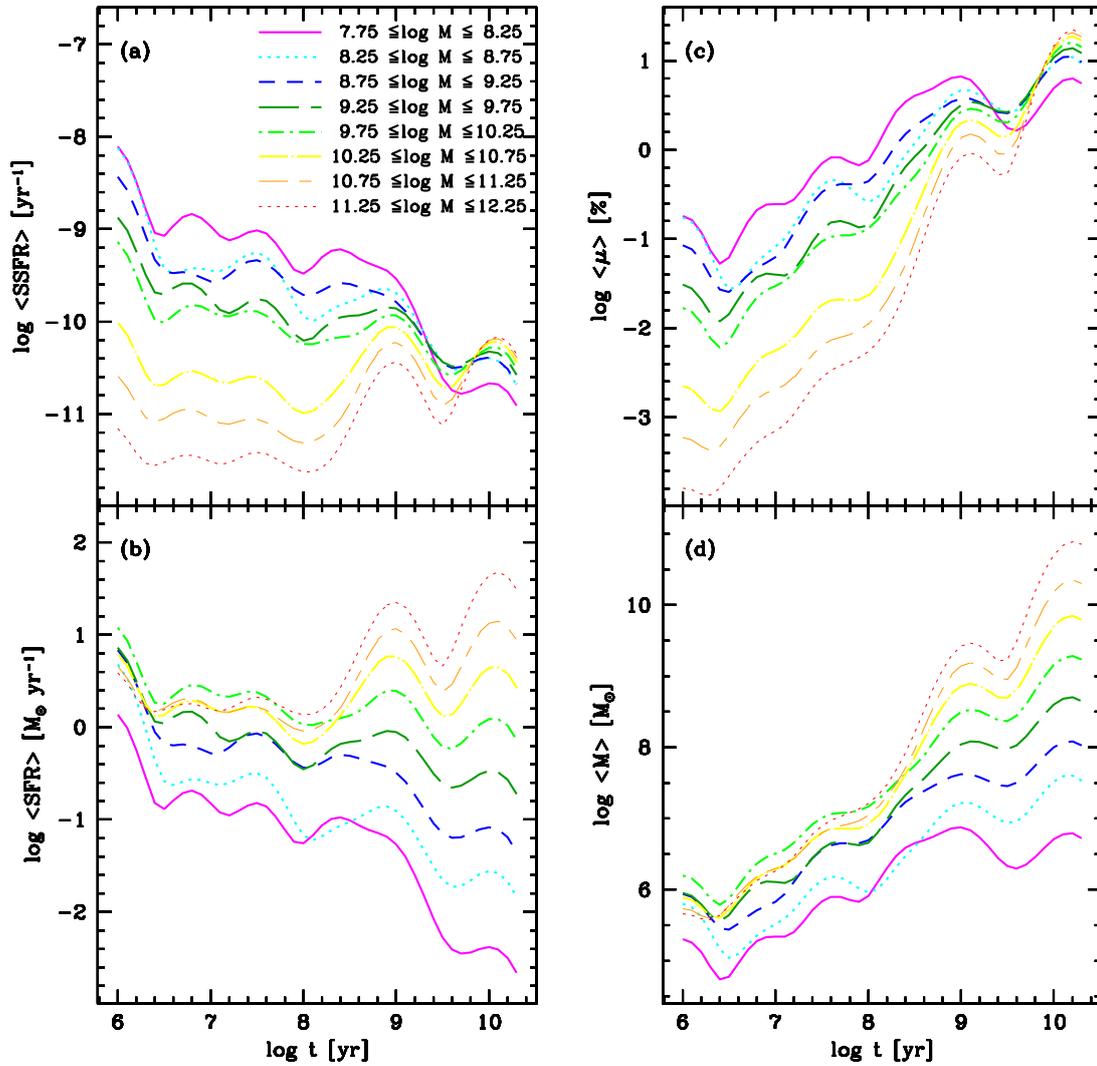


Figura 4.17: História de formação estelar para AGNs de diferentes massas, em quatro representações. (a) Evolução da taxa de formação estelar específica (SSFR), isto é, a SFR ponderada pela massa total em estrelas. As diferentes curvas indicam médias para galáxias hospedeiras de AGNs de diferentes faixas de massa. (b) Variação no tempo da taxa de formação estelar (SFR). (c) Vetor de populações estelares por fração de massa ($\vec{\mu}$), do qual derivamos a SFR e SSFR. (d) Evolução da massa estelar (M) contida em cada população.

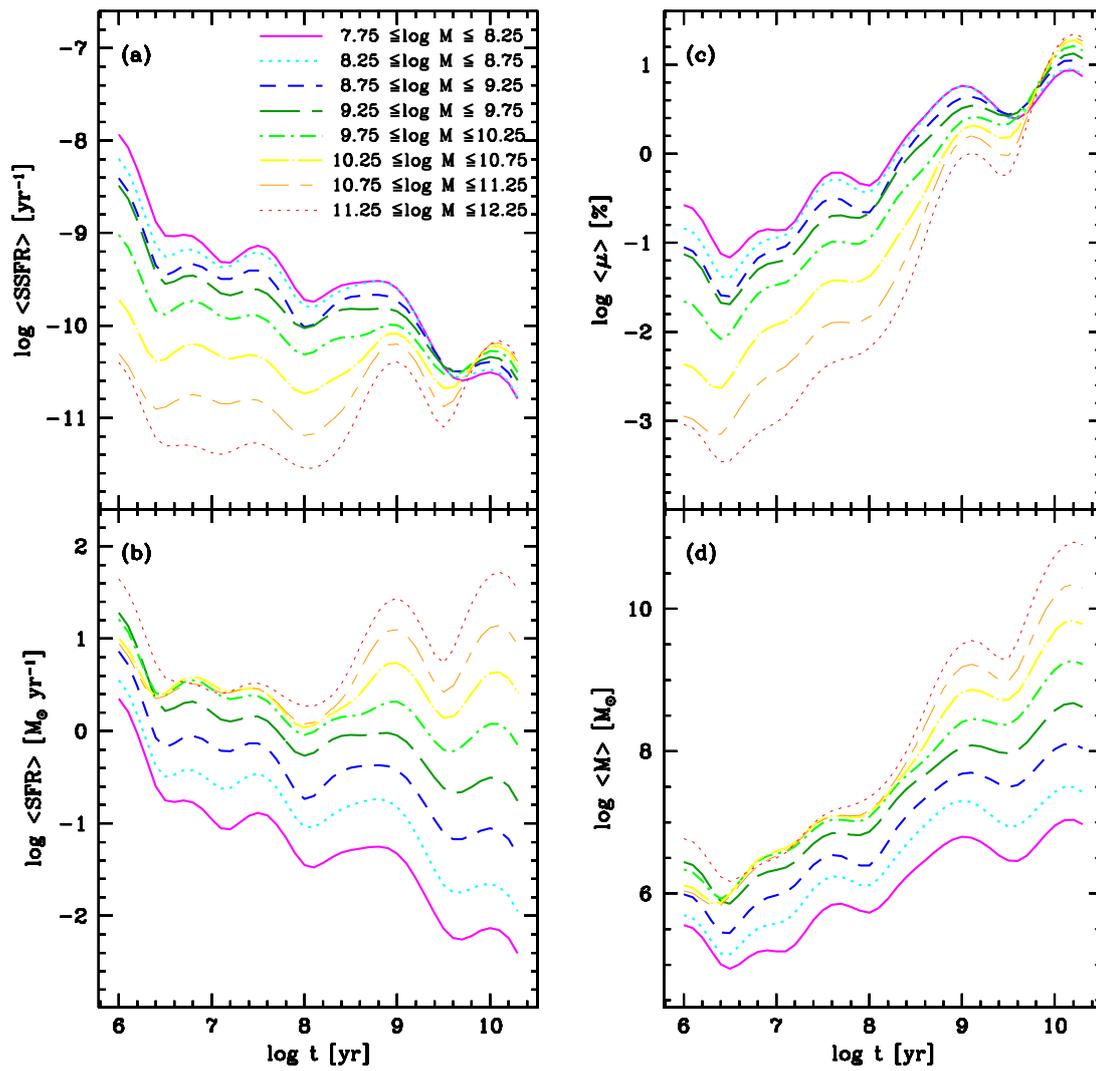


Figura 4.18: O mesmo que a Figura 4.17, mas para NSFGs.

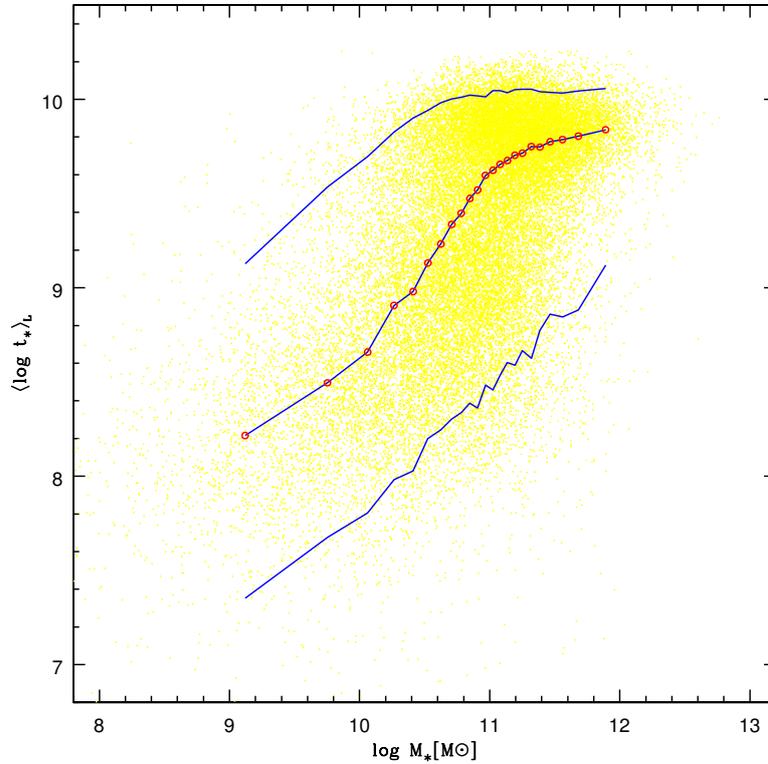


Figura 4.19: Comportamento da idade estelar média ponderada pela luz com a massa estelar total. A linha central com pontos é a mediana dos dados. As linhas abaixo e acima dessa delimitam, respectivamente, 5 e 95 por cento dos dados.

Devemos enfatizar que esses resultados são ainda preliminares. Há muitos detalhes que devemos considerar, como efeitos de incompletude da amostra (ou seja, devemos pesar os nossos resultados pelo volume máximo de detecção de galáxias de diferentes luminosidades, como [Kauffmann et al. 2003b](#) e outros estudos). Precisamos também converter as escalas de tempo da síntese (idade estelar) para a escala cosmológica, levando em conta o *redshift* de cada galáxia. Além disso, estamos ajustando novos modelos com uma outra base de populações estelares simples, que não contém populações de baixíssima metalicidade ($Z = 1/200$ e $1/50 Z_{\odot}$). A nossa maior maior preocupação é o efeito dessas populações em parâmetros como a razão massa/luminosidade. A desconfiança dessas SSPs vem principalmente do fato de terem sido computadas com uma biblioteca pequena e utilizando estrelas de maior metalicidade ([Bruzual & Charlot 2003](#)). De qualquer maneira, mesmo sem todos esses cuidados, já podemos observar alguns resultados bastante relevantes quanto à natureza e evolução de galáxias no universo local.

Capítulo 5

Conclusões e Perspectivas

5.1 Este trabalho

Neste trabalho, aplicamos o nosso código de síntese de populações estelares em dois estudos: ao da cinemática de estrelas em AGNs para a região do tripleto do cálcio $\lambda\lambda 8498.02, 8542.09, 8662.14 \text{ \AA}$ e o da evolução e propriedades de galáxias da base de dados do Sloan Digital Sky Survey.

5.1.1 O tripleto do Cálcio

No estudo do tripleto do cálcio, apresentamos 80 espectros de 78 galáxias, divididas em 43 galáxias Seyfert do tipo 2, 26 Seyfert do tipo 1 e 9 galáxias não-ativas. Classificamos os nossos dados de acordo com a qualidade espectral na região do Ca II, por inspeção visual. Para 72 dessas galáxias, medimos a dispersão de velocidades nuclear σ_* usando dois métodos diferentes: a correlação cruzada e o ajuste direto. Os resultados de ambos os métodos mostram-se em boa concordância ($\sigma = 19 \text{ km/s}$), e, para os espectros de melhor qualidade, essa relação é ainda mais estreita ($\sigma = 9 \text{ km/s}$). Além disso, as nossas medidas de σ_* também concordam com resultados da literatura ($\sigma \sim 21 \text{ km/s}$) para objetos em comum.

Aplicamos a correlação cruzada com a tarefa *fxcor* do IRAF, baseada na tradicional técnica de análise de Fourier. A análise consiste em encontrar a função de correlação cruzada entre o espectro observado da galáxia e o espectro de uma estrela padrão de velocidades. Modela-se então o pico da correlação com uma gaussiana, cuja largura está

correlacionada com σ_* . Encontramos essa relação a partir de uma calibração empírica. A medida de incertezas é dada pela *template mismatch*.

O outro método que utilizamos para medir a dispersão de velocidades é o ajuste direto, que faz uso do nosso código de síntese STARLIGHT. Ele consiste em modelar o espectro galáctico a partir de uma mistura de estrelas, uma distribuição gaussiana de velocidades e um termo de extinção por poeira. Vimos que a escolha de máscaras individuais, baseadas nas particularidades de cada espectro galáctico, são importantes para melhorar a confiabilidade entre diferentes ajustes. A variação em σ_* para duas máscaras individuais diferentes é de 8 km/s; entre uma máscara geral e uma máscara individual, de 17 km/s.

Como estamos interessados em encontrar métodos precisos para medir σ_* , descrevemos aqui o nosso cálculo de incertezas para o método do ajuste direto com um grau de detalhes maior do que o normalmente encontrado na literatura. Em primeiro lugar, concluímos que as incertezas calculadas por *template mismatch* não são uma boa solução para esse caso, tanto por causa da subjetividade implícita na escolha de uma base de estrelas, quanto pelo fato do nosso ajuste já levar em conta todas as estrelas. Ou seja, de qualquer maneira o *template mismatch* já está embutido em nosso método. O nosso cálculo de incertezas baseia-se, então, no reescalonamento do χ^2 em função do parâmetro σ_* . No entanto, percebemos que há várias escolhas arbitrárias nessa análise, como definir qual o real número de parâmetros livres do ajuste. A fim de investigar um pouco mais a fundo este problema, fizemos alguns exercícios matemáticos com ajustes de retas. Concluímos com essas simulações simples que o efeito do reescalonamento do χ^2 e da difícil escolha de certos parâmetros não é significativo para a nossa estimativa de incertezas.

Além da análise nuclear para as 72 galáxias, obtivemos também a curva de crescimento de σ_* , utilizando espectros integrados em aberturas maiores ao longo da fenda. Não observamos nenhuma variação significativa da dispersão de velocidades, exceto talvez para NGC 205, o objeto mais próximo da nossa amostra. Se por um lado isso pode soar desanimador, por outro indica que a nossa definição da abertura nuclear é razoável, pois não afeta nossas medidas de modo significativo, ainda mais considerando o *seeing* das nossas observações.

Selecionamos também uma sub-amostra de 34 objetos com espectros espacialmente resolvidos de qualidades boa a razoável. Analisamos o comportamento espacial de três parâmetros principais: a velocidade média (v_*), a dispersão de velocidades e a largura

equivalente do tripleto do cálcio (W_{CaT}). A partir da variação espacial de v_* , obtivemos limites inferiores para a curva de rotação. Não vemos variações significativas de σ_* , nem o esperado *sigma-drop* nuclear detectado por outros autores em algumas galáxias ativas. Atribuímos isso ao fato de a nossa resolução espacial (algumas centenas de parsecs) não permitir tal grau de detalhes. De qualquer modo, para alguns objetos (como NGC 4593 e NGC 1241), observamos quedas em σ_* fora do núcleo, indicando um anel de formação estelar.

Para W_{CaT} , por outro lado, obtivemos alguns resultados interessantes. Estudos da linha K do cálcio, no óptico, mostram que existe uma diluição da largura dessa linha para Seyfert 1 e galáxias compostas Seyfert 2 + *starburst*, mas não para Seyfert 2. Obtemos quase os mesmos resultados no infravermelho próximo para os diferentes tipos de objetos. Contudo, nas 6 galáxias compostas na amostra não observamos diluição de W_{CaT} . Interpretamos isso como efeito da produção de linhas do Ca II por uma população de super-gigantes vermelhas associadas ao *starburst* visto no óptico. Uma interpretação menos plausível é que o *starburst* é extremamente jovem, o que causaria efeitos de diluição apenas no azul.

5.1.2 SDSS

Para o nosso estudo da base de dados do SDSS, apresentamos um aprimoramento técnico da nossa síntese espectral e também uma análise preliminar com uma amostra de 354992 galáxias. Como vimos no estudo do tripleto do cálcio, máscaras individuais podem melhorar razoavelmente a qualidade dos ajustes. O grande problema para os objetos do SDSS, contudo, não é exatamente eliminar regiões ruidosas, pois essas já são detectadas na redução de dados. Desejamos, na verdade, mascarar linhas de emissão nebulares, tanto para obtermos um melhor modelo para a contribuição estelar, bem como um espectro residual puramente nebuloso, no qual linhas de emissão mais fracas saltam à vista. Diante da impraticabilidade de realizar essa tarefa por inspeção visual, desenvolvemos um programa que detecta e mascara linhas de emissão automaticamente. Apesar do efeito das máscaras ser diluído na estatística com muitas galáxias, para objetos individuais a diferença no ajuste pode ser notável. A função dessa “personalização” é tanto mascarar linhas de emissão fracas quanto incluir no ajuste regiões espectrais importantes, que de outra forma seriam excluídas por máscaras gerais. Além disso, há outras duas vantagens inerentes a esse procedimento: podemos trabalhar com listas de linhas de emissão mais completas, e ele poderá ser usado em trabalhos futuros que dependam

fortemente das máscaras individuais. Sem contar, claro, que o nosso programa é um potencial protótipo para a medida de linhas de emissão fracas no espectro residual.

Mostramos aqui também alguns dos primeiros resultados obtidos com a aplicação do STARLIGHT a uma amostra de 354992 galáxias do SDSS, utilizando uma base de 150 populações estelares simples de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#). Para se ter uma idéia da dimensão dessa análise, precisamos de cerca de 10 anos de CPU para modelar todos os objetos. Alguns dos parâmetros recuperados para cada galáxia são: as frações de massa e de luz de cada componente da base, a massa total em estrelas, parâmetros da cinemática estelar e a extinção por poeira. Outros parâmetros derivados são medidas das linhas de emissão, abundâncias nebulares e classificação de objetos em galáxias normais com formação estelar (NSFG), núcleos ativos (AGN), híbridas e passivas. Por fim, o levantamento fotométrico do SDSS fornece outros parâmetros valiosos, como magnitudes, cores, tamanhos e informação sobre a morfologia das galáxias. A quantidade de informações é tão grande que é até mesmo difícil escolher por onde começar.

Os resultados contidos neste trabalho são preliminares, relativos principalmente à evolução de galáxias. Obtivemos o diagrama de diagnóstico $[O III]/H\beta$ contra $[N II]/H\alpha$ (BPT) para ~ 190 mil galáxias da nossa amostra. Nesse diagrama vemos um desenho que lembra as asas de uma gaivota. A asa esquerda é composta por uma seqüência em metalicidades para galáxias normais com formação estelar. Na asa direita estão as hospedeiras de núcleos ativos, cuja seqüência fica melhor definida quando selecionamos os ~ 25 mil objetos de melhor qualidade. Dividimos o diagrama diagnóstico em 13 caixas, e investigamos as diferenças entre os espectros médios ao longo das asas. Nos espectros residuais médios, podemos observar algumas linhas de emissão fracas, que ficam escondidas pelo ruído em espectros individuais.

Investigamos também a história de formação estelar para AGNs e NSFGs. Obtemos a variação no tempo, para galáxias de diferentes massas, da taxa de formação estelar (SFR), da SFR específica, da fração de massa e da massa estelar contida em cada população. Verificamos que existe um *downsizing* para ambos os tipos de objetos. Isto é, as galáxias menos massivas estão formando estrelas a uma taxa maior do que galáxias mais massivas, e vão levar menos tempo para dobrar sua massa em estrelas. Por fim, vemos o efeito de *downsizing* também no gráfico da idade média ponderada pela luz contra a massa estelar.

5.2 Trabalhos Futuros

A descoberta de uma relação empírica entre a massa do buraco negro central (M_{\bullet}) e σ_{\star} foi o principal norteador do nosso estudo detalhado da região do triplete do cálcio. Por isso a nossa procura por métodos mais precisos para o cálculo da dispersão de velocidades, além do cuidadoso estudo das incertezas. Portanto, um dos próximos passos é calcular M_{\bullet} para os nossos objetos e relacioná-la com outras propriedades. Muito recentemente, questiona-se também se existem buracos negros “intermediários”, isto é, não tão massivos quanto os encontrados usualmente no centro de galáxias. Temos a suspeita que para pelo menos um objeto (NGC 4748) da nossa amostra valha a pena investigar essa possibilidade. Convém lembrar, contudo, que a nossa dispersão instrumental não é muito conveniente para detectar σ_{\star} pequenos.

Outro estudo importante a ser feito com o triplete do cálcio é o cálculo da razão massa/luminosidade (M/L) a partir de σ_{\star} e informações fotométricas. Pode-se, com isso, investigar mais a fundo as populações estelares das galáxias ativas. Esta possibilidade é particularmente interessante para Seyferts de tipo 1, para as quais diagnósticos tradicionais de população estelar são inviáveis.

Para o estudo do SDSS, temos tanto que aprimorar os nossos resultados preliminares quanto investigar outra imensa gama de análises. O programa de detecção de máscaras, por exemplo, pode receber uma lista ainda mais completa de linhas de emissão a serem detectadas, incluindo linhas de recombinação importantes no estudo de abundâncias químicas, como do C e O. Além disso, o programa pode ser aprimorado para ajustar as linhas com mais precisão, calculando outros parâmetros da gaussiana com que tentamos modelar as linhas – no momento, ajustamos apenas a sua amplitude. Além disso, podemos usá-lo na detecção de linhas fracas. Como vimos, espectros médios de galáxias permitem ver certas características espectrais que ficam escondidas pelo ruído em espectros individuais – tanto problemas no ajuste quanto linhas fracas de emissão. Ou seja, podemos usar o programa que mascara linhas com leves modificações (ou talvez até nenhuma) para detectar automaticamente essas linhas fracas em espectros médios.

Estamos também ajustando novos modelos para a nossa amostra de ~ 355 mil objetos, desta vez com uma base de populações estelares simples que exclui as populações de baixíssima metalicidade ($Z = 1/200$ e $1/50 Z_{\odot}$) incluídas na análise apresentada aqui. Essas populações têm efeitos importantes sobre alguns parâmetros, como a M/L , massa e idade média. No entanto, seus espectros nos modelos de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) são

computados de forma relativamente grosseira, devido à inexistência de uma biblioteca completa de espectros estelares com tais metalicidades. Por isso, achamos conveniente investigar o efeito delas nos nossos ajustes. Este mesmo grupo, inclusive, irá liberar em breve novas versões de populações pobres em metal.

Quanto aos resultados preliminares aqui apresentados, há vários detalhes que ainda não incluímos nos nossos cálculos para o diagrama de diagnóstico BPT e história de formação estelar. Precisamos, por exemplo, investigar mais a fundo a completeza da amostra e corrigir a nossa escala de tempo para uma escala de tempo cosmológica. Esperamos, assim, obter SFRs que mostrem com mais detalhes a evolução das galáxias no universo local.

Os passos imediatamente subseqüentes são, portanto, detalhar os nossos estudos do SDSS com mais rigor. Além disso, como já mencionamos, há muitos outros produtos da síntese que podemos investigar, e seria impossível listar aqui todas essas ramificações. Depois de investir tanto tempo no desenvolvimento e aprimoramento do método e a sua aplicação a tantas galáxias, é chegada a hora de colher frutos deste esforço, utilizando os nossos resultados para abordar uma série de questões referentes à física de galáxias.

Apêndice A

Anexo 1

O artigo em anexo é [Garcia-Rissmann et al. \(2005\)](#), também disponível nos endereços:

- <http://www.blackwell-synergy.com/doi/abs/10.1111/j.1365-2966.2005.08957.x> – artigo completo, disponível apenas instituições associadas e assinantes.
- <http://lanl.arxiv.org/abs/astro-ph/0502478> – versão *preprint*.

Referências Bibliográficas

- Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., Anderson, K. S. J., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A. et al. 2005, AJ, 129, 1755
- . 2004, AJ, 128, 502
- Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A., Baldry, I. K. et al. 2003, AJ, 126, 2081
- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., Anderson, K. S. J., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A., Baldry, I. K. et al. 2005, ApJS submitted
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
- Barth, A. J., Ho, L. C., & Sargent, W. L. W. 2002, AJ, 124, 2607
- Benjamin, R. A., Skillman, E. D., & Smits, D. P. 1999, ApJ, 514, 307
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, MNRAS, 344, 1000
- Cenarro, A. J., Cardiel, N., Gorgas, J., Peletier, R. F., Vazdekis, A., & Prada, F. 2001, MNRAS, 326, 959
- Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763
- Cid Fernandes, R., Gu, Q., Melnick, J., Terlevich, E., Terlevich, R., Kunth, D., Rodrigues Lacerda, R., & Joguet, B. 2004, MNRAS, 355, 273
- Cid Fernandes, R., Heckman, T., Schmitt, H., Delgado, R. M. G., & Storchi-Bergmann, T. 2001, ApJ, 558, 81
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, MNRAS, 358, 363
- Cid Fernandes, R. J., Storchi-Bergmann, T., & Schmitt, H. R. 1998, MNRAS, 297, 579
- Cid Fernandes, R. J. & Terlevich, R. 1995, MNRAS, 272, 423
- Diaz, A. I., Terlevich, E., & Terlevich, R. 1989, MNRAS, 239, 325

- Emsellem, E., Greusard, D., Combes, F., Friedli, D., Leon, S., Pécontal, E., & Wozniak, H. 2001, *A&A*, 368, 52
- Ferrarese, L. & Merritt, D. 2000, *ApJ*, 539, L9
- García-Lorenzo, B., Mediavilla, E., & Arribas, S. 1999, *ApJ*, 518, 190
- García-Rissmann, A., Vega, L. R., Asari, N. V., Fernandes, R. C., Schmitt, H., González Delgado, R. M., & Storchi-Bergmann, T. 2005, *MNRAS*, 359, 765
- Gebhardt, K., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., Faber, S. M., Filippenko, A. V., Green, R., Grillmair, C. et al. 2000, *ApJ*, 539, L13
- Gomes, J. M. 2005, Dissertação de mestrado, Universidade Federal de Santa Catarina
- Gonzalez-Delgado, R. M., Perez, E., Diaz, A. I., Garcia-Vargas, M. L., Terlevich, E., & Vilchez, J. M. 1995, *ApJ*, 439, 604
- Greene, J. E. & Ho, L. C. 2005, *ApJ*, 627, 721
- Heavens, A., Panter, B., Jimenez, R., & Dunlop, J. 2004, *Nature*, 428, 625
- Isobe, T., Feigelson, E. D., Akritas, M. G., & Babu, G. J. 1990, *ApJ*, 364, 104
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Ridgway, S. E., Brinkmann, J. et al. 2003a, *MNRAS*, 346, 1055
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., Charlot, S., Tremonti, C., Brinchmann, J., Bruzual, G., Peng, E. W. et al. 2003b, *MNRAS*, 341, 33
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., Charlot, S., Tremonti, C., Peng, E. W., Seibert, M., Brinkmann, J. et al. 2003c, *MNRAS*, 341, 54
- Le Borgne, J.-F., Bruzual, G., Pelló, R., Lançon, A., Rocca-Volmerange, B., Sanahuja, B., Schaerer, D., Soubiran, C. et al. 2003, *A&A*, 402, 433
- MacKay, D. J. C. 2003, *Information Theory, Inference, and Learning Algorithms* (Cambridge University Press), available from <http://www.inference.phy.cam.ac.uk/mackay/itila/>
- Márquez, I., Masegosa, J., Durret, F., González Delgado, R. M., Moles, M., Maza, J., Pérez, E., & Roth, M. 2003, *A&A*, 409, 459
- Mateus, A., Sodr e, L., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2006, *MNRAS* submitted
- Nelson, C. H., Green, R. F., Bower, G., Gebhardt, K., & Weistrop, D. 2004, *ApJ*, 615, 652
- Nelson, C. H. & Whittle, M. 1995, *ApJS*, 99, 67

—. 1996, *ApJ*, 465, 96

Oliva, E., Origlia, L., Kotilainen, J. K., & Moorwood, A. F. M. 1995, *A&A*, 301, 55

Oliva, E., Origlia, L., Maiolino, R., & Moorwood, A. F. M. 1999, *A&A*, 350, 9

Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* (*Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Ferland. Sausalito, CA: University Science Books, 2006)

Panter, B., Heavens, A. F., & Jimenez, R. 2003, *MNRAS*, 343, 1145

Pastoriza, M. G., Dottori, H. A., Terlevich, E., Terlevich, R., & Diaz, A. I. 1993, *MNRAS*, 260, 177

Plait, P. & Bohlin, R. 1997, in *The 1997 HST Calibration Workshop with a new generation of instruments* /edited by Stefano Casertano, Robert Jedrzejewski, Charles D. Keyes, and Mark Stevens. Baltimore, MD : Space Telescope Science Institute (1997) QB 500.268 C35 1997, p. 150., 150–+

Press, W. H., Flannery, B. P., Teukolsky, S. A., & Vetterling, W. T. 1986, *Numerical Recipes: The Art of Scientific Computing*, 1st edn. (Cambridge (UK) and New York: Cambridge University Press)

Shimasaku, K., Fukugita, M., Doi, M., Hamabe, M., Ichikawa, T., Okamura, S., Sekiguchi, M., Yasuda, N. et al. 2001, *AJ*, 122, 1238

Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodr , L., & Asari, N. V. 2006, *MNRAS*-submitted

Stasińska, G., Mateus, A., Sodr , L., & Szczerba, R. 2004, *A&A*, 420, 475

Storchi-Bergmann, T., Fernandes, R. C., & Schmitt, H. R. 1998, *ApJ*, 501, 94

Stoughton, C., Lupton, R. H., Bernardi, M., Blanton, M. R., Burles, S., Castander, F. J., Connolly, A. J., Eisenstein, D. J. et al. 2002, *AJ*, 123, 485

Strateva, I., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., Narayanan, V. K., Strauss, M. A., Gunn, J. E., Lupton, R. H., Schlegel, D. et al. 2001, *AJ*, 122, 1861

Terlevich, E., Diaz, A. I., & Terlevich, R. 1990, *MNRAS*, 242, 271

Tonry, J. & Davis, M. 1979, *AJ*, 84, 1511

Tremaine, S., Gebhardt, K., Bender, R., Bower, G., Dressler, A., Faber, S. M., Filippenko, A. V., Green, R. et al. 2002, *ApJ*, 574, 740

Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Seibert, M., Peng, E. W. et al. 2004, *ApJ*, 613, 898

van Hoof, P. 1999, *Atomic Line List v2.04*, <http://www.pa.uky.edu/~peter/atomic/>

Vega, L. R. 2004, Dissertação de mestrado, Universidade Federal de Santa Catarina

Whitmore, B. C., McElroy, D. B., & Tonry, J. L. 1985, *ApJS*, 59, 1

Whittle, M. 1992, *ApJ*, 387, 121

York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A., Bakken, J. A., Barkhouser, R. et al. 2000, *AJ*, 120, 1579

Zhang, Y., Liu, X.-W., Luo, S.-G., Péquignot, D., & Barlow, M. J. 2005, *A&A*, 442, 249