

Thomas Zerrenner Flório

**ANÁLISE DE LINHAS DE EMISSÃO EM GALÁXIAS:
O GÁS DIFUSO IONIZADO NAS GALÁXIAS DO
MANGA**

Dissertação submetida ao Programa
de Pós-Graduação em Física da Uni-
versidade Federal de Santa Catarina
para a obtenção do Grau de Mestre.
Orientadora: Prof. Dra. Natalia Vale
Asari

Florianópolis

2018

Ficha de identificação da obra elaborada pelo autor,
através do Programa de Geração Automática da Biblioteca Universitária da UFSC.

Flórido, Thomas

Análise de linhas de emissão em galáxias : O gás difuso ionizado nas galáxias do MaNGA / Thomas Flórido ; orientadora, Natalia Vale Asari, 2018. 122 p.

Tese (doutorado) - Universidade Federal de Santa Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas, Programa de Pós-Graduação em Física, Florianópolis, 2018.

Inclui referências.

1. Física. 2. Linhas de emissão. 3. Gás difuso ionizado. 4. DOBBY. 5. MaNGA. I. Vale Asari, Natalia . II. Universidade Federal de Santa Catarina. Programa de Pós-Graduação em Física. III. Título.

Thomas Zerrenner Flório

**ANÁLISE DE LINHAS DE EMISSÃO EM GALÁXIAS: O
GÁS DIFUSO IONIZADO NAS GALÁXIAS DO MANGA**

Esta Dissertação foi julgada aprovada para a obtenção do Título de “Mestre”, e aprovada em sua forma final pelo Programa de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina.

Florianópolis, 12 de Setembro 2018.

Prof. Dr. Ivan Helmuth Bechtold
Coordenador
Universidade Federal de Santa Catarina

Banca Examinadora:

Prof. Dra. Natalia Vale Asari
Orientadora

Prof. Dr. Rogemar André Riffel
Universidade Federal de Santa Maria

Prof. Dr. Abílio Mateus Junior
Universidade Federal de Santa Catarina

Este trabalho é dedicado aos meus colegas de laboratório e à minha querida família.

AGRADECIMENTOS

Agradeço à minha mãe Regina Helena Zerrenner Flório, por todo o suporte dado ao longo de toda a vida, não sendo diferente durante o processo de mestrado, além de todo apoio e incentivo que são até hoje fundamentais para a minha evolução.

À minha irmã Thaís que quando não pude estar presente segurou as pontas, e encontrou forças para fornecer toda a assistência de que a família precisava. Além de sua paciência e compreensão pela minha ausência, falta de atenção e carinho com minha irmã caçula.

À minha namorada Ana Paula que me serve de inspiração como pessoa dedicada e esforçada que corre atrás dos seus objetivos. Além de vir me visitar algumas vezes durante o processo do mestrado, sempre me contagiando com a sua alegria.

A todos os professores que tive, mas um cumprimento especial para o professor Rabelo, que me ensinou Física na 2^a série do ensino médio, e me fez tomar gosto pela física.

Aos meus amigos, Leonardo, Rafael, Ricardo e Luiza, alguns que a vida distancia mas continuam queridos. Ao Pedro pelas 224 partidas de winning eleven no PS2 que sempre foram uma forma de diversão.

A todos os colegas do Grupo de Astrofísica da UFSC que me acolheram super bem e fizeram-me sentir em casa por aqui.

À UFSC e ao Departamento de Física como um geral, por fornecer a estrutura para o desenvolvimento do projeto.

Ao colega André Luiz de Amorin que me deu dicas excelentes quanto à programação e me ajudou no desenvolvimento do DOBBY, inclusive dando a ideia do nome.

À minha orientadora Natalia Vale Asari, sempre muito gentil e paciente que me ajudou muito ao longo do processo da dissertação, principalmente com minha dificuldade de escrita.

E se fosse pra ter medo
Dessa estrada
Eu não taria há tanto tempo
Nessa caminhada

(Criolo, 2012)

RESUMO

Neste trabalho apresentamos o DOBBY, um novo código para medir linhas de emissão. Este programa tem código aberto e pode ser facilmente aplicado a dados de espectroscopia de campo integral.

O DOBBY foi testado usando espectros de galáxias do Sloan Digital Sky Survey que originalmente não tinham linhas de emissão, e aos quais adicionamos linhas gaussianas teoricamente calculadas. Essa simulação nos ajudaram a avaliar a confiabilidade das medidas de linhas de emissão. Executamos nossos testes para alguns valores de largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$); todas as outras luminosidades de linhas dependem da luminosidade de entrada de $H\alpha$. Destes testes, concluímos que as linhas mais fracas ($[O\ III]\lambda 5007$ e $H\beta$) não são bem recuperadas quando $W_{H\alpha} < 3\ \text{\AA}$, enquanto linhas mais fortes ($H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$) são razoavelmente bem medidas mesmo para $W_{H\alpha} = 1\ \text{\AA}$.

Uma vez que o nosso código foi devidamente testado, nós o aplicamos a dados reais: nossa amostra contém mais de 2600 cubos de dados ($> 700\ 000$ spaxeis) de galáxias próximas ($z \sim 0,3$) do Data Release 14 (DR14) do levantamento Mapping Nearby Galaxies at the Apache point observatory (MaNGA). Classificamos cada spaxel usando o critério de $W_{H\alpha}$ de Lacerda et al., originalmente baseado em dados do Calar Alto Legacy Integral Field spectroscopy Area survey. Supõe-se que spaxeis com alta $W_{H\alpha}$ hospedam um complexo de formação estelar (SFc). Aqueles com baixa $W_{H\alpha}$ são compatíveis com gás ionizado difuso (DIG) cujas fontes de ionização são estrelas quentes evoluídas de baixa massa (hDIG). Spaxeis com $W_{H\alpha}$ de valor intermediário são considerados uma mistura desses dois casos extremos (mDIG). Verificamos que essa classificação pode também ser aplicada ao MaNGA: galáxias com baixos índices de concentração (principalmente galáxias do tipo tardio) têm muitos spaxeis SFc, enquanto galáxias com altos índices de concentração (galáxias de tipo inicial) têm predominantemente spaxeis hDIG e mDIG.

Finalmente, investigamos a relação entre massa estelar, metalicidade nebular e taxa de formação estelar ($M-Z-SFR$) nas galáxias do MaNGA. Encontramos que o DIG tem um efeito pequeno, mas sistemático, na metalicidade nebular. Nos nossos testes preliminares, ao remover a contribuição dos spaxeis DIG para o espectro total das galáxias, a dependência secundária de $M-Z$ com a SFR tende a ficar mais fraca. Este resultado pode afetar modelos de evolução de galáxias baseados

na relação empírica $M-Z$ -SFR.

Palavras-chave: linhas de emissão, DOBBY, espectroscopia de campo integral, MaNGA DR14, metalicidade nebular, gás ionizado difuso, taxa de formação estelar

ABSTRACT

In this work we present DOBBY, a new code to measure emission lines. This code is open source and can be easily applied to integral field spectroscopy datacubes.

DOBBY has been tested using galaxy spectra from the Sloan Digital Sky Survey that originally had no emission lines, and to which we have added theoretically calculated gaussian lines. Those simulations have helped us gauge the reliability of measurements of emission line luminosities. We have run our tests for a few values of the equivalent width of $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$); all other emission line luminosities depend on the input $H\alpha$ luminosity. From these tests we conclude that the weakest lines ($[O\ III]\lambda 5007$ and $H\beta$) are not well recovered for $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$, whereas stronger lines ($H\alpha$ and $[N\ II]\lambda 6584$) are reasonably well measured even for $W_{H\alpha} = 1 \text{ \AA}$.

Once our code was properly tested, we applied it to real data: our sample contained over 2600 datacubes ($> 700\,000$ spaxels) of nearby ($z \sim 0.3$) galaxies from the Data Release 14 (DR14) of the Mapping Nearby Galaxies at the Apache point observatory (MaNGA) survey. We have then classified each spaxel using the Lacerda et al. $W_{H\alpha}$ criteria, originally based on the Calar Alto Legacy Integral Field spectroscopy Area survey. Spaxels with high $W_{H\alpha}$ are thought to host a star-formation complex (SFc). Those with low $W_{H\alpha}$ are compatible with diffuse ionized gas (DIG) whose ionization sources are hot low-mass evolved stars (hDIG). Intermediate-valued $W_{H\alpha}$ are thought to be a mix of those extreme cases (mDIG). We have verified that this classification can also be applied to MaNGA: galaxies with low concentration indices (mostly late type galaxies) have many SFc spaxels, whereas galaxies with high concentration indices (early type galaxies) have predominantly hDIG and mDIG spaxels.

Finally, we investigate the relationship between stellar mass, nebular metallicity and star formation rate (M - Z -SFR) in MaNGA galaxies. We find that the DIG has a small but systematic effect on the nebular metallicity. In our preliminary tests, after removing the DIG spaxels contribution to the total galaxy spectra, the M - Z secondary dependency on SFR seems much less pronounced. This result may affect galaxy evolution models based on the empirical M - Z -SFR relation.

Keywords: emission lines, DOBBY, integral field spectroscopy, MaNGA DR14, nebular metallicity, diffuse ionized gas, star formation rate

LISTA DE FIGURAS

Figura 1	Linhas de emissão da série de Balmer.	26
Figura 2	Exemplo de diagramas BPT e WHAN	28
Figura 3	Exemplo de espectro do MaNGA.....	32
Figura 4	Relação $M-Z$ -SFR.	33
Figura 5	Representação da emissão e observação da linha de emissão	37
Figura 6	Espectros observados sem linhas de emissão fortes.....	42
Figura 7	Espectros com linhas de emissão simuladas.....	43
Figura 8	Espectros com linhas de emissão simuladas (2).....	44
Figura 9	Espectros com linhas de emissão simuladas (3).....	45
Figura 10	Espectros com linhas de emissão simuladas (4).....	46
Figura 11	Espectros com linhas de emissão simuladas (5).....	47
Figura 12	Espectros com linhas de emissão simuladas (6).....	48
Figura 13	Espectros com linhas de emissão simuladas (7).....	49
Figura 14	Espectros com linhas de emissão simuladas (8).....	50
Figura 15	Espectros com linhas de emissão simuladas (9).....	51
Figura 16	Painéis com espectros e seus respectivos ajustes estelar e das linhas de emissão.	53
Figura 17	Desvio percentual do fluxo medido em função da largura equivalente de $H\alpha$	57
Figura 18	Desvio percentual do fluxo medido em função do S/N no contínuo.....	58
Figura 19	Desvio percentual do fluxo medido em função da dispersão de velocidades.....	59
Figura 20	Desvio percentual do fluxo medido em função de $H\alpha/H\beta$. 60	
Figura 21	Desvio percentual de $H\alpha/H\beta$ medido em função de $H\alpha/H\beta$ simulado.	61
Figura 22	Diagrama esquemático de um cubo de dados.....	64
Figura 23	Diagrama esquemático de um IFU de fibras.....	65
Figura 24	Foto de um pacote contendo 127 fibras do MaNGA....	66
Figura 25	Nebulosa de Órion.....	69
Figura 26	Esquema ao observar regiões DIG.....	70
Figura 27	Relação de $W_{H\alpha}$ com idade.....	71
Figura 28	Grade de galáxias do MaNGA.	73

Figura 29	Espectros de galáxias do MaNGA.....	75
Figura 30	BPT de galáxias do MaNGA.....	77
Figura 31	Histogramas de $\log(W_{H\alpha})$	79
Figura 32	Diagramas WHAN e BPT	83
Figura 33	Metalicidade por massa e taxa de formação estelar.....	85
Figura 34	Comparação de diagramas BPT de fits do DOBBY com e sem vínculos	116
Figura 35	Comparação de $[N II]/H\alpha$ por $W_{H\alpha}$ de fits do DOBBY com e sem vínculos.....	116
Figura 36	Comparação de $[O III]/H\beta$ por $W_{H\alpha}$ de fits do DOBBY com e sem vínculos.....	117
Figura 37	Comparação de $H\alpha/H\beta$ por $W_{H\alpha}$ de fits do DOBBY com e sem vínculos	117
Figura 38	Comparação da medida de $\log W_{H\alpha}$ para as diferentes configurações de vínculos.....	118
Figura 39	Comparação de $\delta[F(H\alpha)]$ para as diferentes configurações de vínculos.....	118
Figura 40	Comparação de $\delta[F([NII])]$ para as diferentes configurações de vínculos.....	119
Figura 41	Comparação de $\delta[F(H\beta)]$ para as diferentes configurações de vínculos.....	119
Figura 42	Comparação de $\delta[F([OIII])]$ para as diferentes configurações de vínculos.....	120
Figura 43	Comparação de $\Delta \log W_{H\beta}$ por $\Delta \log W_{H\alpha}^{k1b1}$ para as diferentes configurações de vínculos.....	120
Figura 44	Comparação de $\Delta \log [NII]/H\alpha$ por $\Delta \log W_{H\alpha}^{k1b1}$ para as diferentes configurações de vínculos.....	121
Figura 45	Comparação de $\Delta \log [OIII]/H\beta$ por $\Delta \log W_{H\alpha}^{k1b1}$ para as diferentes configurações de vínculos.....	121
Figura 46	Comparação de $\Delta \log H\alpha/H\beta$ por $\Delta \log W_{H\alpha}^{k1b1}$ para as diferentes configurações de vínculos.....	122

LISTA DE TABELAS

Tabela 1	Linhas da série de Balmer no visível.....	25
Tabela 2	Tabela com as informações das janelas das linhas de emissão.....	39
Tabela 3	Espectros observados com o SDSS (no formato prato.MJD.fibra) e suas respectivas razões sinal/ruído.....	40
Tabela 4	Parâmetros utilizados para gerar as linhas de emissão..	41

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

SFR	Star Formation Rate
SF	Star Formation
AGN	Active Galactic Nuclei
SSP	Simple Stellar Population
IFU	Integral Field Unit
MGS	Main Galaxy Sample
ESO	European Southern Observatory
SDSS	Sloan Digital Sky Survey
DIG	Difuse and Ionized Gas
HOLMES	HOT Low-Mass Evolved Stars
HLR	Half Light Radius
CI	Concentration Index

LISTA DE SÍMBOLOS

\AA	Angstrom
E	Energia
h	Constante de Planck
ν	Frequência
c	Velocidade da Luz
λ	Comprimento de onda
M	Massa
Z	Metalicidade
σ_{obs}	Dispersão de velocidades observada
σ	Dispersão de velocidades intrínseca do objeto
σ_{inst}	Dispersão de velocidades instrumental
$W_{H\alpha}$	Largura Equivalente de $H\alpha$
F_m	Fluxo medido
F_a	Fluxo adicionado
S/N	Sinal/Ruído

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	25
1.1	FORMAÇÃO DE LINHAS ESPECTRAIS	25
1.2	POR QUE LINHAS DE EMISSÃO SÃO IMPORTANTES	26
1.2.1	A fonte de ionização	27
1.2.2	A taxa de formação estelar	29
1.3	O PAPEL DO GÁS DIFUSO IONIZADO	29
1.4	MANGA	30
1.5	A RELAÇÃO MASSA–METALICIDADE–FORMAÇÃO ESTELAR	31
1.6	OBJETIVOS E ORGANIZAÇÃO	33
2	O CÓDIGO DE MEDIDA DE LINHAS DE EMISSÃO	35
2.1	O QUE É O DOBBY	35
2.1.1	O modelo gaussiano	35
2.1.2	Vínculos entre linhas de emissão	36
2.2	TESTES COM ESPECTROS SIMULADOS	39
2.2.1	Descrição do conjunto de espectros simulados	39
2.2.2	Resultados dos testes com espectros simulados	52
2.3	DISCUSSÃO	55
3	O GÁS DIFUSO DO MANGA	63
3.1	O LEVANTAMENTO DE DADOS MANGA	63
3.1.1	Instrumentação do MaNGA	63
3.1.2	Seleção da amostra do MaNGA	65
3.2	INVESTIGANDO O GÁS IONIZADO NO MANGA COM O DOBBY	67
3.3	CLASSIFICANDO AS REGIÕES DE UMA GALÁXIA ..	68
3.4	CLASSIFICAÇÃO DE REGIÕES DE GALÁXIAS DO MANGA	72
3.4.1	Mapas de brilho superficial e largura equivalente ..	72
3.4.2	Espectros	74
3.4.3	Diagramas de razões de linhas	76
3.4.4	Classificação de regiões de 2602 galáxias do MaNGA	78
3.5	A RELAÇÃO MASSA–METALICIDADE–FORMAÇÃO ESTELAR NO MANGA	81
4	CONCLUSÃO	87
	REFERÊNCIAS	91
	APÊNDICE A – Código do Dobby	97

APÊNDICE B – Comparação de vínculos ligados e desligados	115
---	------------

1 INTRODUÇÃO

Muito em breve, a astrofísica será inundada por dados espectrais de galáxias distantes, com o lançamento por exemplo do James Webb Space Telescope. As assinaturas espectrais mais fortes de galáxias a altos redshifts são linhas de emissão, visto que o contínuo estelar necessita de muito mais tempo de integração. É, portanto, salutar realizar estudos a fim de entender melhor processos astrofísicos que geram linhas de emissão.

Essa dissertação tem o objetivo de desenvolver um código robusto para medida de linhas de emissão em galáxias locais, e aplicá-lo para o entendimento de relações empíricas a novos conjuntos de dados extragalácticos.

1.1 FORMAÇÃO DE LINHAS ESPECTRAIS

As linhas de emissão são um aumento no fluxo em um determinado comprimento de onda, como podemos ver no painel inferior da Figura 1. Elas também podem ser vistas como uma linha brilhante em uma determinada frequência, como visto na parte superior da mesma figura (sendo representadas por diferentes cores).

Tabela 1 – Linhas da série de Balmer no visível

Linha de Balmer	Transição	Comprimento de onda no ar [Å]
$H\alpha$	$3 \rightarrow 2$	6562.85
$H\beta$	$4 \rightarrow 2$	4861.28
$H\gamma$	$5 \rightarrow 2$	4340.46
$H\delta$	$6 \rightarrow 2$	4101.74

O processo físico que causa esse aumento no fluxo em um determinado comprimento de onda (linha de emissão) é sobreposição de diversos fótons de luz emitidos quando elétrons excitados vão para um nível mais baixo de energia em um conjunto de íons ou átomos de mesmo tipo.

A razão pela qual as linhas aparecem em um determinado comprimento de onda deve-se aos estados de energia, que são fixos para cada íon ou átomo. Portanto, para uma determinada transição entre estados haverá uma determinada diferença de energia. Pela relação de Planck–Einstein (equação 1.1) essa diferença de energia reflete-se em

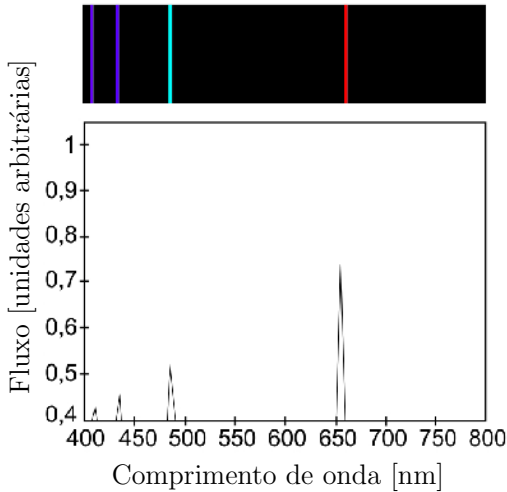


Figura 1 – Algumas linhas de emissão da série de Balmer na parte do espectro visível. As linhas, da direita para a esquerda, são $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$. Cada linha tem um comprimento de onda específico, que estão listados na Tabela 1. Fonte: http://www.if.ufrgs.br/fis02001/aulas/aula_espec.htm.

uma frequência ou comprimento de onda específicos:

$$E = h\nu = \frac{hc}{\lambda}. \quad (1.1)$$

1.2 POR QUE LINHAS DE EMISSÃO SÃO IMPORTANTES

Nosso grupo trabalha com o estudo de galáxias (que não a Via Láctea), ganhando assim a alcunha de extragalático. O estudo extragalático compreende muitas áreas, e uma das formas de obtermos informações físicas a respeito de galáxias é através das linhas de emissão.

As linhas de emissão de uma galáxia podem nos revelar informações como:

- Abundâncias químicas do gás;
- Fonte de ionização do gás;
- Taxa de formação estelar (Star Formation Rate, SFR daqui em diante).

Detalho a seguir como inferimos essas propriedades físicas a partir de linhas de emissão.

1.2.1 A fonte de ionização

Galáxias com formação estelar (star formation, SF) podem ser diferenciadas daquelas que contêm um núcleo ativo (Active Galactic Nuclei, AGN) por meio de diagramas de razões de linhas de emissão. Diagramas frequentemente utilizados foram os que Baldwin, Phillips e Terlevich (1981) desenvolveram, os chamados diagramas BPT. Durante esse texto, sempre que for mencionado o diagrama BPT nos referimos ao diagrama das razões de linhas $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ e $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$, talvez o mais famoso deles. As linhas espectrais em galáxias SF são dominadas por emissão das regiões H II (zonas de formação estelar), que são ionizadas por estrelas massivas, enquanto os AGNs são ionizados por campos de radiação mais dura do disco de acréscimo central. Como explicam Stasińska et al. (2006), isso resulta em diferentes valores para razões entre linhas colisionais e de recombinação.

Há trabalhos na literatura que delimitam a região do BPT habitada por galáxias SF com linhas empíricas (Kauffmann et al., 2003b, K03) e fronteiras que derivam de modelos teóricos (Kewley et al., 2001; Stasińska et al., 2006, aqui K01 e S06 respectivamente). No painel esquerdo da Figura 2 mostramos um exemplo de um diagrama BPT, com as linhas S06, K03 e K03 que delimitam regiões no gráfico que remetem a diferentes fontes de ionização. Existem classificações mais complexas e que podem envolver outras linhas que façam a essa divisão de classificação, como por exemplo a linha de Kewley et al. (2006), que separa em classificações de tipo Seyfert e tipo LINER.

Existe também o diagrama WHAN proposto por Cid Fernandes et al. (2010), onde ao invés de se usar a razão de $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ utiliza-se a largura equivalente de $\text{H}\alpha$. Assim como o diagrama BPT, o WHAN também pode ser utilizado para diferenciar os tipos de ionização. Um exemplo de diagrama WHAN na direita da Figura 2.

AGNs em geral são separados em dois grandes grupos: Seyfert e LINERs. Galáxias Seyfert possuem um AGN muito luminoso. Es-

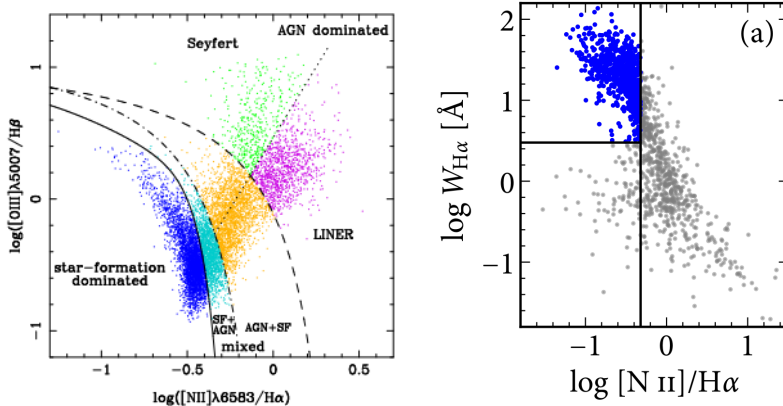


Figura 2 – À esquerda temos um exemplo de BPT com as linhas S06, K03 e K01 (curvas da esquerda para a direita) que separam regiões no gráfico que remetem a diferentes fontes de ionização. Os pontos estão coloridos para dar maior destaque nas demarcações. Esse painel esquerdo é figura 5 do artigo de Bamford et al. (2008). À direita, um exemplo de diagrama WHAN, que também pode ser utilizado para caracterizar fontes de ionização. A linha vertical separa galáxias SF de AGN, e o limite horizontal demarca espectros dominados por ionização por HOLMES (para larguras equivalentes $< 3 \text{ \AA}$). O painel esquerdo faz parte dessa dissertação e será detalhado na Capítulo 3.

pectralmente podem-se observar algumas características desses núcleos, como linhas de emissão provenientes de um gás de alta ionização e um alargamento nas linhas. O alargamento das linhas deve-se ao efeito Doppler devido à alta dispersão de velocidades do gás que dá origem às linhas observadas. Por A tradução literal de LINER seria regiões de emissão nuclear de baixa ionização, o que significaria que são núcleos galácticos, mas que, ao contrário das Seyfert, possuem baixa ionização.

Contudo essas generalizações podem ser complicadas, como por exemplo apontado no trabalho de Stasińska et al. (2008), onde a ionização das LINERs podem ser confundidas com a ionização através de estrelas quentes evoluídas de baixa massa (HOLMES).

Ao longo da dissertação, será mostrado como as linhas de emissão podem nos fornecer informações acerca das fontes de ionização em regiões de galáxias.

1.2.2 A taxa de formação estelar

O método mais amplamente utilizado para medir a taxa de formação estelar atual (nos últimos milhões de anos) é por meio da luminosidade aparente de $H\alpha$. Para uma SFR que podemos considerar constante na escala de tempo da ordem do tempo de vida de estrelas ionizantes massivas (da ordem de 10 Myr), a taxa de fótons ionizantes de hidrogênio converge para:

$$Q_H = \text{SFR } \mathcal{N}_H(\text{IMF}, Z_\star), \quad (1.2)$$

onde \mathcal{N}_H é o número de fótons com $h\nu \geq 13,6 \text{ eV}$ que são produzidos ao longo da vida de uma população estelar simples (SSP daqui em diante) de uma massa solar, IMF é a função de massa inicial e Z_\star é a metalicidade.

Segundo Osterbrock e Ferland (2006) um em cada 2,026 fótons ionizantes resulta em uma emissão de fóton $H\alpha$, quase independentemente das condições da nebulosa. Isso assume recombinação do caso B, que efetivamente faz a hipótese que nenhum fóton ionizante escapa da região H II ou é absorvido pela poeira.

Como feito por Lacerda (2018) (Apêndice B.2), chegamos ao seguinte resultado particular, que, como o mesmo menciona, é um valor bem próximo do encontrado por Kennicutt Jr. (1998):

$$\text{SFR}_{H\alpha} = \frac{2,026 L_{H\alpha}}{\mathcal{N}_H h \nu_{H\alpha}} = 8,1 \times 10^{-42} L_{H\alpha} [\text{ergs s}^{-1}]. \quad (1.3)$$

Assim como Asari et al. (2007) salienta, o resultado obtido possui uma alta dependência com a IMF e o limite superior da massa estelar. Além disso considera-se que a formação estelar é contínua e não deve-se aplicar essa fórmula a uma galáxia que contém um AGN. Portanto, dadas essas dependências e restrições deve-se tomar um certo cuidado ao usar essa conversão de $H\alpha$ em SFR.

1.3 O PAPEL DO GÁS DIFUSO IONIZADO

As explicações acima exemplificaram diversas informações astrofísicas que podem ser obtidas através de linhas de emissão em galáxias. É importante porém ressaltar que uma galáxia é mais complexa do que as generalizações feitas anteriormente. Galáxias são uma mistura de gás, poeira, estrelas, planetas e demais objetos, além de matéria escura. Parte do gás das galáxias pode ser observado em nebulosas ionizadas.

As nebulosas ionizadas podem ser divididas em regiões H II, mais densas, e no meio interestelar difuso ionizado, conhecido como DIG (Difuse Ionized Gas).

Regiões H II são assim nomeadas devido à sua grande quantidade de hidrogênio atômico ionizado. Observar regiões H II acaba sendo sinônimo de regiões onde a formação estelar está acontecendo, nas quais o hidrogênio é ionizado pelos fótons provenientes de estrelas jovens e quentes (azuis). Essas estrelas recém-formadas emitem fótons bem energéticos que ionizam o gás das suas nuvens natais.

O DIG, gás ionizado difuso, como o nome sugere, é o gás que está espalhado por todas as direções. Essa ionização pode ser observada em bem menor intensidade que as de regiões H II, uma vez que não há fontes de ionização tão energéticas em suas proximidades.

A pergunta que fica é: como podemos estudar essas regiões separadamente em cada galáxia? E a resposta é utilizando de IFUs (Integral Field Units), como os dos projetos do Calar Alto Legacy Integral Field Unit (Sánchez et al., 2012, 2016, CALIFA) e Mapping Nearby Galaxies at Apache point observatory (Mármol-Queraltó et al., 2011; Bundy et al., 2015, MaNGA). Os IFUs nos ajudam muito na nossa tarefa, pois nos fornecem informações espectrais espacialmente resolvidas. Ou seja, além da informação espectral, temos também uma informação espacial.

Para essa dissertação, usaremos a distinção entre DIG e regiões H II do trabalho de Lacerda et al. (2018). Contudo, para realizarmos o estudo de linhas, precisávamos de um código robusto e automatizado para fazer os ajustes das linhas. Tem-se a intenção também de fornecer algumas informações físicas para esse código. Na literatura, há vários programas destinados à medição de linhas, mas não necessariamente com os vínculos físicos que gostaríamos de usar. Em vista disso, percebeu-se a necessidade de desenvolver um código próprio para a medida automatizada das linhas de emissão. Após o desenvolvimento do código, aplicaremos aos dados do levantamento MaNGA.

1.4 MANGA

É válido comentar brevemente sobre o projeto do MaNGA. No Capítulo 3, onde apresento o estudo com os dados do MaNGA, entro em mais detalhes sobre as características desse levantamento de dados.

MaNGA é o acrônimo de Mapping Nearby Galaxies at Apache point observatory, que na tradução para o português seria Mapeando Galáxias Próximas no observatório pico Apache. Pelo nome já é

possível entender um dos propósitos do projeto que é de mapear o universo local de galáxias. O MaNGA é um projeto da quarta geração do Sloan Digital Sky Survey (SDSS-IV), e está fazendo um levantamento de aproximadamente 10000 galáxias, que possuem um desvio para o vermelho (redshift) no intervalo de 0,03 a 0,15. O projeto começou em 2015 e tem previsão para durar 6 anos. Contudo, durante o processo são liberados parte dos dados já observados e será com esse primeiro grupo de dados (que foram distribuídos no data release 14 do SDSS) que trabalharemos a seguir. Esses dados são entregues na forma de cubo de dados: para cada posição x, y em uma galáxia, temos também um espectro $F(\lambda)$.

O interessante no levantamento de dados do MaNGA é a quantidade de cubos de dados disponível. Com esses cubos, podemos estudar o comportamento espectral e portanto das linhas de emissão de forma separada para diferentes regiões dentro de cada galáxia. O estudo em diferentes regiões dependerá da resolução espacial dos dados. Nesse caso, a resolução está relacionado com o tamanho das fibras do IFU que impactará no tamanho do seu pixel espacial. Na Figura 3 mostra-se um espectro do MaNGA como exemplo.

1.5 A RELAÇÃO MASSA–METALICIDADE–FORMAÇÃO ESTELAR

A abundância química do meio interestelar de uma galáxia depende de quanto estrelas enriquecem o meio interestelar, e também de quanto gás externo é absorvido pela galáxia e o quanto é expulso. Quando refere-se à expulsão de gás, a parte de maior interesse é na saída de metais devido a ventos de supernova, já que uma perda de metais faria o meio interestelar enriquecer-se menos.

Dessa maneira estudar, a relação entre a massa estelar (que diz quantas estrelas se formaram) e a metalicidade nebular (que nos informa sobre a produção e expulsão de metais, e entrada de gás pristino) pode nos fornecer indícios de como pode-se dar a evolução de galáxias. Estudos como o de Tremonti et al. (2004) mostraram que existe uma forte correlação entre a metalicidade nebular e a massa estelar. Esse grupo argumentou que galáxias de baixa massa, que possuem menor potencial gravitacional, perderiam metais mais facilmente pelos ventos galácticos.

Posteriormente, dois outros artigos (Lara-López et al., 2010; Mannucci et al., 2010) afirmaram que existe um terceiro parâmetro nessa relação massa–metalicidade, e que esse seria a taxa de formação estelar

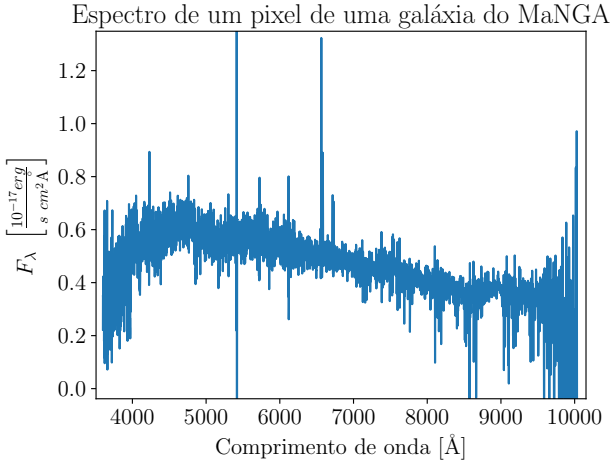


Figura 3 – Exemplo de espectro do MaNGA, referente ao pixel 14 do eixo y e 15 do eixo x da galáxia 7990-12701, onde 7990 remete ao PLATEID (identificação do prato) e 12701 ao IFUDSGN (design do IFU). Esse é um método utilizado para nomear os cubos de dados do MaNGA, informações que são fornecidas no cabeçalho dos dados. Esse espectro já foi colocado na referencial de repouso (corrigido pelo redshift da galáxia) e corrigido pela extinção por poeira na Via Láctea.

recente (SFR). Além disso, ambos alegaram que as galáxias estariam dispostas em um plano ‘fundamental’ em um espaço de 3 dimensões gerado por massa (M), metalicidade (Z) e taxa de formação estelar recente. A Figura 4 mostra a relação encontrada por Mannucci et al. (2010).

Contudo, alguns outros grupos contestam essa informação. Todos esses estudos consideram que as galáxias estudadas contêm somente regiões H II, ignorando a contribuição do DIG às linhas de emissão. Iremos, com as medidas de linhas do nosso novo código, mostrar como a relação ‘fundamental’ para M – Z –SFR muda se considerarmos o papel do DIG.

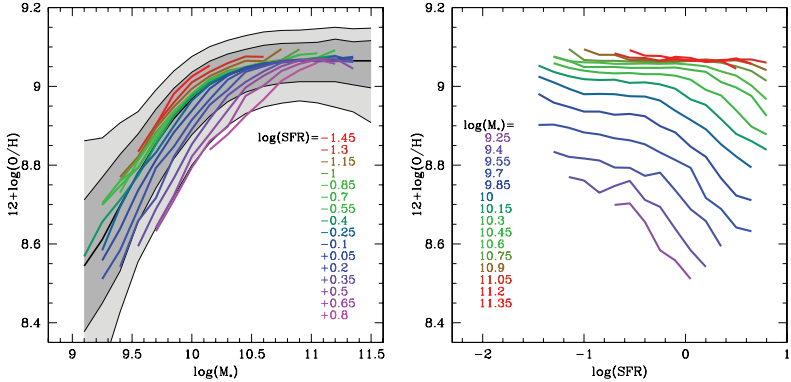


Figura 4 – Relação entre massa estelar, metalicidade nebular, e taxa de formação estelar. À esquerda, mostra-se como o espalhamento da relação $M-Z$ depende da SFR. À direita, mostra-se a dependência da metalicidade com a SFR em bins de massa; existe uma correlação entre esses dois parâmetros exceto para os bins de maiores massas. Figura retirada de Mannucci et al. (2010).

1.6 OBJETIVOS E ORGANIZAÇÃO

Esse trabalho está organizado da seguinte maneira. No segundo capítulo apresentamos um código robusto para a medida de linhas espectrais para cubos de dados, considerando que tornaram-se muito frequentes grandes levantamentos de dados desse tipo. Nesse mesmo capítulo mensura-se a eficácia que esse código tem ao realizar a medida de linhas.

Com o código de medida de linhas pronto e devidamente testado, no terceiro capítulo aplicou-se o mesmo a dados do MaNGA, principalmente para distinguir as fontes de ionização dentro dessas galáxias. Investigamos então o papel dessas diferentes fontes na relação $M-Z$ -SFR.

Por fim, no quarto capítulo fecha-se a dissertação com as conclusões do trabalho e perspectivas futuras.

2 O CÓDIGO DE MEDIDA DE LINHAS DE EMISSÃO

Nesse capítulo relato o desenvolvimento do DOBBY que contou com a colaboração de Natalia Vale Asari e André Luiz de Amorim. As colaborações concentraram-se principalmente em depurações do programa. Os testes aqui mostrados foram feitos por mim.

2.1 O QUE É O DOBBY

O DOBBY¹ é um programa em python para medir linhas de emissão, com código aberto (disponível como um módulo do PYCASSO2, <https://bitbucket.org/streeto/pycasso2>). A função que realiza o ajuste das linhas de emissão e algumas outras funções adjacentes do DOBBY podem ser visualizadas no Apêndice A.

No início do desenvolvimento do programa, havíamos usado uma biblioteca de python chamada sherpa (BURKE et al., 2018). Porém, encontraram-se problemas de compatibilidade com sistemas e máquinas em utilizar essa biblioteca. Então decidiu-se desenvolver o programa em cima da consolidada biblioteca do astropy, uma biblioteca muito utilizada por astrofísicos/astrônomos que utilizam python, por conterem diversas funcionalidades úteis para os mesmos (The Astropy Collaboration et al., 2018). Assim sendo, qualquer computador com python 3 e a biblioteca de astropy instalados pode rodar o DOBBY.

Nossa motivação em fazer um programa de medida de linhas de emissão, em vez de usar um dos vários programas disponíveis, como ALFA (Wesson, 2016), PROFIT (Riffel, 2010) ou GANDALF (Sarzi et al., 2006), é ter controle sobre o que o programa tem como premissas. Isso porque o nosso principal interesse é medir linhas fracas em espectros de galáxias, como as linhas de $H\alpha$ e $H\beta$ de baixa largura equivalente devido a estrelas evoluídas quentes de baixa massa (HOLMES, do inglês *hot low-mass evolved stars* (Stasińska et al., 2008)).

2.1.1 O modelo gaussiano

Para fazer o ajuste das linhas de emissão considerou-se que o perfil das linhas é gaussiano. O código ainda não implementa modelos mais complexos, com somas de gaussianas ou com polinômios de gauss-

¹Em inglês, DOBBY is a free emission-line fitter (elf).

hermite (apesar de termos feito testes preliminares com esses últimos.)

O modelo de ajuste gaussiano é descrito em termos de velocidades:

$$G \equiv A \cdot \exp \left[\frac{(v - v_0)^2}{2\sigma_{\text{obs}}^2} \right], \quad (2.1)$$

onde ajustamos os parâmetros A (amplitude), v_0 (velocidade do centro da linha) e σ_{obs} (dispersão de velocidades observada). A velocidade relaciona-se ao comprimento de onda de repouso λ_0 de cada linha de emissão pela equação do efeito Doppler para a luz. Para velocidades baixas,

$$v = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} c. \quad (2.2)$$

A dispersão de velocidades observada (σ_{obs}) é composta por uma dispersão intrínseca do objeto (σ) e uma dispersão instrumental (σ_{inst}). Supondo que as componentes σ e σ_{inst} são totalmente independentes, a sua correlação e a sua covariância serão zero, e portanto temos²

$$\sigma_{\text{obs}} = \sqrt{\sigma^2 + \sigma_{\text{inst}}^2}. \quad (2.3)$$

Integrando a equação 2.1, obtemos o fluxo f total da gaussiana,

$$f = A \sigma_{\text{obs}} \sqrt{2\pi}. \quad (2.4)$$

Para evitar o cálculo de covariâncias entre f e σ , os parâmetros que o DOBBY modela são f , v_0 e σ . O usuário deve fornecer σ_{inst} para cada linha de emissão.

2.1.2 Vínculos entre linhas de emissão

Na introdução apresentei o básico da formação de linhas espectrais. Linhas da série de Balmer, por exemplo, são transições de um elétron de camadas superiores para a camada de nível 2 em um átomo de hidrogênio. Esse processo é ilustrado pela Figura 5, onde um elétron cai do terceiro nível para o segundo, e emite um fóton $H\alpha$ em 6563 Å, cujo espectro de emissão está representado na parte de baixo da figura.

Digamos que estamos observando uma região com gás quente prioritariamente composto de hidrogênio ionizado. Considere que observamos as linhas da série de Balmer $H\alpha$ e $H\beta$. Sabemos que ambas as linhas

²https://en.wikipedia.org/wiki/Sum_of_normally_distributed_random_variables

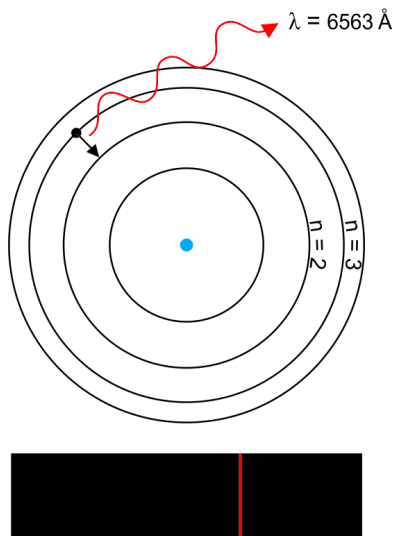


Figura 5 – Na parte de cima temos uma ilustração da transição de um elétron do terceiro para o segundo estado excitado de um átomo de Hidrogênio. Na parte de baixo “o que seria a observação” da linha de emissão do processo físico ilustrado acima. (Fonte: http://www.if.ufrgs.br/fis02001/aulas/aula_espec.htm)

são referentes ao mesmo átomo, o hidrogênio, e, na ausência de poeira, a razão $H\alpha/H\beta$ é determinada³ pelas probabilidades de transição do nível 3 para o 2 e do 4 para 2. Como $H\alpha$ e $H\beta$ são devidas a átomos de hidrogênio indistintos no gás, suas velocidades sistêmicas (v_0) e dispersão de velocidades (σ) têm que ser a mesma.

Por isso, o DOBBY permite impor vínculos entre os parâmetros cinemáticos de linhas de emissão que vêm dos mesmos íons. Esses vínculos cinemáticos são importantes principalmente para a medida de linhas fracas, como $H\beta$, tornando a medida mais robusta. Por exemplo, se a medida de σ de uma linha fraca estiver prejudicada pelo ruído no espectro, os vínculos cinemáticos isso forçariam o ajuste de σ para o valor intrínseco real usando a linha mais confiável (forte).

Os vínculos cinemáticos podem ser ligados ou desligados pelo usuário do programa. Com os vínculos cinemáticos ligados, o código

³Para nebulosas de formação estelar, essa razão varia entre 2.6 e 2.8 dadas as temperaturas e densidades características (OSTERBROCK; FERLAND, 2006).

deixa de simplesmente melhor ajustar os dados para seguir os embaamentos físicos, mesmo que eles não ajustem melhor os dados. Já no ajuste sem os vínculos o programa apenas tentará encontrar os parâmetros que melhor se ajustam aos dados.

Os vínculos cinemáticos implementados até agora no programa são entre as linhas de emissão:

- $H\alpha \longleftrightarrow H\beta$,
- $[N\text{ II}]6584 \longleftrightarrow [N\text{ II}]6548$,
- $[O\text{ III}]5007 \longleftrightarrow [O\text{ III}]4959$.

Se essa opção estiver ligada, para cada par de linhas acima o DOBBY ajustará a mesma velocidade sistêmica (v_0) e dispersão de velocidades (σ).

Além dos vínculos cinemáticos, o DOBBY também considera vínculos entre razões de linhas. Para os íons O^{++} e N^+ , que estão muito próximos e são pouco afetados por atenuação por poeira, o DOBBY fixa as razões de linhas:

- $f_{[O\text{ II}]5007}/f_{[O\text{ III}]4959} = 2,97$,
- $f_{[N\text{ II}]6584}/f_{[N\text{ II}]6548} = 3,00$.

Esses vínculos são fixos e não podem ser desligados.

Para as linhas de Balmer, cuja razão depende da atenuação por poeira, o usuário tem a opção de ligar ou desligar um limite inferior para razões de linhas:

- $f_{H\alpha}/f_{H\beta} \geq 2,60$,
- $f_{H\alpha}/f_{H\gamma} \geq 5,50$.

O limite de 2,60 para $f_{H\alpha}/f_{H\beta}$ é um pouco inferior ao valor canônico de 2,86 (OSTERBROCK; FERLAND, 2006); inspiramo-nos nos testes de simulações apresentados a seguir para estipular esse valor.

Os ajustes feitos nas linhas de emissão também contam com um ajuste de uma reta no pseudo-contínuo do espectro residual. Essa reta é determinada pelos pontos medianos (em comprimento de onda e fluxo) a partir de janelas à esquerda e à direita da região das linhas. As janelas utilizadas podem ser conferidas na tabela 2.

Tabela 2 – Tabela com as informações das linhas de emissão. Na primeira coluna temos o nome da linha, na segunda o comprimento central da linha, na terceira e quarta o início e o final da janela esquerda em relação a linha, na quinta e sexta o início e final da janela direita em relação a linha.

Nome	central [Å]	blue1 [Å]	blue2 [Å]	red1 [Å]	red2 [Å]
H γ	4340,464	4300,0	4330,0	4385,0	4450,0
[OIII]4363	4363,210	4300,0	4350,0	4385,0	4450,0
H β	4861,330	4770,0	4830,0	4890,0	4910,0
[OIII]4959	4958,911	4915,0	4950,0	5015,0	5050,0
[OIII]5007	5006,843	4915,0	4950,0	5015,0	5050,0
[NII]6548	6548,040	6480,0	6530,0	6600,0	6670,0
H α	6562,820	6480,0	6530,0	6600,0	6670,0
[NII]6584	6583,460	6480,0	6530,0	6600,0	6670,0

2.2 TESTES COM ESPECTROS SIMULADOS

Fizemos diversos testes para verificar se o código de medida de linhas de emissão é robusto. O nosso principal interesse é na medida de linhas mais fracas, como H β em galáxias do tipo retired (Stasińska et al., 2008) ou devido à ionização por HOLMES (Lacerda et al., 2018). Os testes feitos aqui, portanto, são de escopo reduzido. Na literatura, vários outros trabalhos, como Wesson, Stock e Scicluna (2012), Rola e Pelat (1994), fizeram um estudo bem mais abrangente do efeito do ruído em medidas de linhas de emissão.

2.2.1 Descrição do conjunto de espectros simulados

Para realizar esses testes, usamos espectros centrais de galáxias observadas pelo Sloan Digital Sky Survey com uma fibra de 3'' de diâmetro. Da Main Galaxy Sample (MGS), escolhemos apenas espectros sem linhas de emissão ou com linhas muito fracas, aplicando o seguinte critério para a largura equivalente de H α : $W_{H\alpha} < 0,5 \text{ \AA}$. A largura equivalente de H α é definida como

$$W_{H\alpha} = \frac{F_{H\alpha}}{C_{H\alpha}}, \quad (2.5)$$

onde $C_{H\alpha}$ é o contínuo medido no espectro sintético usando as janelas da Tabela 2. Escolhemos então três espectros com diferentes razões sinal/ruído no contínuo ao redor de 4730–4780 Å. A Tabela 3 lista os espectros escolhidos e suas respectivas razões sinal/ruído. A Figura 6 mostra os três espectros observados sem linhas de emissão fortes.

Tabela 3 – Espectros observados com o SDSS (no formato prato.MJD.fibra) e suas respectivas razões sinal/ruído.

Espectro	Sinal/Ruído
0266.51630.079	21,6
0267.51608.030	13,7
0288.52000.187	6,5

A esses espectros observados sem linhas de emissão adicionamos linhas de emissão teóricas. Criamos funções gaussianas centradas nos comprimentos de onda de $H\beta$, $[O\ III]\lambda 4959$, $[O\ III]\lambda 5007$, $[N\ II]\lambda 6548$, $H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$. As gaussianas têm velocidades sistemáticas nulas ($v_0 = 0$).

Estipulamos que as razões de linhas seriam típicas de galáxias “retired”: $\log[N\ II]/H\alpha = 0,1$ e $\log[O\ III]/H\beta = -0,1$ para a MGS do SDSS. As razões $[O\ III]\lambda 4959/[O\ III]\lambda 5007$ e $[N\ II]\lambda 6548/[N\ II]\lambda 6584$ são dadas pela mecânica quântica.

Para cada um dos três espectros de entrada, criamos 18 espectros com linhas de emissão, variando os seguintes parâmetros:

- 2 valores para a dispersão de velocidades: $\sigma = 50,0$ e $100,0$ km/s, para criar linhas estreitas e largas.
- 3 valores para a razão $H\alpha/H\beta$: 2,86 (nebulosa de formação estelar sem poeira), 3,10 (região DIG sem poeira), e 4,10 (mediana encontrada para galáxias com formação estelar do SDSS).
- 3 valores para a largura equivalente de $H\alpha$, $W_{H\alpha}$: 1,0 Å (previsto para ionização simplesmente por HOLMES), 3,0 Å (separação entre galáxias dominadas por HOLMES e aquelas com outra fonte de ionização), 6,0 Å (para galáxias com AGN ou formação estelar importante).

A tabela 4 mostra os parâmetros que variamos para criar as linhas de emissão. Temos portanto 54 (18×3) espectros simulados diferentes.

Mostramos os 54 espectros simulados nas Figuras 7 a 15. Cada figura contém um mosaico com 3 linhas e 4 colunas, mostrando duas

Tabela 4 – Parâmetros utilizados para gerar as linhas de emissão.

$W_{H\alpha}$	$H\alpha/H\beta$	σ [km/s]
1,0	2,86	50,0
3,0	3,10	100,0
6,0	4,00	

regiões espectrais que contêm as linhas de emissão que criamos. Uma das janelas corresponde às linhas de $H\beta$, $[O\ III]\lambda 4959$ e $[O\ III]\lambda 5007$, que são as janelas da primeira e terceira colunas. A outra janela corresponde à região com as linhas de $[N\ II]\lambda 6548$, $H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$, que estão dispostas na segunda e quarta coluna. O espectro observado original está desenhado em azul, e sobre ele foi plotado o espectro a soma das linhas de emissão criadas em laranja. As linhas verticais tracejadas indicam a posição central teórica de cada linha de emissão.

Nos mosaicos de espectros, cada coluna representa uma dispersão de velocidades: $\sigma = 50$ km/s (painéis à esquerda) e 100 km/s (painéis à direita). Cada linha no mosaico mostra a diferente intensidade da linha de emissão $H\alpha$: $W_{H\alpha} = 1,0$; 3,0 e 6,0 Å respectivamente.

Cada figura diferente mostra uma combinação do espectro observado ($S/N = 6,5$; 13,7; 21,6) e $H\alpha/H\beta$ (2,86; 3,10; 4,10).

Espectros observados sem linhas de emissão com diferentes S/N

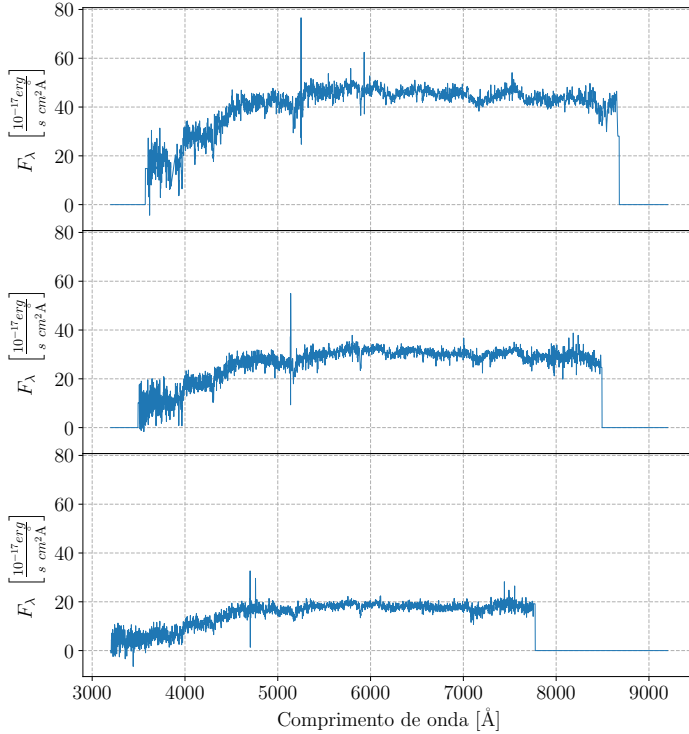


Figura 6 – Espectros observados de três galáxias do SDSS que não possuem linhas de emissão fortes. De cima para baixo, as razões sinal/ruído no contínuo são 21,6; 13,7 e 6,5, como apresentado na tabela 3.

Espectro com $\frac{S}{N} = 6.5$ e $\frac{H\alpha}{H\beta} = 2.86$

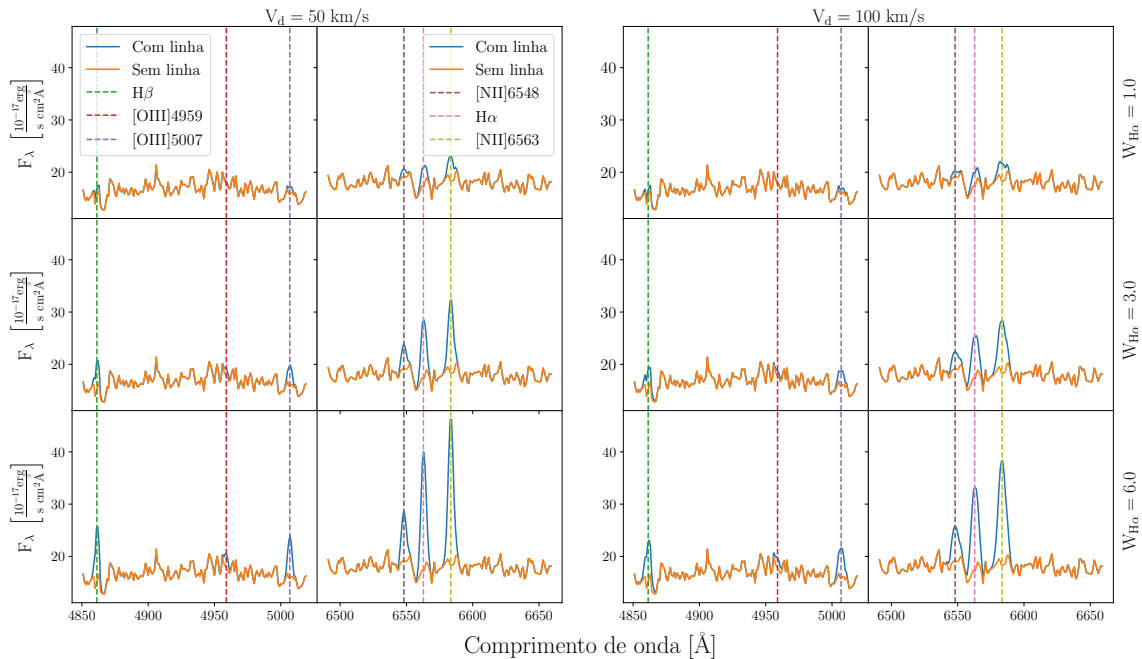


Figura 7 – Mosaico com 3 linhas e 4 colunas, mostrando duas regiões espectrais que contêm as linhas de emissão que criamos (ao redor de $H\beta$, $[O\ III]\lambda 4959$ e $[O\ III]\lambda 5007$, e ao redor de $[N\ II]\lambda 6548$, $H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$). O espectro observado tem razão sinal/ruído no contínuo de 6,5. Foram utilizadas as seguintes razões para gerar as linhas: $[N\ II]\lambda 6584/H\alpha = 10^{0,1} = 1,26$; $[O\ III]\lambda 5007/H\beta = 10^{-0,1} \approx 0,79$ (valores típicos de galáxias aposentadas) e $H\alpha/H\beta = 2,86$. As gaussianas calculadas não foram perturbadas com ruídos.

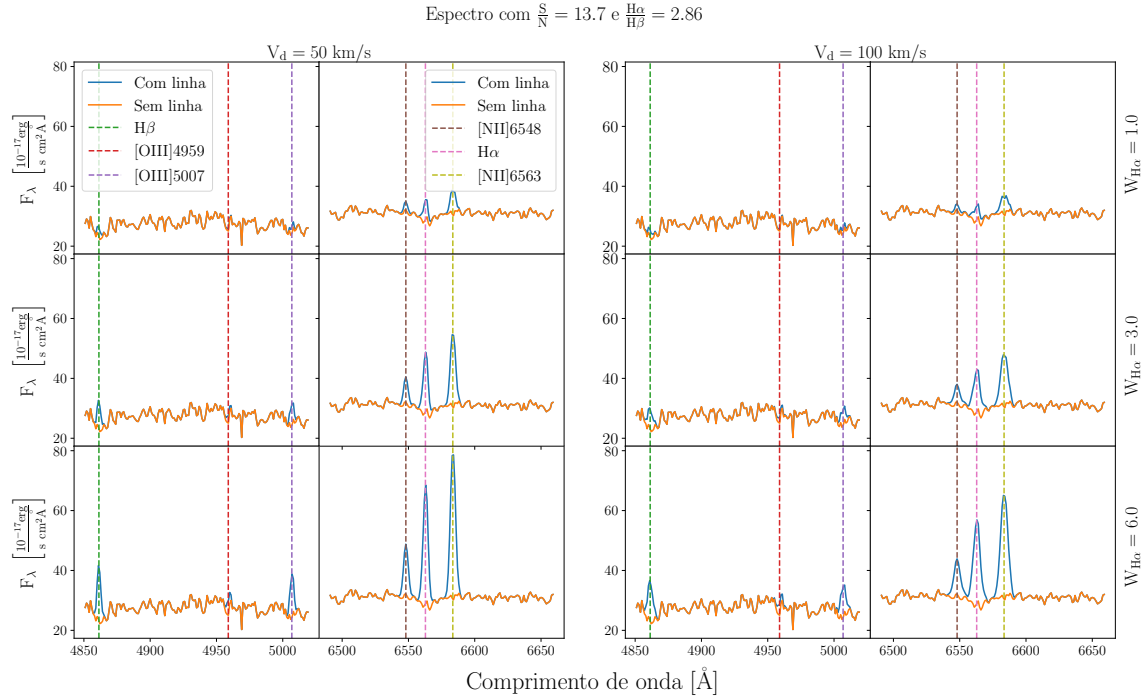


Figura 8 – Como a Figura 7, mas para o espectro de sinal/ruído no contínuo de 13,7.

Espectro com $\frac{S}{N} = 21.6$ e $\frac{H\alpha}{H\beta} = 2.86$

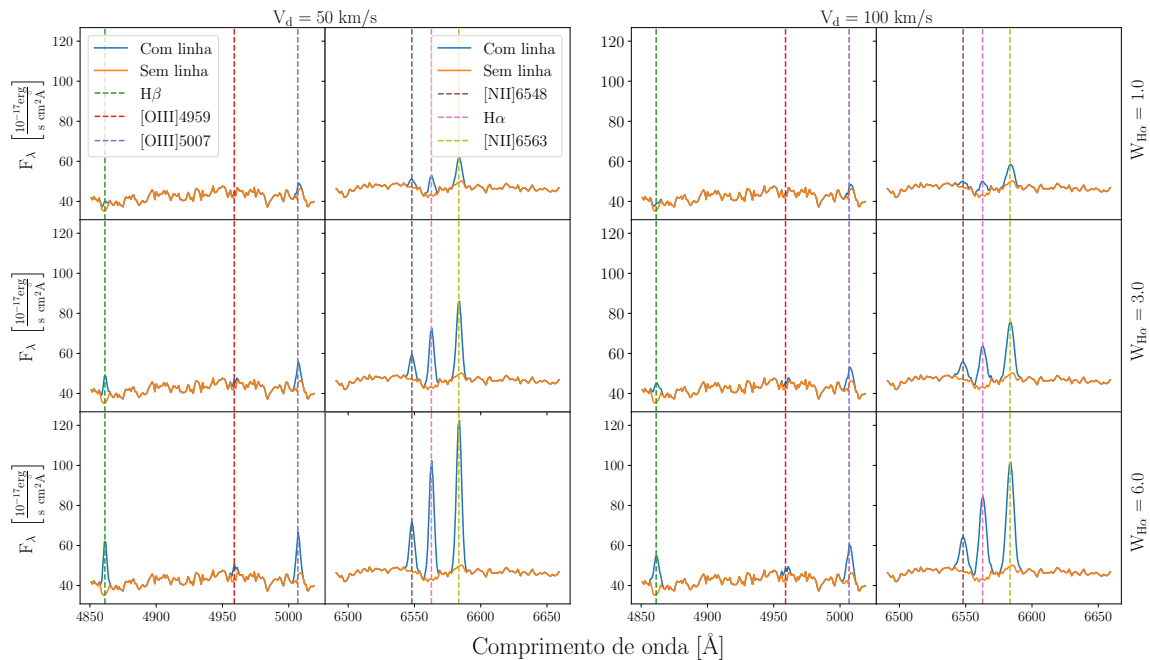


Figura 9 – Como a Figura 7, mas para o espectro de sinal/ruído no contínuo de 21,6.

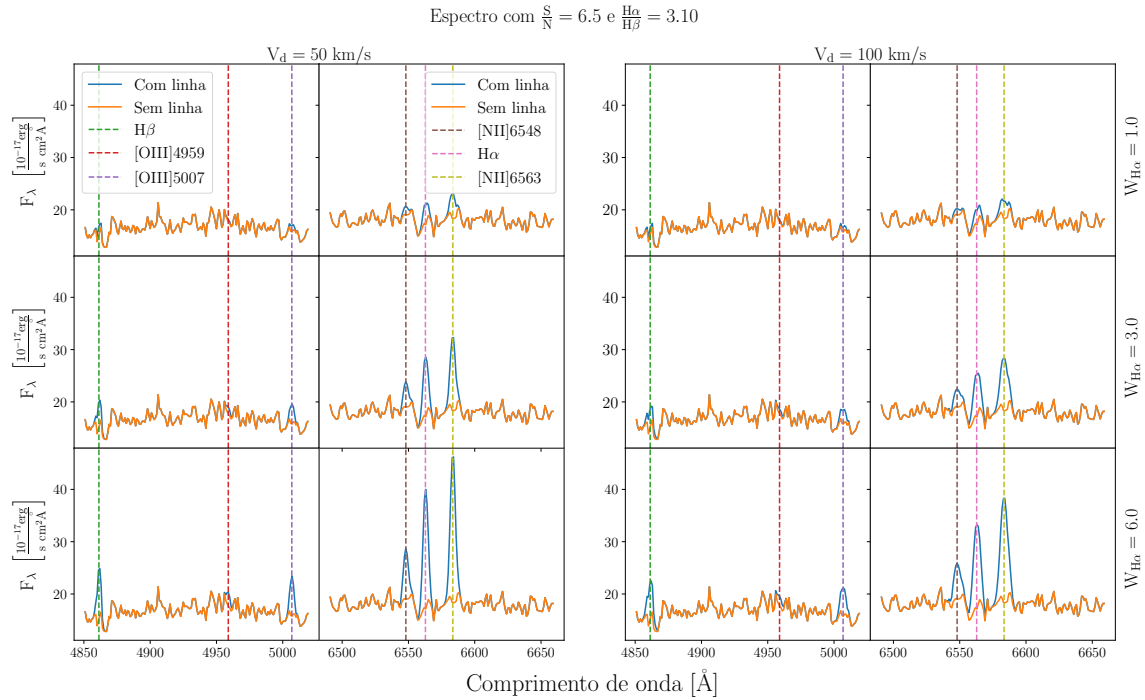


Figura 10 – Como a Figura 7, mas $H\alpha/H\beta = 3.10$.

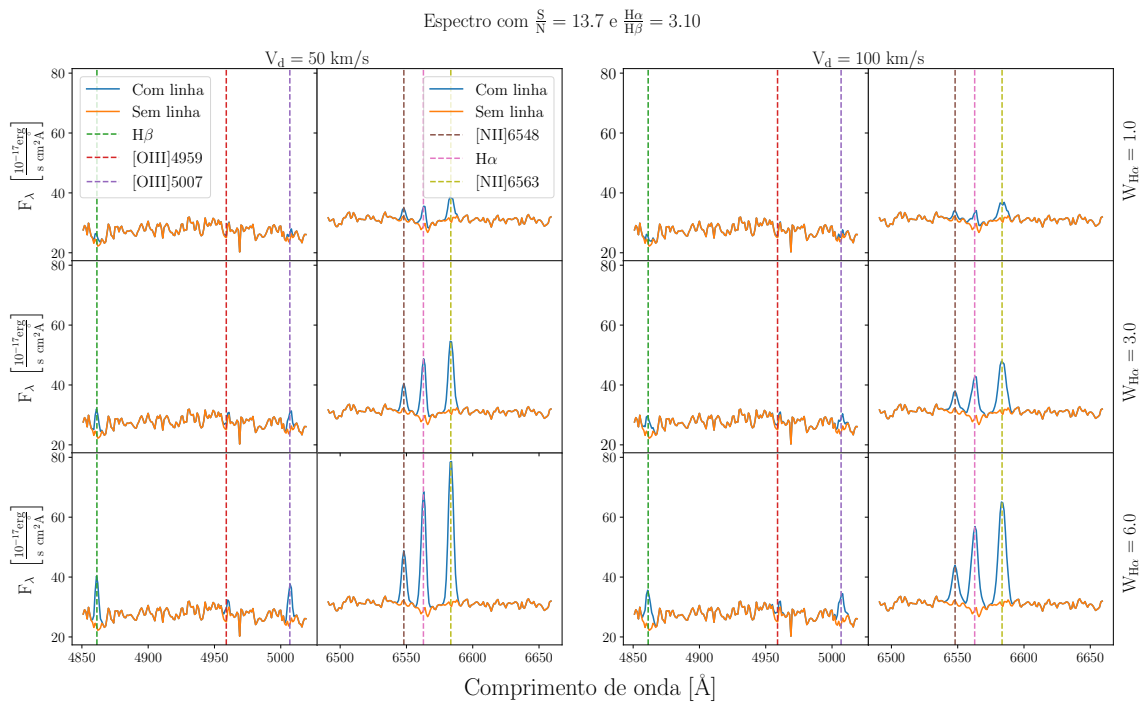


Figura 11 – Como a Figura 7, mas para o espectro de sinal/ruído no contínuo de 13,7 e $H\alpha/H\beta = 3,10$.

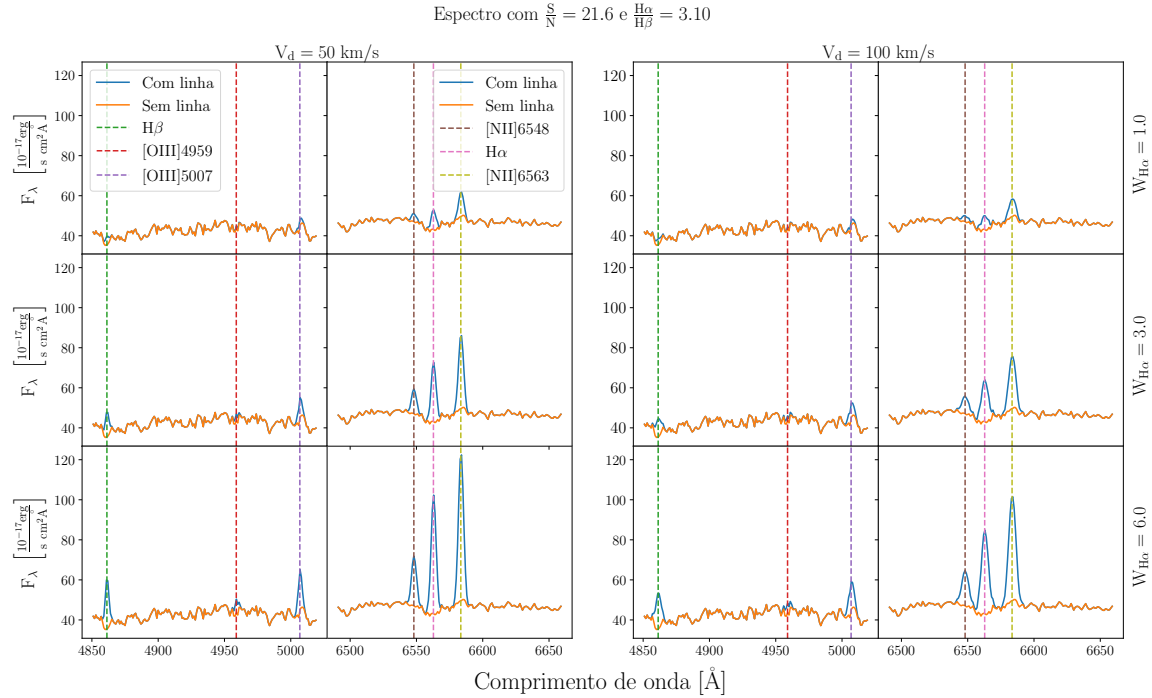


Figura 12 – Como a Figura 7, mas para o espectro de sinal/ruído no contínuo de 21,6 e $H\alpha/H\beta = 3,10$.

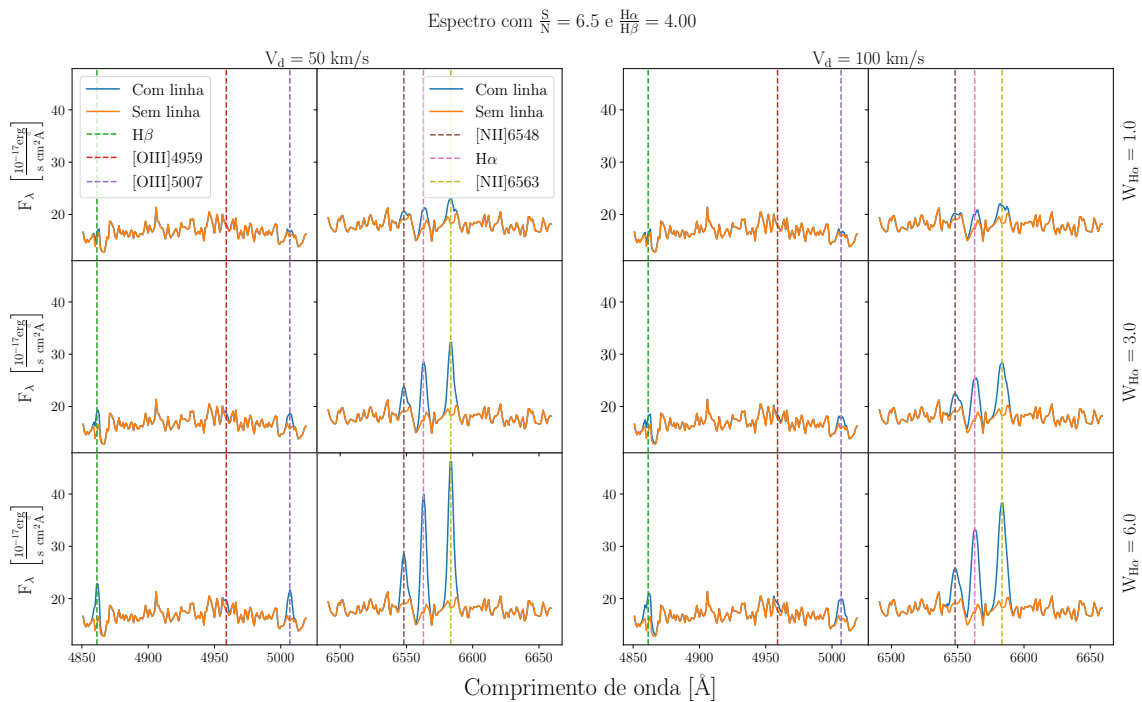


Figura 13 – Como a Figura 7, mas para $H\alpha/H\beta = 4.00$.

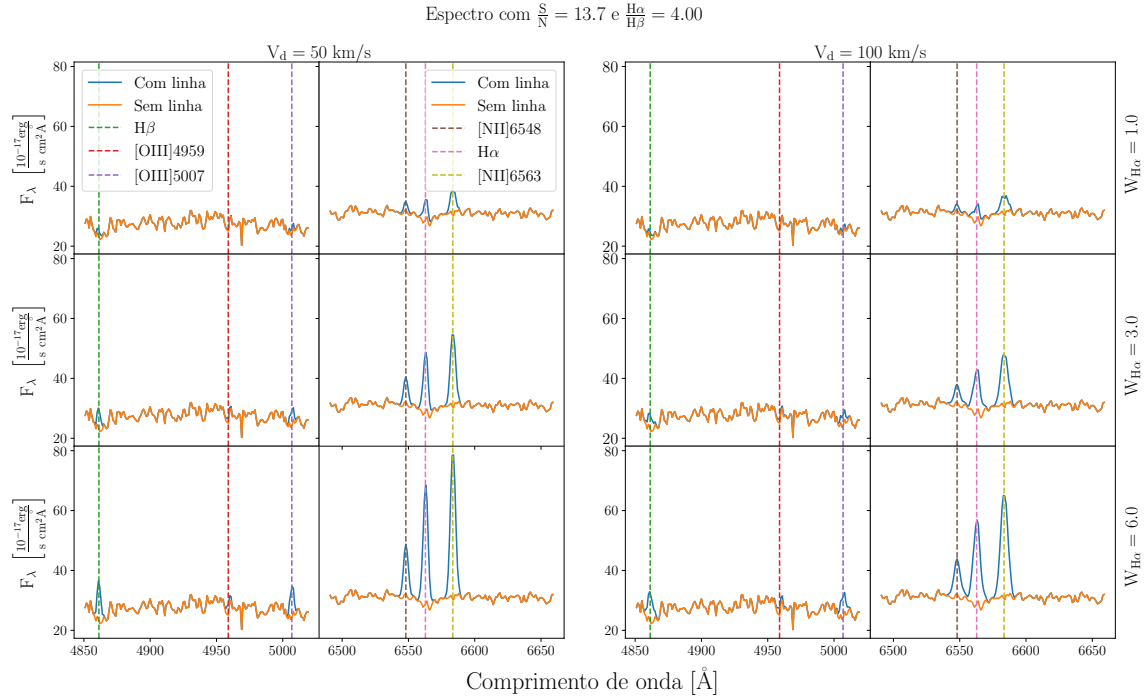


Figura 14 – Como a Figura 7, mas para o espectro de sinal/ruído no contínuo de 13,7 e $H\alpha/H\beta = 4,00$.

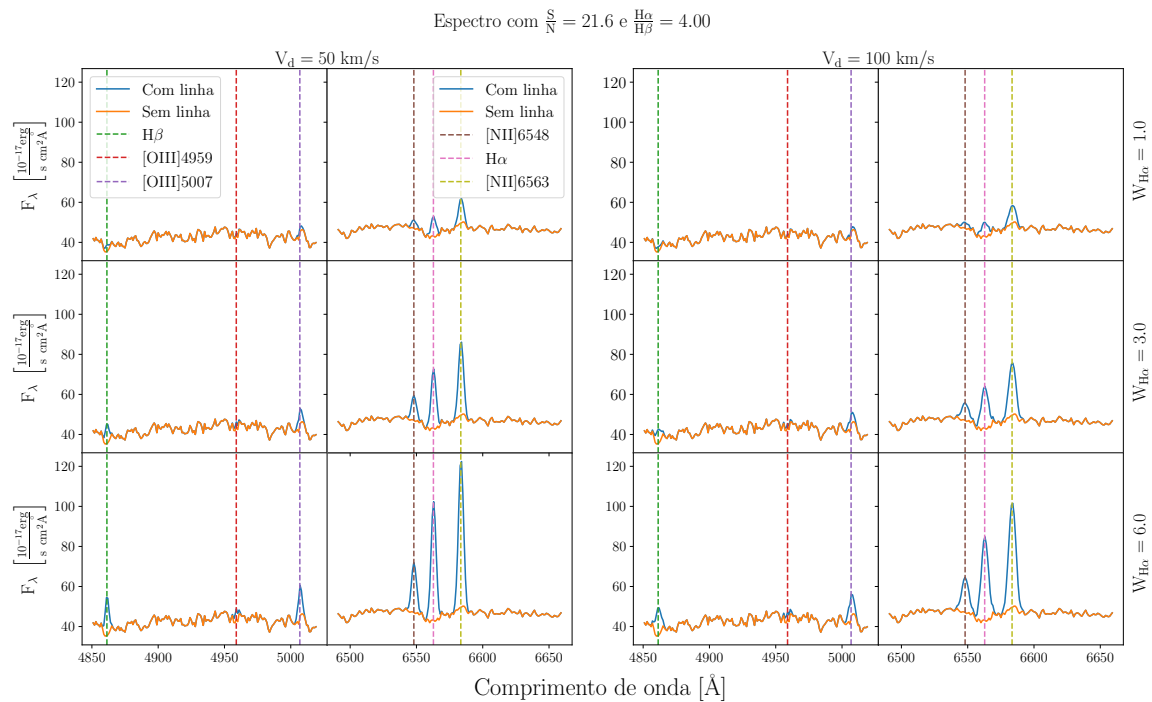


Figura 15 – Como a Figura 7, mas para o espectro de sinal/ruído no contínuo de 21,6 e $H\alpha/H\beta = 4,00$.

2.2.2 Resultados dos testes com espectros simulados

Processamos cada um dos 54 espectros simulados da seguinte maneira. Ajustamos o contínuo e espectro de absorção estelar com o código STARLIGHT, mascarando as linhas de emissão, e usando uma base de 25 idades e 6 metalicidades de populações estelares simples de BC03, com a biblioteca estelar STELIB, e traços evolutivos de Padova 1994 (Bruzual; Charlot, 2003; Le Borgne et al., 2003). A Figura 16 mostra ajustes para três dos espectros simulados. Mostramos os resultados para as linhas de emissão mais fortes adicionadas a cada um dos três espectros observados. O contínuo estelar é bem modelado em todos os casos; casos com linhas de emissão mais fracas são comparáveis a esses exemplos.

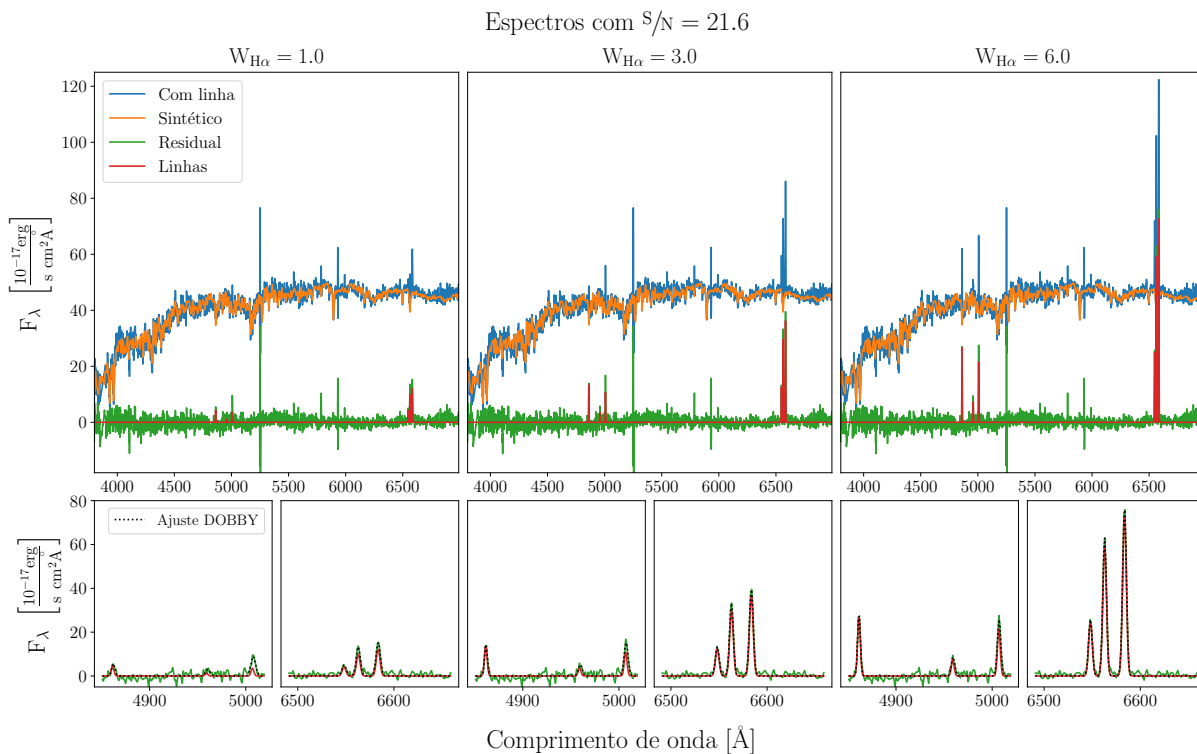


Figura 16 – Painéis com espectros com linhas adicionadas em azul, ajuste do contínuo estelar em laranja, espectro residual em verde e só as linhas de emissão que foram adicionadas em vermelho. Nas janelas espectrais de interesse, foca-se sobre o espectro residual, as linhas de emissão adicionadas e em pontilhado o ajuste realizado pelo DOBBY. Variando nas colunas para cada uma das larguras equivalentes de $H\alpha$ (1,0, 3,0 e 6,0 \AA respectivamente).

Medimos então as linhas de emissão no espectro residual (espectro simulado subtraído do contínuo estelar modelado com o STARLIGHT). Comparamos então os parâmetros de entrada da simulação com os de saída do DOBBY. As Figuras 17 a 21 mostram essas comparações. Todas as figuras usam um ‘violin’ plot, que pode ser entendido como um histograma horizontal da distribuição de pontos.⁴ Como em ‘box plots’, mostro também linhas horizontais demarcando o mínimo, mediana e o máximo da distribuição.

A Figura 17 mostra o desvio fracionário do fluxo da linha,

$$\frac{F_m - F_a}{F_a}, \quad (2.6)$$

isto é, a diferença do fluxo medido e adicionado em unidades do fluxo adicionado que pode ser visto na em função da largura equivalente de $H\alpha$. A largura equivalente de $H\alpha$ é o parâmetro que controla quão fortes são as linhas adicionadas. Podemos ver que para maiores $W_{H\alpha}$ obtemos menores desvios do fluxo. Já esperávamos obter medidas mais precisas quanto maiores os fluxos, uma vez que com maiores fluxos a interferência do ruído do espectro é menor. Nas linhas $H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$, que são mais fortes, os resultados concentram-se ao redor do zero sem uma grande dispersão. Contudo, para linhas mais fracas ($H\beta$ e $[O\ III]\lambda 5007$) e quando a largura equivalente de $H\alpha$ é pequena ($W_{H\alpha} = 1,0\ \text{\AA}$), a dispersão é alta e pode chegar a 31% e 49% para as linhas de $H\beta$ e $[O\ III]\lambda 5007$ respectivamente. Apesar da alta dispersão em linhas mais fracas, a mediana do desvio permaneceu próxima a zero, que é valor ideal: o valor medido pelo programa é idêntico ao valor que foi adicionado ao espectro para a medição das linhas.

A Figura 18 mostra os desvios percentuais no fluxo medido em função do S/N no contínuo dos espectros observados originais. Para o caso de linhas fortes ($H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$), espectros com maior sinal/ruído resultaram em melhores medidas de linhas de emissão. Para linhas fracas ($H\beta$ e $[O\ III]\lambda 5007$), não encontramos correlação entre o ruído original do espectro e a acurácia da medida da linha de emissão simulada. Olhamos os espectros desses casos específicos para entender o que acontecia. O leitor pode por exemplo comparar a linha de $[O\ III]\lambda 5007$ nos painéis superiores esquerdos das Figuras 7 a 9. Como as linhas são muito fracas, pouco importa o sinal-ruído do espectro original: a medida da linha está comprometida em qualquer um dos

⁴Usei a função `violinplot` da biblioteca `matplotlib` do `python`, que suaviza as distribuições com um kernel gaussiano, e.g. <http://scikit-learn.org/stable/modules/density.html>.

espectros.

Na Figura 19 temos a dispersão dos fluxos para as linhas comparando as diferentes dispersões de velocidade. No geral, maiores σ apresentaram uma variação um pouco maior na medida dos fluxos, exceto no caso de [N II] λ 6584. Era esperado uma variação maior na medida de fluxos com σ maior: a linha de emissão se torna mais larga, e, como o fluxo se mantém o mesmo, a linha perde amplitude. Sendo assim, a linha é mais suscetível a alterações pelo o ruído. O caso da linha de [N II] λ 6584 não é esperado, mas deve salientar-se que todas as medidas estão muito bem concentradas próximas do desvio nulo (ideal).

Na Figura 20 podemos ver o efeito da variação de $H\alpha/H\beta$: quanto maior essa razão, mais fraca é $H\beta$. As medidas de $H\alpha$ e [N II] λ 6584 quase não são afetadas, visto que essas linhas são fortes. Da maneira que criamos os espectros simulados, [O III] λ 5007 tem uma relação de dependência com a linha de $H\beta$. Assim, não é surpreendente que tanto $H\beta$ quanto [O III] λ 5007 tenham maior dispersão nos desvios dos fluxos medidos para maiores valores de $H\alpha/H\beta$.

Por fim, a Figura 21 mostra a variação da razão $H\alpha/H\beta$ medida em função da linha simulada. Vemos um pequena tendência (0.03 dex) de sobrestimar a razão $H\alpha/H\beta$ para as menores razões. O espalhamento pode ser de até 0.25 dex em casos extremos, em geral é no máximo de 0.10 dex.

2.3 DISCUSSÃO

Apresentamos neste capítulo o método DOBBY. A principal vantagem desse método é ele ter sido adaptado para ser aplicado facilmente a cubos de dados, e levar em contas vínculos físicos entre linhas de emissão. Mostramos que o nosso código recupera razoavelmente bem fluxos de linhas, e que pode ser aplicado mesmo para linhas fracas. Quando tem-se uma largura equivalente de $H\alpha$ em torno de 1 Å (os testes foram feitos com 1 Å, mas o efeito deve ser percebido em valores próximos também) no entanto, é aconselhável não confiar muito nas medidas por causa de efeitos sistemáticos.

Efeitos sistemáticos que valem a pena serem ressaltados são de situações onde ruídos elevam ou minimizam (em alguns casos fazendo até sumirem) as linhas de emissão em linhas fracas ($H\beta$ e [O III] λ 5007), isso deve-se ao fato de o ruído ser comparável com a linha a ser medida. Outro efeito sistemático pode estar relacionado com as larguras das linhas, em tese esse efeito deveria pronunciar-se menos por ter-

mos vínculos implementados, contudo ainda é possível observar alguns efeitos como alargamento ou estreitamento das linhas. Ambos efeitos citados acima parecem estar relacionados aos baixos sinais-ruídos das linhas de emissão. Para minimizar esses efeitos podem ser pensados em algumas manobras estatísticas, uma delas pode ser somar espectros para aumentar esse sinal-ruído, entretanto pode-se perder resolução espacial.

Linhas como $[O\ III]\lambda 5007$ e $H\beta$ mesmo sendo fracas quando analisadas em espectros com bom sinal-ruído como 21,6 tiveram uma medida satisfatória sendo um pouco superestimadas mas mantendo quase toda a distribuição dentro de 25%, o que ainda traz um resultado razoável considerando a intensidade das linhas.

Se analisarmos individualmente o espectro residual com $S/N = 21,6$ podemos perceber também que existe um ruído positivo exatamente na região da linha de emissão o que acarreta na superestimação da linha pelo programa. Estatisticamente esse efeito deve ser minimizado considerando mais espectros de sinal-ruído semelhante.

No geral cada ‘violin’ plot de sinal ruído para cada linha possui uma certa tendência de desvio para cima ou para baixo. Pois isso acaba dependendo basicamente de como o ruído se comportou na região da linha medida. Se o ruído está positivo, o programa vai medir uma linha um pouco maior, se ele estiver negativo um pouco menor. Como só foi usado um espectro de entrada para cada sinal-ruído é válido ressaltar essa possibilidade de tendência que pode ser observada um pouco nos gráficos.

Ao analisar a qualidade de ajuste com relação à largura equivalente podemos perceber que nos casos de larguras equivalentes baixas de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$) a medida apresenta uma alta dispersão em linhas fracas como $[O\ III]\lambda 5007$ e $H\beta$ e ela mostra-se consideravelmente pior quando comparada com larguras equivalentes maiores ou mesmo linhas mais intensas, como $H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$.

Portanto em casos de linhas com intensidades comparáveis com o ruído não há confiança na medida. Uma maneira de identificar isso pode ser através de larguras equivalentes baixas, com valores menores que $1\ \text{\AA}$. Para casos onde os dados oferecem linhas mais intensas o programa mostrou-se robusto e confiável.

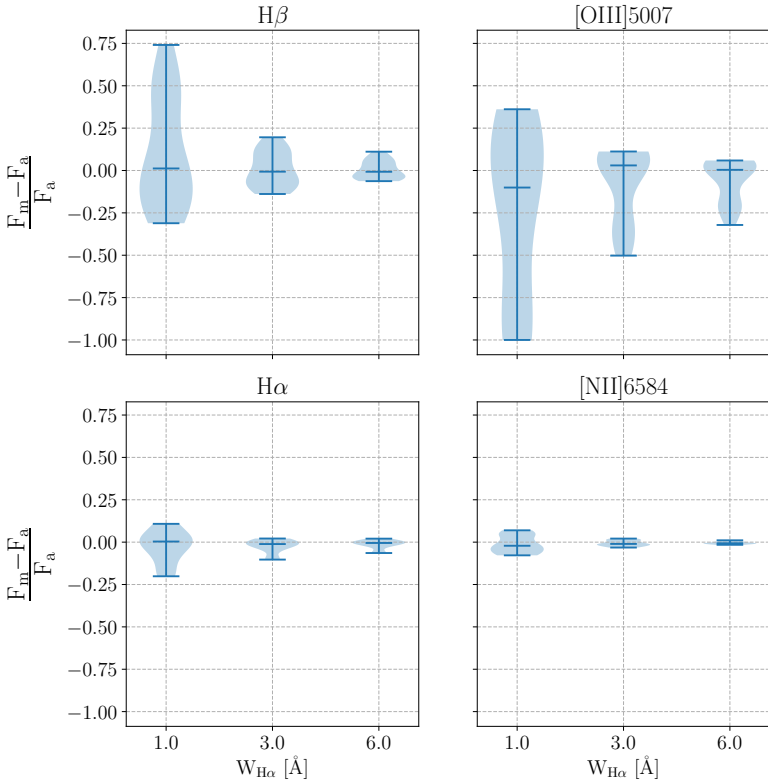


Figura 17 – Variação percentual do fluxo medido com relação ao fluxo que adicionamos ao espectro para cada uma das linhas de interesse. As amostras correspondem a diferentes larguras equivalentes de H α usadas para gerar os fluxos das linhas de emissão. As linhas horizontais nos ‘violin plots’ marcam a mediana, e extremos (máximo e mínimo) da distribuição.

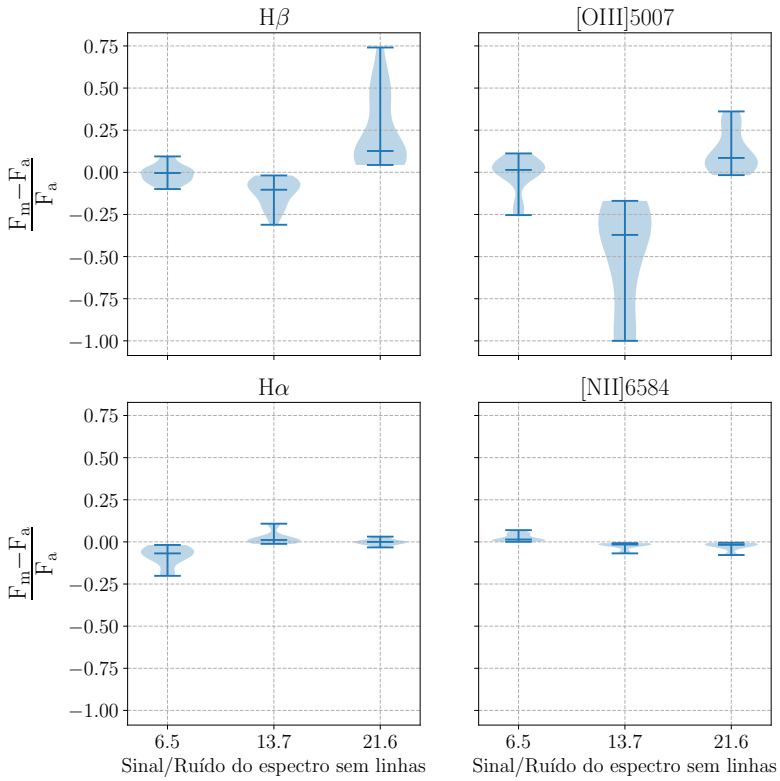


Figura 18 – Como a Figura 17, mas para os diferentes espectros (sem linhas) utilizados, onde cada um possui uma diferente razão sinal–ruído.

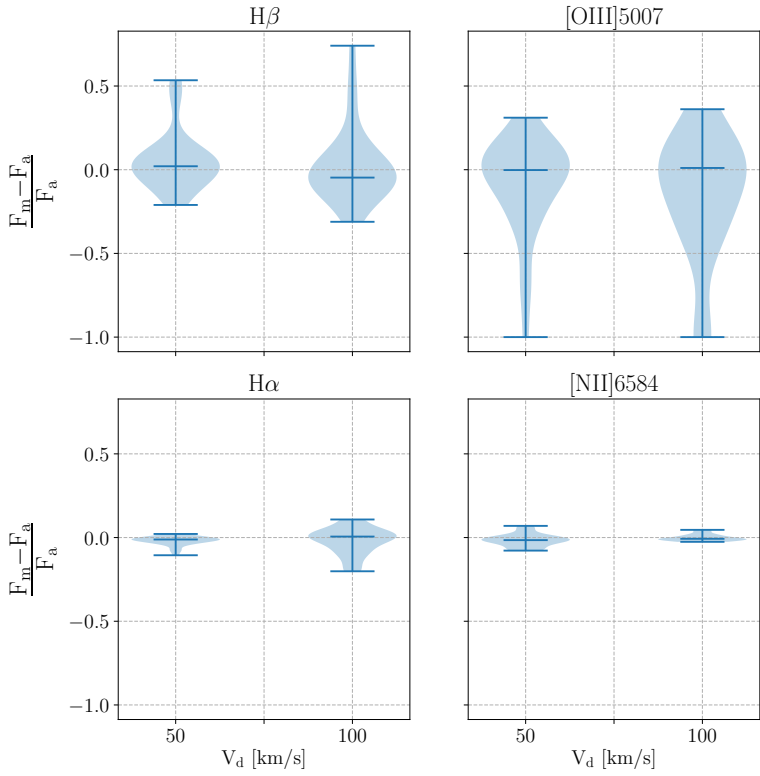


Figura 19 – Como a Figura 17, mas para difeentes dispersões de velocidades das linhas de emissão simuladas.

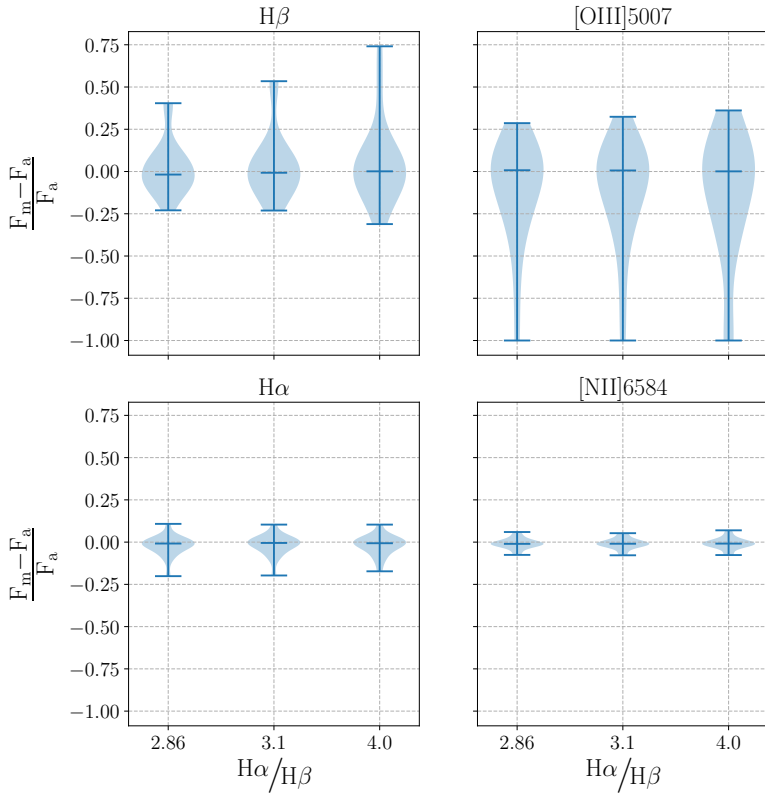


Figura 20 – Como a Figura 17, mas para as diferentes razões $H\alpha/H\beta$ usadas para gerar as linhas de emissão.

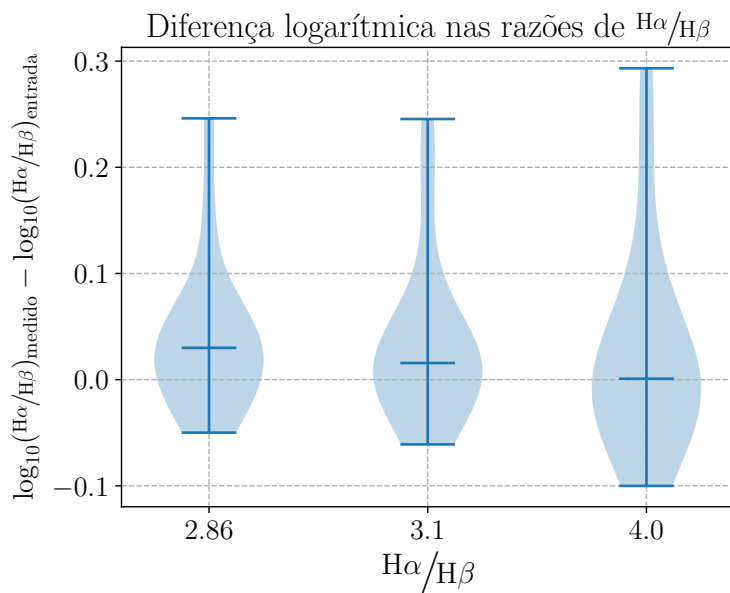


Figura 21 – Variação percentual da razão $H\alpha/H\beta$ medida em função das diferentes razões $H\alpha/H\beta$ simuladas.

3 O GÁS DIFUSO DO MANGA

Nesse capítulo mostramos a aplicação do código de medidas de linhas de emissão DOBBY aos dados do levantamento de dados Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory (MaNGA). A primeira seção dá alguns detalhes sobre esse levantamento de dados, e em seguida mostra os resultados que obtive. Os dados foram baixados, na sequência ajustou-se o contínuo estelar com o STARLIGHT, posteriormente foi medido as linhas usando o DOBBY, após o processo de medida das linhas foram criadas tabelas para armazenar os dados medidos. Todo o processo de baixar os dados até a organização em tabelas foi feito pelo Dr. André Luiz de Amorim, e a partir dos resultados obtidos fiz as análises que mostrarei durante o capítulo. As Figuras 32 e 33 foram feitas pela Dra. Natalia Vale Asari (orientadora dessa dissertação).

3.1 O LEVANTAMENTO DE DADOS MANGA

3.1.1 Instrumentação do MaNGA

O MaNGA observa galáxias com espectroscopia de campo integral, também chamada de IFU (*Integral Field Unit*, ou seja, unidade de campo integral). Um IFU obtém espectros resolvidos espacialmente, portanto para cada pixel espacial observado tem-se um espectro (*spaxel*, de *spectral pixel*). Dessa forma, para uma observação temos o que se chama de cubos de dados, composto de duas dimensões espaciais e uma terceira com a informação espectral (representação na Figura 22).

Existem alguns métodos de fazer espectroscopia de campo integral, e o utilizado no MaNGA é um feixe de fibras (Figura 23):

- Feixe de fibras com 120 micrômetros (2") de diâmetro (Figura 24).
- Tamanhos variados de pacotes de fibras, desde 19 fibras até 127 fibras cobrindo diâmetros de 12" até 32".
- Composição do IFU por placa: 2×19 ; 4×37 ; 4×61 ; 2×91 ; 5×127 .
- 92 fibras para observação do céu (usada na redução do dados).
- 12 'mini-pacotes' de 7 fibras para calibração espectrofotométrica.

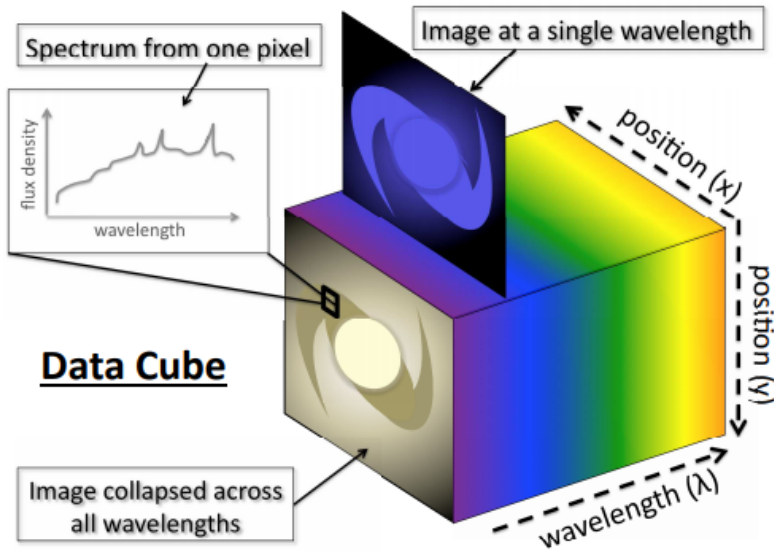


Figura 22 – Diagrama esquemático de um cubo de dados. Um cubo de dados fornece informações em três dimensões: duas dimensões espaciais (isto é, uma imagem em $[x, y]$) e uma terceira dimensão de comprimento de onda. Portanto, é possível obter uma imagem do alvo em um único comprimento de onda. Além disso, em todos os pixels espaciais do cubo de dados, um espectro pode ser extraído. (Fonte: Chris Harrisson obtida em <http://eso.org/~charriso/research.html>.)

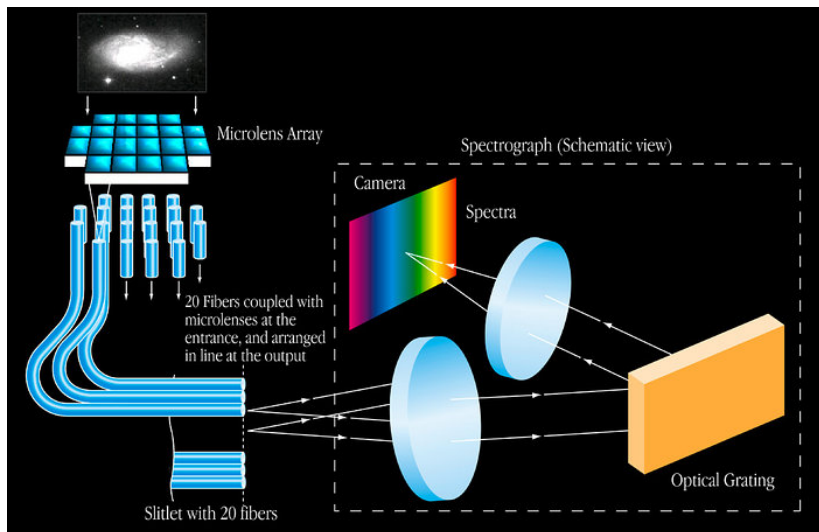


Figura 23 – Diagrama esquemático de um IFU de fibras. Como os IFUs funcionam: cada IFU consiste em uma microlente que guia a luz de uma pequena área do céu, normalmente centrada em um objeto celestial (por exemplo, uma galáxia distante) e a envia para a entrada do espectrógrafo (dentro da caixa pontilhada), onde o espectrógrafo tem a função de obter o espectro dessa luz levada através da fibra. (Fonte: ESO obtida em <https://www.eso.org/public/brazil/images/eso0203c/>.)

- Número total de fibras: 1423 por placa.

3.1.2 Seleção da amostra do MaNGA

O MaNGA (Bundy et al., 2015) é um dos três programas principais da quarta geração do Sloan Digital Sky Survey (SDSS-IV). O levantamento está em andamento, e investigará a estrutura cinemática interna e a composição de gás e estrelas numa amostra de 10 000 galáxias próximas (redshift $z \sim 0,03$). No SDSS data release 14 (Abolfathi et al., 2018, DR14), ficaram públicos 2812 cubos de dados.

A amostra foi selecionada da seguinte forma:

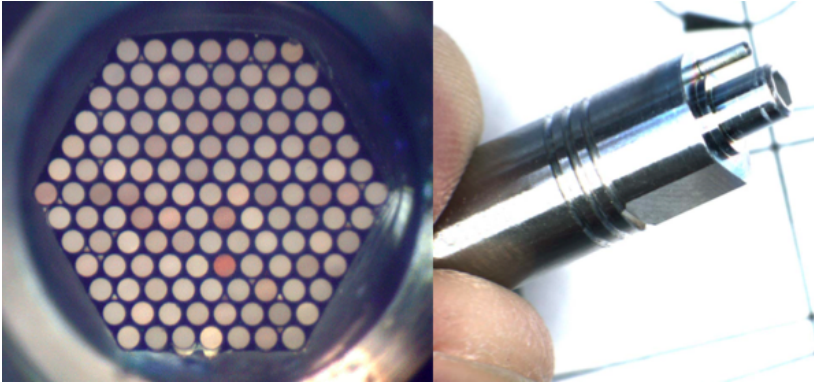


Figura 24 – À esquerda, foto de um IFU de 127 fibras do MaNGA. A carcaça que segura o IFU e permite que ele seja conectado na placa do SDSS é mostrada à direita. (Fonte: SDSS , <http://www.sdss.org/surveys/manga/>).

- Foram selecionadas galáxias do catálogo Sloan Atlas da NASA¹, com os seguintes parâmetros usados para cortes da seleção: desvio pro vermelho (redshift), luminosidade na banda i , da maneira descrita abaixo.
 - Redshift dentro da faixa $0,03 \leq z \leq 0,15$.
 - A luminosidade na banda i foi utilizada para atingir uma distribuição quase uniforme para as amostras primária e secundária.
- Distribuições de massa aproximadamente planas e maiores que $10^9 M_{\odot}$.
- O menor diâmetro de uma galáxia aparente tem que ser amostrado em pelo menos 25 bins espaciais.
- Não foram feitos cortes de inclinação.

A amostra é composta por duas subamostras: a primária, que corresponde a 67% dos dados e que cobre $1.5 R_e$ (raios efetivos, ou raio que contém metade da luz da galáxia), e a secundária correspondente a 33% cobrindo $2.5 R_e$.

¹<http://www.nsatlas.org>

3.2 INVESTIGANDO O GÁS IONIZADO NO MANGA COM O DOBBY

Com os dados públicos do DR14 MaNGA em mãos, investigamos o gás ionizado com o nosso código de medida de linhas de emissão. Antes de partirmos para a descrição técnica e aos resultados que obtivemos, vamos fazer uma pausa para descrever as diferentes fases do gás ionizado em uma galáxia.

Encontram-se importantes dicas sobre a evolução de galáxias estudando como está composto e organizado esse gás dentro das galáxias. Existem regiões onde o gás aglutina-se e fica mais denso, criando zonas de formação estelar (regiões de star formation, SF). Nessas regiões, a principal fonte ionizante são estrelas massivas recém-formadas.

Existem também regiões onde o gás está mais difuso, e onde não há uma concentração de gás suficiente para que haja formação estelar. Parte desse gás pode estar ionizado, e regiões com essas características são conhecidas como gás ionizado difuso (diffuse ionized gas, DIG). O DIG pode ser uma componente importante quanto estamos analisando linhas de emissão em galáxias. Ao contrário de regiões SF, não é tão claro o que ioniza o gás nas regiões de DIG. Na literatura algumas hipóteses são levantadas, e as mais relevantes são:

- Estrelas de tipo OB “fugitivas”.
- Fótons que escapam de regiões HII.
- HOt Low-Mass Evolved Stars (HOLMES), estrelas evoluídas quentes de baixa massa.

Vamos detalhar cada um desses casos.

A hipótese das estrelas OB fugitivas origina-se de dados da nossa própria galáxia, a Via Láctea, onde observa-se que 20% das estrelas maciças possuem alta velocidade. Isso pode ser devido a uma companheira (em um sistema binário) explodir (em uma supernova por exemplo), ou por meio de um estilingue dinâmico. O DIG pode ser então ionizado por essas estrelas de alta massa que ‘fugiram’ dos seus berçários natais (FUJII; ZWART, 2011).

A hipótese dos fótons escapantes supõe que buracos em regiões HII deixam escapar parte dos fótons ionizantes, que encontram então o gás difuso e assim o ionizam. Uma das evidências que sugerem que existam esses fótons escapantes é que em regiões observadas de formação estelar na Via Láctea vemos nebulosas bem irregulares (por exemplo, a nebulosa de Órion, Figura 25). Há poucos estudos conclusivos a respeito de quanto seriam esse fótons escapantes. Um dos poucos estudos

encontrados (Izotov et al., 2016) cita uma pequena fração de escape dos fótons para o meio intergaláctico (não para o meio interestelar).

Por fim, para explicar a hipótese de que o DIG é ionizado por HOLMES, é necessário apresentar os HOLMES, cuja sigla foi criada por Flores-Fajardo et al. (2011). HOLMES designam anãs brancas e centro de nebulosas planetárias. Essas estrelas são numerosas e consequência da evolução natural de uma galáxia, e estão distribuídas por toda parte dentro de uma galáxia. Elas podem ser uma fonte importante para a ionização do gás difuso. Em Stasińska et al. (2008), os autores mostraram que boa parte das galáxias dito ‘LINERS’ (low ionization nuclear emission regions) no SDSS, cujo acrônimo subentende um núcleo ativo, podem simplesmente ser explicadas por HOLMES (chamadas naquele artigo de estrelas pós-AGB).

3.3 CLASSIFICANDO AS REGIÕES DE UMA GALÁXIA

Pelos motivos apresentados anteriormente, focaremos na ionização do DIG por HOLMES.

Na literatura (por exemplo, Zhang et al. 2017, para citar um exemplo recente), caracterizam-se regiões SF e DIG através de brilho superficial de $H\alpha$ ($\Sigma_{H\alpha}$). Esse é um critério natural desde de que $\Sigma_{H\alpha}$ esteja diretamente relacionado com a densidade de gás ionizado, o que não é necessariamente sempre verdade.

O critério de $\Sigma_{H\alpha}$ é simples. Calcula-se o brilho superficial da linha de $H\alpha$ em uma região de uma galáxia. Se esse valor calculado estiver acima de um determinado limiar ($\Sigma_{H\alpha}^{\text{SF},\text{min}} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ (Zhang et al., 2017), essa região é considerada SF, se for abaixo do limiar é considerada DIG.

Como argumentado por Lacerda et al. (2018), o limiar em $\Sigma_{H\alpha}$ não é um bom discriminante do DIG. Dependendo da orientação em que se observa uma parte da galáxia, pode-se confundir uma região DIG que compreende muitas estrelas velhas com uma região SF. A Figura 27 ilustra esse caso. Suponha duas regiões DIG lado a lado, cada um com fluxo da linha de emissão F , contínuo C e superfície A . O brilho superficial de cada região é F/A , característico do DIG e próximo do limiar de separação entre SF e DIG. Se olharmos as duas regiões ‘empilhadas’ (na perspectiva em que aparece o olho na Figura), veremos o brilho superficial como $2F/A$. Classificaríamos essa região como sendo SF! O problema é que o brilho superficial é uma quantidade extensiva: depende da quantidade de estrelas em uma superfície dada.



Figura 25 – Imagem ampla obtida pelo telescópio Hubble da nebulosa de Órion. Crédito: NASA, ESA, M. Roberto (Space Telescope Science Institute/ESA) and the Hubble Space Telescope Orion Treasury Project Team, obtido em <https://www.spacetelescope.org/images/heic0601a/>

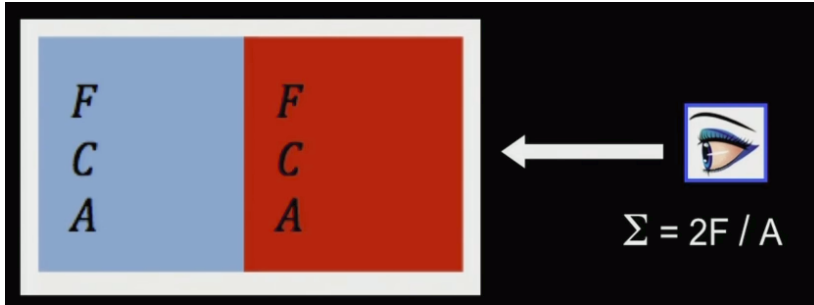


Figura 26 – Esquema para representar uma possível observação de regiões DIG. (Figura retirada do seminário apresentado por Dr. Roberto Cid Fernandes em 25 de Janeiro de 2018 no Instituto de Astrofísica de Andalucía, IAA-CSI, disponível em: <https://www.iaa.csic.es/seminars/diffuse-ionized-gas-califa-and-manga-galaxies>. Imagem mostrada aos 25 minutos do vídeo da apresentação.)

Portanto, para evitar essa classificação errada, precisa-se de uma quantidade intensiva (independente na quantidade de estrelas no volume observado) para classificar as regiões em DIG e SF. No artigo de Lacerda et al. (2018), usa-se a largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha} = F_{H\alpha}/C_{H\alpha}$, conforme equação 2.5) para identificar o DIG ionizado por HOLMES. A Figura 27 de Cid Fernandes et al. (2011) mostra que $W_{H\alpha} \sim 1 \text{ \AA}$ para populações estelares velhas ($> 10^8$ anos). Cid Fernandes et al. (2011) mostram também que o critério $W_{H\alpha} = 3 \text{ \AA}$ é a divisão empírica ótima entre galáxias ionizadas somente por HOLMES e aquelas que necessitam de outra fonte de ionização (estrelas jovens, AGNs).

Uma classificação com base na largura equivalente possui uma maior capacidade de detectar corretamente as diferenças conceituais de SF e DIG. Voltando à Figura 27, regiões DIG ionizada por HOLMES têm largura equivalente $W = F/C \sim 1 \text{ \AA}$ individualmente, e mantém a mesma largura equivalente $W = (2F)/(2C) \sim 1 \text{ \AA}$ quando empilhadas na linha de visada. A quantidade $W_{H\alpha}$ é intensiva: independe do volume coberto por uma região projetada do céu. Ela não sofre, portanto, do mesmo problema que o critério do brilho superficial, que pode erroneamente classificar regiões DIG como SF.

Com base nisso, Lacerda et al. (2018) classificaram regiões do DIG ionizadas por HOLMES (hDIG) como aquelas em que $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$.

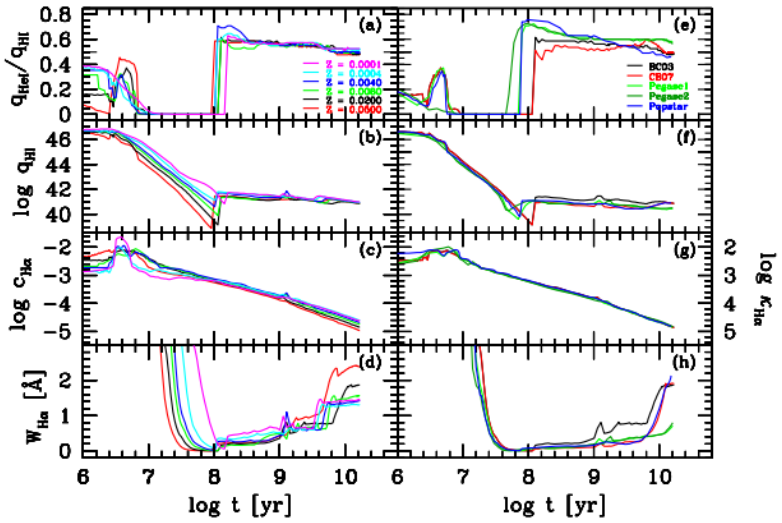


Figura 27 – No painel (d) pode-se verificar a relação de baixa largura equivalente para populações estelares mais velhas que 10^8 anos. (Cid Fernandes et al., 2011)

Regiões de alta largura equivalente ($W_{H\alpha} \geq 14 \text{ \AA}$) foram consideradas como SFc (Star Forming composite), por provavelmente terem regiões de formação estelar. Regiões intermediárias, cuja emissão de $H\alpha$ pode ter contribuições significativas dos dois processos, foram classificadas como mDIG (mixed DIG, $6 \text{ \AA} \leq W_{H\alpha} < 14 \text{ \AA}$).

3.4 CLASSIFICAÇÃO DE REGIÕES DE GALÁXIAS DO MANGA

3.4.1 Mapas de brilho superficial e largura equivalente

A nossa ideia aqui é aplicar esses mesmo tipo de estudo para as galáxias do MaNGA e com o nosso código de medida de linhas (DOBBY). Os resultados que serão mostrados a seguir foram obtidos utilizando a configuração com vínculos cinemáticos ligados (alguns estudos com diferentes vínculos são mostrados no Apêndice B) e limite inferior (2,60) para a razão de $H\alpha/H\beta$, a dispersão de velocidades instrumental utilizada foi de 70 km/s (valor intermediário para os dados do MaNGA). Para fins de apresentação, escolhemos algumas galáxias de diferentes tipos e inclinações para mostrar as medidas feitas pelo DOBBY, e nossas classificações em hDIG, mDIG e SFc. Contudo, as medidas aqui apresentadas para essas galáxias exemplos foram feitas para toda a amostra do DR14 do MaNGA; na sequência serão apresentados resultados de uma análise global dos dados.

Na Figura 28 temos as 5 galáxias selecionadas e os respectivos mapas com $\log(\Sigma_{H\alpha})$, $\log(W_{H\alpha})$ e $W_{H\alpha}$. A primeira linha mostra uma galáxia espiral barrada face-on (de frente), na segunda uma galáxia elíptica, na terceira e quarta duas edge-on (de perfil), contudo a terceira bem azulada e a quarta mais avermelhada, e por último uma galáxia em interação (em um processo de colisão e fusão com outra galáxia).

Em todas as imagens colocamos uma elipse correspondente a 1 HLR (half light radius, raio que contém metade da luminosidade) e também um contorno do que seriam os limites da imagem que pode ser observada pelo IFU.

Descrevemos a seguir os principais resultados para essas galáxias exemplos. A primeira galáxia é uma espiral barrada face-on. Para esse tipo de galáxia esperamos que os braços espirais tenham formação estelar. De fato, o último painel mostra que os braços espirais têm $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$ (em azul), e são constituídos principalmente por regiões SFc. Nas partes entre-braços, encontramos mDIG (multicromático) e hDIG (vermelho).

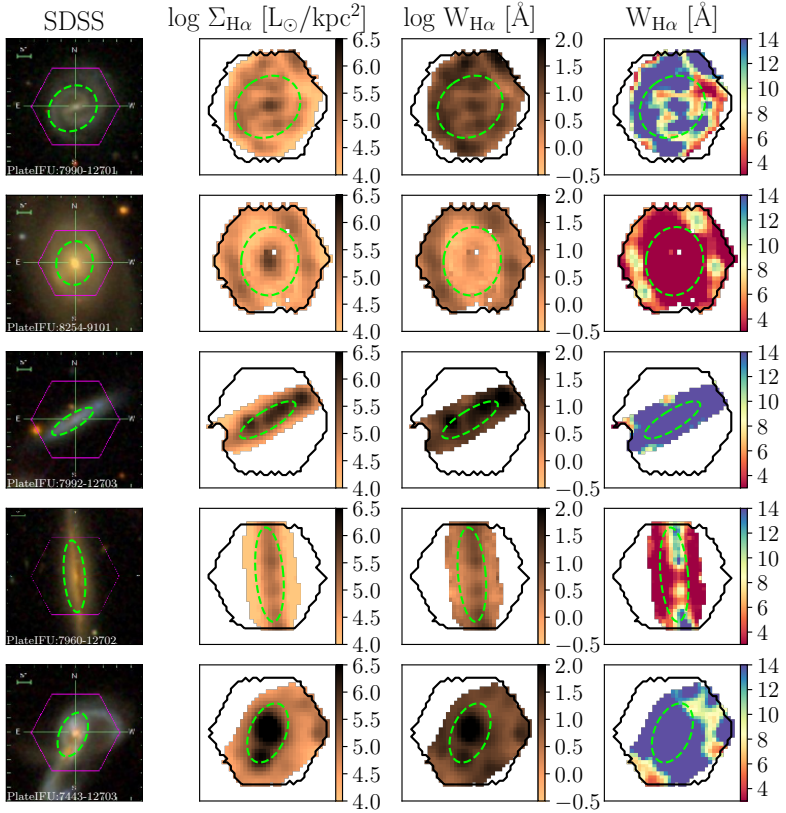


Figura 28 – Grade de galáxias do MaNGA. Cada linha da grade corresponde a uma única galáxia, e sua identificação pode ser vista pelo *PlateIFU* mostrado na parte de baixo de cada figura do SDSS, na primeira coluna da grade. Na segunda coluna temos a imagem do logaritmo do brilho superficial de $H\alpha$ em unidades de luminosidades solares por quiloparsec quadrado. Na terceira coluna temos o logaritmo da largura equivalente em unidades de angström. Por fim, na quarta coluna temos apenas a largura equivalente de $H\alpha$ novamente em angström; a diferença para a terceira coluna é que a escala é linear e está saturada de tal forma a colocar em evidência as classificações hDIG, mDIG e SFc.

A segunda galáxia é elíptica. Nesse caso já não esperamos formação estelar; essa seria o que se chama de galáxias aposentada, que parou de formar estrelas. O que observamos é exatamente isso no mapa de $W_{H\alpha}$: a maior parte das regiões é hDIG. É interessante nesse caso olhar também para o mapa de brilho superficial na região central. Segundo critérios de classificação do DIG a partir do brilho superficial, essa galáxia poderia ter regiões de formação estelar no centro, simplesmente porque a luz é mais concentrada ali! Esse exemplo nos mostra claramente o possível erro de utilizar o estimador de brilho superficial como caracterizador de formação estelar.

A terceira e a quarta galáxia são duas edge-on. A terceira é bem azulada com muita formação estelar, e praticamente todo o mapa de $W_{H\alpha}$ indica que são regiões SFc. A quarta é mais avermelhada. Seu mapa de $W_{H\alpha}$ mostra que ela que possui zonas ‘aposentadas’ (hDIG), mas também zonas mDIG e SFc, que sugerem braços espirais com formação estelar.

A quinta temos uma merger, trata-se de duas galáxias que estão em um estado de fusão. Disso podemos perceber uma forma que seria meio estranha para uma galáxia simples. Nesse estado de fusão de duas galáxias há uma grande movimentação de gás e choques. Todo esse movimento acarreta em altas taxas de formação estelar. Na Figura de $W_{H\alpha}$ limitamos em 14 \AA o limite superior que representa zonas SFc, contudo os valores são muito mais altos num contexto geral. Uma demonstração desse altos valores pode ser observado pela intensidade das linhas e largura equivalente mostrados na Figura 29.

3.4.2 Espectros

Os mapas das galáxias exemplo que apresentamos já são um produto longínquo da linha de produção do DOBBY. Mostramos na Figura 28, para cada uma das cinco galáxias, um espectro com ajustes do DOBBY. Os pixels escolhidos foram selecionados com o fim de mostrar classificações de zonas diferentes e com o melhor sinal-ruído que possível.

À esquerda temos o espectro observado (azul) e o espectro sintético (laranja) ajustado pelo STARLIGHT. À direita, mostramos em azul o espectro residual (observado menos sintético) e em laranja o ajuste das linhas de emissão feito pelo DOBBY.

O espectro observado revela se as populações estelares são jovens ou velhas, e se o espectro é avermelhado por poeira. Por exemplo, os

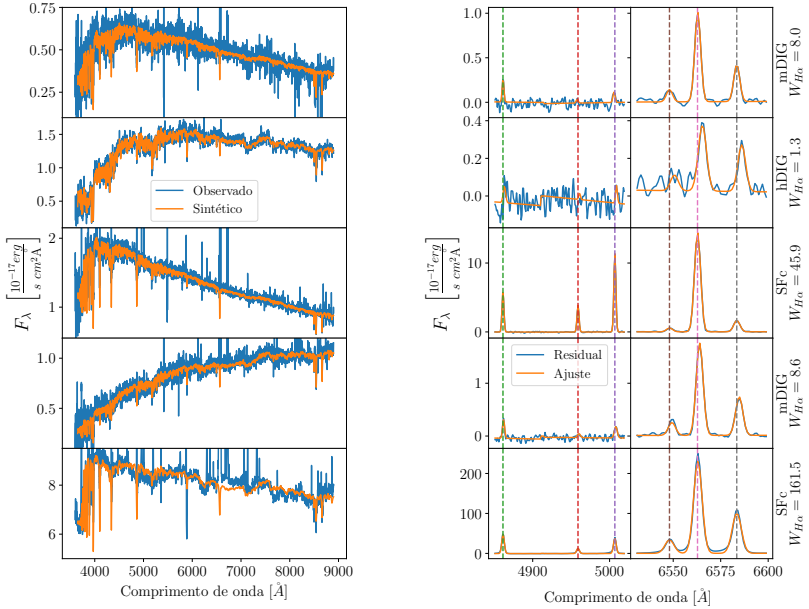


Figura 29 – Os espectros aqui mostrados são referentes a um pixel de cada galáxia apresentados na grade da Figura 28, na mesma ordem. Na coluna da esquerda mostramos os espectros observados (azul) e sintéticos (laranja) ajustados com o STARLIGHT. Nas colunas da direita, nas janelas que mostram as linhas de emissão de interesse, mostramos em azul o espectro residual (observado menos sintético) e em laranja o ajuste feito pelo DOBBY.

espectros 2 e 4 são mais avermelhados, o que condiz com suas respectivas galáxias: a galáxia 2 é uma galáxia aposentada e a 4 uma galáxia já mais avermelhada edge-on, na qual a luz das estrelas tem que atravessar uma coluna de poeira grande antes de chegar até nós. As galáxias 1, 3 e 5 são mais azuladas por tratarem-se de galáxias com formação estelar.

Com respeito às linhas de emissão, podemos ver que o DOBBY ajusta bem as linhas de emissão, rodando em modo automático. No caso da galáxia 2, com linhas fracas de $H\beta$ e $[O\ III]$, vemos que os vínculos ajudam o código a medir linhas fracas escondidas no ruído, como por exemplo a linha de $[O\ III]\lambda 4959$.

No caso da merger (galáxia 5), como há muito gás em movimento por causa da colisão das galáxias as linhas de emissão parecem bem mais alargadas. De fato, a dispersão de velocidades para $H\alpha$ é 74 km/s para esse pixel da merger, enquanto para a galáxia do pixel SFc da galáxia 3 é somente 22 km/s. Os vínculos demonstraram não ter problemas mesmo em casos de linhas alargadas por alto movimento e dispersão do gás.

3.4.3 Diagramas de razões de linhas

Assim como mostramos os mapas e os espectro para cada galáxia selecionada, outra informação interessante que podemos mostrar para cada uma é um diagrama de razões de linhas de emissão BPT (Baldwin; Phillips; Terlevich, 1981). Podemos dizer que o diagrama BPT aqui apresentado é o mais famoso: no eixo y temos a razão de $[O\ III]\lambda 5007$ por $H\beta$ e no eixo x a razão de $[N\ II]\lambda 6584$ por $H\alpha$; chamaremos esse diagrama simplesmente de BPT daqui em diante.

O BPT é usado para distinguir o mecanismo de ionização do gás. Algumas linhas de separação empíricas e teóricas foram propostas ao longo dos anos para distinguir ionização por estrelas jovens e quentes de outras fontes de ionização (AGNs, choques, HOLMES). Apresentamos nos nossos diagramas 3 curvas que correspondentes às linhas propostas por Stasińska et al. (2006, daqui em diante S06), Kauffmann et al. (2003b, daqui em diante K03) e Kewley et al. (2001, daqui em diante K01). A região abaixo da S06 (teórica, feita com modelos de fotoionização) pode ser explicada somente com formação estelar. A região acima de S06 precisa de uma fonte de ionização mais dura do que estrelas jovens.

Na Figura 30, mostramos diagramas BPTs para as regiões das

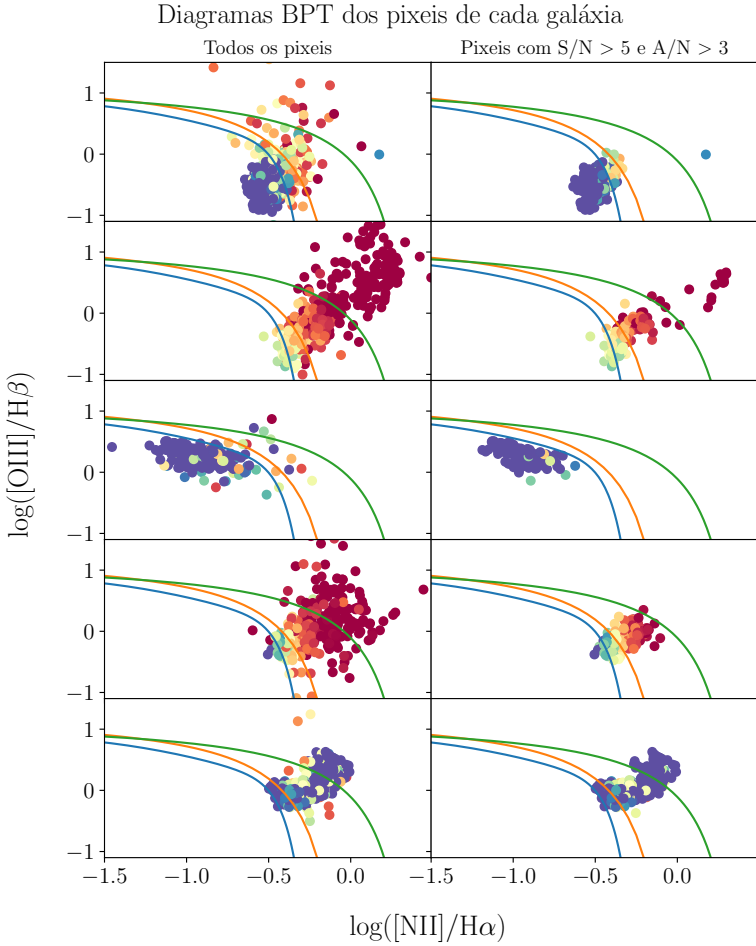


Figura 30 – Diagramas BPT de cada pixel das galáxias exemplo, na mesma ordem anteriormente apresentada. Na coluna da esquerda mostramos todos os pixels com linhas de emissão detectadas, e na da direita aplicamos um filtro de S/N no contínuo estelar e A/N nas razões de linhas. As linhas de separação são S06 (azul), K03 (laranja), e K01 (verde). Os pontos estão coloridos por $W_{\text{H}\alpha}$: em azul temos SFc ($W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$), em vermelho hDIG ($W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$), e pontos coloridos são mDIG ($3 < W_{\text{H}\alpha} < 14 \text{ \AA}$).

cinco galáxias exemplo nas quais conseguimos medir as quatro linhas de emissão. A coluna esquerda mostra todos os pixels com detecção de linhas, e a coluna direita aplicamos um filtro de qualidade ($S/N > 5$ no contínuo estelar na janela de 5590 a 5680 Å, e $A/N > 3$ para as quatro linhas do BPT, onde A é a amplitude da linha e N o rms do espectro residual ao redor da linha de emissão). A filtragem é feita tanto para tirar dados de má qualidade quanto para uma análise mais rigorosa.

Os pontos da Figura estão coloridos por $W_{H\alpha}$: em azul temos SFc, em vermelho hDIG, e pontos coloridos são mDIG. Com isso, corroboramos a classificação feita por largura equivalente de $H\alpha$, comparando-a com a classificação obtida através do BPT. Note que para as galáxias 1 a 4 os pontos SFc estão sempre abaixo da linha S06, e os pontos vermelhos acima dessa linha. O espectro de HOLMES é bem mais duro do que de estrelas quentes jovens, então espera-se que regiões ionizadas por HOLMES fiquem acima da linha S06. Stasińska et al. (2008) mostraram que modelos de fotoionização com HOLMES podem popular quase todo esse diagrama BPT. Note como os resultados ficam mais claros ainda quando fazemos a filtragem por qualidade dos espectros.

3.4.4 Classificação de regiões de 2602 galáxias do MaNGA

Os exemplos anteriores são uma forma didática de visualizar casos isolados e concluir que as classificações de acordo com a largura equivalente de $H\alpha$ são coerentes. Agora, passemos a uma análise sobre todos os dados do MaNGA. A Figura 31 mostra histogramas de classificação de todos os spaxels do MaNGA, como Lacerda et al. (2018) fez para o CALIFA. A amostra total possui 702623 spaxels (637412 deles com $H\alpha$ detectado).

Foi feita uma separação dos histogramas por regiões radiais e por índice de concentração (CI daqui em diante). Foram selecionados 4 recortes de raios dispostos em colunas: a primeira coluna contém todos os raios, a segunda coluna mostra regiões no centro das galáxias, e terceira e quarta colunas regiões mais externas.

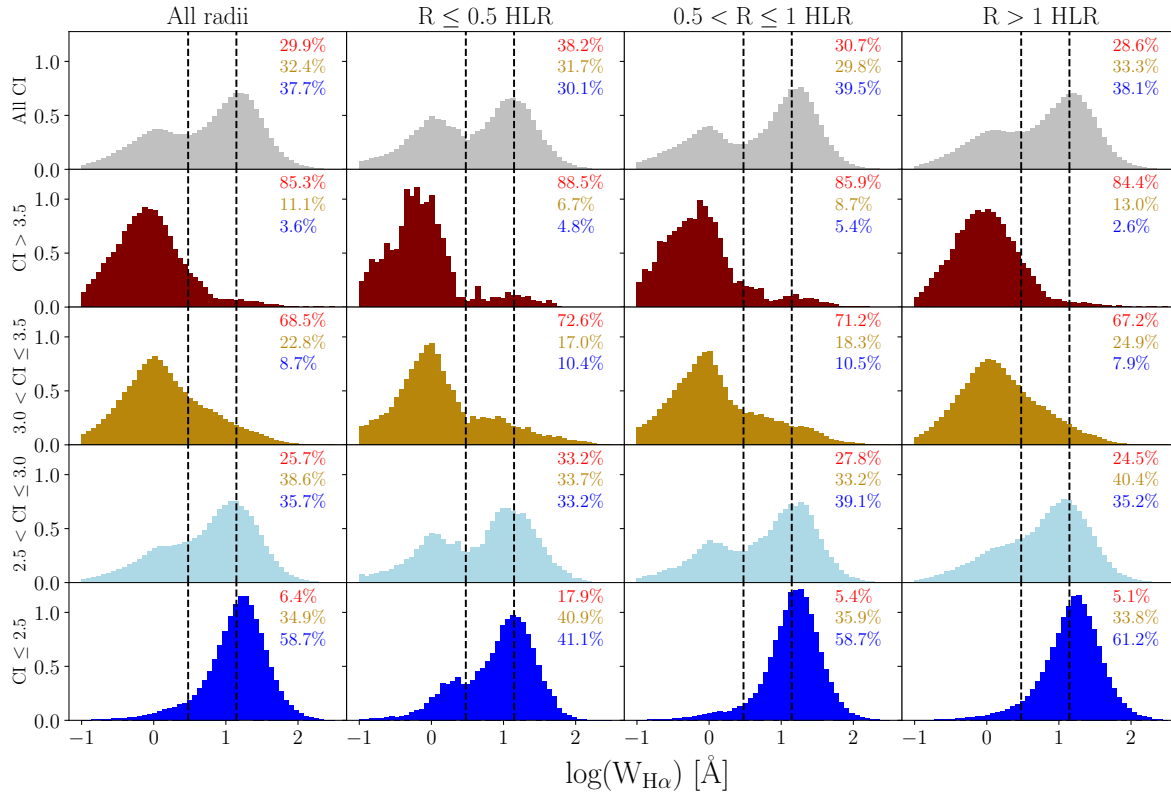


Figura 31 – Histogramas de $\log W_{H\alpha}$ para todos os spaxels do MaNGA com $H\alpha$ detectado. Cada painel mostra uma diferente filtragem. Temos a filtragem por raios (disposta nas colunas), onde filtramos os pixels que estão dentro de um determinado raio (em função do HLR). A filtragem por CI está disposta em linhas. As porcentagens em cada painel indicam a fração da luminosidade de $H\alpha$ devida a hDIG (em vermelho), mDIG (amarelo), SFc (azul).

O CI está relacionado com a morfologia de uma galáxia. CIs mais altos significam uma maior concentração na região central, o que por consequência indica galáxias elípticas; ao contrário, CIs mais baixos indicam uma menor concentração central, sugerindo assim galáxias de disco (Strateva et al., 2001). Nos cortes que fizemos, $CI \leq 2.5$ deve corresponder a galáxias Sd/c, $2.5 < CI \leq 3.0$ a galáxias Sc/b, $3.0 < CI \leq 3.5$ a galáxias Sa/S0, e $CI > 3.5$ a galáxias elípticas.

Começemos a analisar cada painel de histogramas. Quando analisamos o histograma para todos os spaxeis (superior esquerdo), percebemos uma bimodalidade na distribuição. Essa bimodalidade é notada independentemente da seleção por zona radial (considerando todos CIs), sendo um pouco menos perceptível em zonas maiores que 1 HLR. As porcentagens de brilho superficial respectiva a cada classificação (hDIG, mDIG, SFc) não são muito sensíveis ao raio, tendo uma contribuição levemente maior de hDIG em zonas mais centrais ($R < 0.5HLR$), e em zonas mais distantes do centro uma maior participação de SFc.

Analisemos agora os resultados para diferentes CIs. No caso onde $CI > 3.5$, o que implica examinar galáxias elípticas, temos uma contribuição enorme na ionização originadas por zonas hDIG. Isso era esperado, uma vez que essas seriam galáxias aposentadas ionizadas justamente por HOLMES.

Observando os casos onde $CI \leq 2.5$ (galáxias late type), prevalece a parcela das regiões ionizadas por SFc. Nas suas regiões centrais ($R < 0.5HLR$), existe uma contribuição não desprezível de hDIG, o que pode ser explicado pela concentração de estrelas mais velhas no bojo galáctico.

Galáxias com CIs intermediários apresentam propriedades intermediárias entre os dois casos extremos. Para $3.0 < CI \leq 3.5$, as distribuições de $\log W_{H\alpha}$ de CI mais alto aproxima-se das galáxias elípticas e ionizadas por HOLMES, mostrando assim ainda uma maior concentração de regiões hDIG. Entretanto as com $2.5 < CI \leq 3.0$ aproxima-se mais de galáxias espirais que possuem zonas de formação estelar, com maior contribuição das SFc na ionização do gás.

Essa análise mais global, feita com os 702623 spaxeis observados, nos ajuda a entender o contexto nos quais estão inseridos a classificação das ionizações. Com as classificações adotadas aqui mostra-se que largura equivalente de $H\alpha$ mostra-se uma boa classificadora, passível de menos erros, principalmente nos casos onde o brilho superficial poderia classificar regiões do bojo como SF. Com a separação por CI, temos exatamente o resultado esperado: galáxias elípticas são compro-

vadamente ionizadas pela classificação de hDIG corroborando com a ionização sendo feitas por HOLMES, e galáxias espirais uma concentração de zonas SFC dominando a ionização principalmente nos casos de zonas mais externas, uma vez que o bojo galáctico possui uma contribuição também de hDIG.

3.5 A RELAÇÃO MASSA–METALICIDADE–FORMAÇÃO ESTELAR NO MANGA

Os primeiros estudos que mostram que existe uma relação entre a massa estelar de uma galáxia e a sua metalicidade nebular remontam à década de 70 (Lequeux et al., 1979). A abundância do meio interestelar de uma galáxia é resultado não só do seu enriquecimento químico por estrelas que transmutam elementos leves em mais pesados e os devolvem à galáxia, mas depende também de quanto gás externo cai na galáxia (e esse gás pode ser pristino, ou pobre em metais, ou enriquecido), e também da perda de metais em ventos de supernovas. A relação massa–metalicidade, portanto, fornece pistas empíricas muito importantes para modelos de evolução de galáxias.

Com o advento de grandes bases de dados espectroscópicos no óptico para galáxias locais, como o SDSS, foi possível estudar a relação massa–metalicidade em mais detalhes. Tremonti et al. (2004) foram os primeiros a mostrar como é essa relação para mais de 50 000 galáxias, e argumentaram que a forma dessa relação é devida principalmente a ventos galácticos que removem metais das galáxias de baixa massa (e portanto de menor poço de potencial gravitacional). Esses autores, e posteriormente Ellison et al. (2008), tentaram mapear quais parâmetros físicos podem ser responsáveis pelo espalhamento da relação $M-Z$.

Lara-López et al. (2010) e Mannucci et al. (2010) alegaram que o terceiro parâmetro responsável pelo espalhamento é a taxa de formação estelar recente (SFR), visto que a entrada de gás em galáxias favorece a formação estelar, e que ventos expelindo metais são devidos a supernovas, produtos de estrelas recém-formadas. Ambos os grupos alegaram que galáxias encontram-se em um plano ‘fundamental’ no espaço tridimensional gerado por M , Z e SFR, até mesmo galáxias em alto redshift. A existência dessa relação ‘fundamental’ entre $M-Z-SFR$ foi questionada por diversos grupos: alguns dizem que ela some com diferentes indicadores de metalicidade (Kashino et al., 2016); outros que o terceiro parâmetro fundamental é a fração de gás e não a SFR (Bothwell et al., 2013); e outros, baseados em dados IFU, que ela pode ser um efeito da

abertura da fibra (Sánchez et al., 2013) ou da análise feita em bins de massa (Barrera-Ballesteros et al., 2017).

As informações sobre o gás dessas galáxias vêm das linhas de emissão de um espectro integrado da galáxia (ou, no caso do SDSS, da região central da galáxia). Como delineei na Introdução, a luminosidade da linha de $H\alpha$ nos permite deduzir a taxa de formação estelar recente (nos últimos 10 milhões de anos). Razões entre linhas de emissão fortes, como $[N II]\lambda 6584/H\alpha$, foram calibradas ou a partir de regiões H II nas quais era possível medir linhaes aurorais, ou a partir de modelos de fotoionização, e são usadas portanto como indicadores da abundância de oxigênio no meio interestelar.

A aplicação de métodos para obter O/H em galáxias a partir de razões de linhas de emissão fortes supõe implicitamente que uma galáxia pode ser modelada como uma grande região H II. No entanto, parte do gás de uma galáxia pode ser ionizado por outras fontes que não estrelas jovens, como AGNs, choques, e HOLMES. O caso das HOLMES deve ser ubíquo: essas estrelas estão por toda a parte dentro de uma galáxia, e podem ser as principais responsáveis pela ionização do gás difuso.

Com a nossa classificação de pixels do MaNGA em hDIG (ionizado por HOLMES), mDIG (misto) e SFc (com formação estelar), buscamos entender se o gás difuso causa efeitos sistemáticos na relação dita fundamental entre massa estelar, metalicidade nebular, e taxa de formação estelar atual. Para a nossa amostra total de 2602 galáxias do DR14 do MaNGA, escolhemos todos os pixels com $S/N > 3$ no contínuo ao redor de 5635 Å, e modelamos os espectros com o STARLIGHT para remover o contínuo estelar. Usamos o algoritmo DOBBY então para medir as linhas de emissão. Repetimos esse processo também para o espectro integrado de cada galáxia (somando todos os pixels que passaram o critério de S/N), para medirmos propriedades globais.

Dessa amostra, selecionamos apenas as 1594 galáxias pertencentes à amostra Primary+ (Abolfathi et al., 2018), isto é, a amostra primária com galáxias com cobertura até $1,5R_{50}$, onde R_{50} é um raio efetivo que contém metade da luz, somada à amostra Colour-Enhanced, que cobre regiões com poucas galáxias no plano massa-cor. Como os estudos da relação ‘fundamental’ sempre são feitos com galáxias com formação estelar, selecionamos as 747 galáxias cujo espectro integrado é classificado como SF segundo o critério da linha transposta de Kauffmann et al. (2003a) para o diagrama WHAN ($[N II]/H\alpha$ vs $W_{H\alpha}$), isto é, $\log[N II]/H\alpha \leq -0.32$ e $W_{H\alpha} > 3 \text{ \AA}$ (Cid Fernandes et al., 2010, 2011). A Figura 32 mostra os diagramas WHAN e BPT para a amostra Primary+ (pontos cinza) e para a nossa amostra SF (pontos

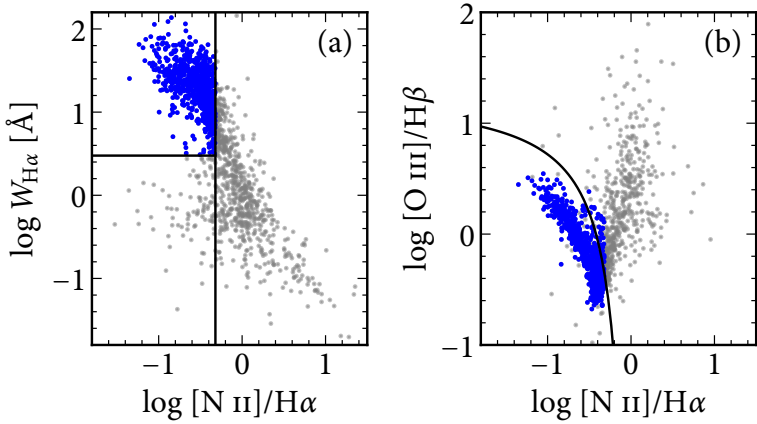


Figura 32 – A esquerda no painel (a) temos um diagrama WHAN com a linha transposta de Kauffmann et al. (2003a) (Cid Fernandes et al., 2010, 2011). A direita no painel (b) temos um diagrama BPT com a própria linha de Kauffmann et al. (2003a). Em ambos diagramas os pontos azuis representam as galáxias classificadas como SFG. Nesse processo foram utilizados os espectros integrados de cada galáxia.

azuis).

Com esses dados em mãos, reproduzimos a relação massa–metalidade–formação estelar (M – Z –SFR) no mesmo formato apresentado por Mannucci et al. (2010). Calculamos a massa estelar da seguinte maneira: somamos a massa calculada do STARLIGHT até $0,8R_{50}$, e multiplicamos esse valor por dois. A massa assim obtida é consistente com a massa calculada a partir dos fits com correção-K para fluxos elípticos petrosianos do NASA-Sloan Atlas (<https://www.sdss.org/dr14/manga/manga-target-selection/nsa/>). Para calcular a SFR, usamos a luminosidade de $H\alpha$ do espectro integrado e o fator de conversão de Asari et al. (2007) eq. 9. A metalicidade foi calculada a partir da razão $[N II]\lambda 6584/H\alpha$, onde as luminosidades de $[N II]\lambda 6584$ e $H\alpha$ são o resultado da soma das medidas de $[N II]\lambda 6584$ e $H\alpha$ spaxel a spaxel. Usamos a calibração de Marino et al. (2013), eq. 4, para achar O/H a partir de $[N II]/H\alpha$ mostrado na equação 3.1.

$$12 + \log O/H = 8.743 + 0.462 \times [N II]/H\alpha, \quad (3.1)$$

Os painéis (a) e (b) da Figura 33 mostram a relação M – Z –SFR para as 747 galáxias SF do MaNGA. Apesar de termos muito menos objetos, o nosso resultado parece refletir o que Lara-López et al. (2010) e Mannucci et al. (2010) acharam. Para uma dada massa, galáxias de maior metalicidade têm menor SFR. Ou, olhando no diagrama Z –SFR, para um bin de massa, Z tem uma leve dependência com a SFR, exceto para os bins de maior massa. O efeito parece de menor intensidade se comparado com a figura 1 de Mannucci et al. (2010); isso pode ser efeito da amostra, dos dados, da abertura da fibra, ou do calibrador da metalicidade, para citar alguns dos efeitos sistemáticos possíveis. Um estudo mais avançado sobre esses efeitos sistemáticos foge do escopo dessa dissertação; para outros estudos que tocam nesses pontos, ver Sánchez et al. (2013), Kashino et al. (2016), Barrera-Ballesteros et al. (2017), por exemplo.

Nos painéis (c) e (d), temos os mesmos objetos que nos painéis superiores. A massa e a SFR são idênticas aos dos painéis (a) e (b). O que mudamos foi o cálculo de O/H : em vez de somar todos os spaxeis, excluímos aqueles classificados como hDIG; isto é, somamos apenas spaxeis mDIG e SFc para obter as luminosidades de $[N II]\lambda 6584$ e $H\alpha$. Obtemos uma nova razão $[N II]/H\alpha$ para cada galáxia e recalculamos O/H . Notamos que a relação entre Z e SFR se aplaina para as maiores massas.

Nos painéis (e) e (f), repetimos o procedimento anterior, mas agora mantendo apenas spaxeis classificados como SFc para a medida

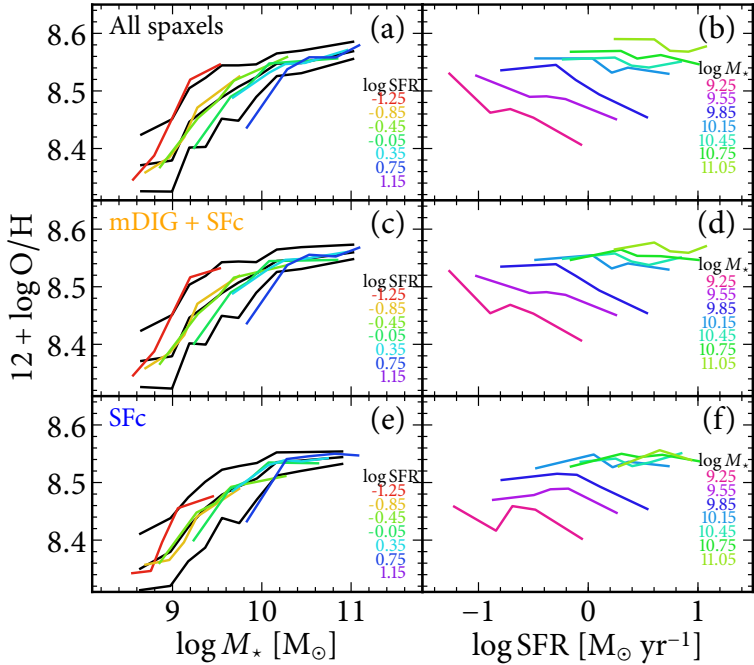


Figura 33 – Na esquerda temos gráficos da metalicidade ($12 + O/H$) por logaritmo da massa (em massa solares) Na direita é a metalicidade por taxa de formação estelar (SFR). Cada linha são computados spaxels com diferentes classificações. Na primeira linha são consideradas todas as classificações, na segunda o hDIG é desconsiderado (restando mDIG e SFc) e na ultima linha apenas zonas SFc são levadas em conta. As linhas pretas representam a mediana e os percentis (25% e 75%) da distribuição.

de $[\text{N II}]\lambda 6584$ e $\text{H}\alpha$ e o subsequente cálculo de O/H . Aqui, a relação parece quase completamente plana para todos bins de massa: a dependência da relação $M-Z$ com a SFR parece sumir completamente! Sanders et al. (2017), usando modelos semi-empíricos para misturar DIG com regiões H II , encontram também que a dependência da relação $M-Z$ fica mais fraca com a SFR ao remover a contribuição do DIG ao calcular metalicidades calculadas a partir de indicadores de razões de linhas fortes.

Esse resultado preliminar parece indicar que o DIG tem um efeito pequeno mas sistemático na metalicidade, e parece afetar relações empíricas muito importantes para modelos de evolução de galáxias. Contudo esse resultado deve ser melhor investigado, e mais testes devem ser realizados com o intuito de alcançar alguma hipótese mais conclusiva.

4 CONCLUSÃO

O foco desse trabalho, como foi dito na introdução, esteve na importância das linhas de emissão para extrair informações astrofísicas de galáxias. Para isso, necessitou-se desenvolver um código robusto, confiável, e no qual seria fácil incluir vínculos astrofísicos. Desenvolvi para isso o programa que veio a se chamar DOBBY, escrito em python, e cujo código é aberto.

Na Capítulo 2 relatou-se o desenvolvimento do programa e de suas premissas. Na sequência, mostramos testes a fim de mensurar a robustez com que o código mede as luminosidades das linhas de emissão. Para essas simulações, inserimos linhas de emissão fictícias em espectros do SDSS que não possuíam linhas de emissão aparentes. Dessa maneira, sabíamos exatamente o quanto o programa deveria medir e calculamos o desvio com relação ao valor inserido.

Os desvios com relação ao valor inserido foram expostos com ‘violin plots’. Com essa representação gráfica, pode-se, além de localizar extremos e mediana da distribuição dos dados, também visualizar função de distribuição de probabilidade do conjunto de dados. Com isso, analisamos os desvios de cada parâmetro de saída em relação ao de entrada das simulações.

Concluimos que o DOBBY consegue realizar boas medidas, com desvios bem pequenos, quando existe um alto sinal ruído na linha medida, portanto para linhas fortes o código funciona com excelência. Já para linhas mais fracas, como por exemplo $H\beta$ e $[O\ III]\lambda 5007$, casos onde o sinal-ruído da linha era baixo apresentaram grandes desvios. Do modo que concebemos as simulações, as razões de linha $H\alpha/H\beta$, $[N\ II]\lambda 6584/H\alpha$ e $[O\ III]\lambda 5007/H\beta$ eram fixas para realização, e usamos valores típicos de galáxias aposentadas para as razões $[N\ II]\lambda 6584/H\alpha$ e $[O\ III]\lambda 5007/H\beta$. Portanto, a largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$) indica em cada simulação quão fortes são as linhas. Mesmo para $W_{H\alpha} = 1\ \text{\AA}$, o programa conseguiu medir bem as linhas fortes ($H\alpha$ e $[N\ II]$). No entanto, as linhas mais fracas ($H\beta$ e $[O\ III]$) apresentaram desvios enormes; $[O\ III]\lambda 5007$ em especial às vezes nem era detectada. Para $W_{H\alpha} \geq 3\ \text{\AA}$, a mediana das medidas ficou próxima de zero, e os desvios foram bastante pequenos.

Essas limitações não são específicas do DOBBY, qualquer código semelhante deve ter dificuldade em encontrar linhas dentro do ruído. Como mostrado nas figuras do capítulo 2, algumas linhas fracas simuladas mal podiam ser visualizadas no espectro. Com esses testes tivemos,

a confiança de que o DOBBY estava pronto para ser aplicado em dados reais (pelo menos para $W_{H\alpha} \geq 3 \text{ \AA}$).

Próximo à finalização de testes do DOBBY, o projeto MaNGA disponibilizou um conjunto de dados chamado de DR14. O survey MaNGA trabalha com espectros espacialmente resolvidos (através de IFU) de galáxias próximas ($z \sim 0.3$). O código do DOBBY já tinha sido pensado para ser aplicado em cubos de dados como os de IFS.

No capítulo 3 descrevemos um pouco sobre o survey do MaNGA e seus dados. Mostramos exemplos de mapas de brilho superficial de $H\alpha$ ($\Sigma_{H\alpha}$) e de $W_{H\alpha}$ de galáxias do MaNGA. Na literatura, vinha-se usando $\Sigma_{H\alpha}$ para identificar regiões dominadas por DIG. No entanto, Lacerda et al. (2018) argumentaram que $W_{H\alpha}$ pode ser muito mais efetivo para identificar regiões DIG ionizadas por HOLMES. O estudo deles foi feito para galáxias do CALIFA.

Nesses mapas-exemplo do MaNGA, podemos destacar por exemplo a galáxia elíptica 8254-9101 (segunda linha da Figura 28). Usando $\Sigma_{H\alpha}$, seu centro seria classificado com contendo formação estelar. No entanto, o critério de $W_{H\alpha}$ indica que a ionização é compatível com HOLMES, e o fato de o brilho superficial ser mais elevado é apenas um efeito geométrico.

Para as galáxias exemplo, mostramos também diagramas de razões de linhas para os spaxeis. A interpretação da classificação SFc/mDIG/hDIG de Lacerda et al. (2018) também é compatível com a posição de spaxeis nesse diagrama. Spaxeis SFc ficam na região ‘SF’; spaxeis mDIG e hDIG formam uma sequência que migra para a direita do diagrama, que necessita de uma fonte de ionização mais dura (por exemplo, HOLMES).

Partimos então para uma análise mais global da amostra do MaNGA. Mostramos histogramas de $W_{H\alpha}$, separando spaxeis de acordo com a posição radial dentro da galáxia. Também mostramos histogramas para galáxias de diferentes índices de concentração, que são indicadores da classificação morfológica das galáxias. Pode-se perceber que para índices de concentração altos (galáxias elípticas), a concentração de hDIG é maior e de forma gradual vai diminuindo para índices de concentração baixos (galáxias espirais). As galáxias de menor índice de concentração (espirais) têm regiões hDIG principalmente para raios menores – indicando a presença de um bojo de estrelas velhas.

Inspirados na coerência dessa classificação, fizemos alguns testes preliminares para determinar o impacto do DIG em propriedades globais de galáxias. Investigamos a dependência do espalhamento da relação massa–metallicidade–formação estelar para uma subamostra de

galáxias do MaNGA classificadas como SF de acordo com o seu espectro integrado.

Usando o espectro total, encontramos que a massa–metallicidade depende da formação estelar, apesar de não tão fortemente quanto indicam trabalhos anteriores com dados do SDSS, como Mannucci et al. (2010), Lara-López et al. (2010). Repetimos então o cálculo da metalicidade nebular removendo spaxeis classificados como hDIG (só restando mDIG e SFc) e posteriormente hDIG e mDIG (só restando os SFc). Como spaxeis hDIG e mDIG têm maiores valores de $[N II]/H\alpha$ e $[O III]/H\beta$, como vimos no BPT, eles podem afetar sistematicamente a medida do $[N II]/H\alpha$ integrado.

Com essa filtragem nos dados, pode-se perceber na relação entre metalicidade (Z) e taxa de formação estelar (SFR) um aplainamento para os maiores bins de massa. A dependência da relação massa–metallicidade com SFR torna-se quase imperceptível quando temos apenas spaxeis classificados como SFc. Esse resultado preliminar parece indicar que o DIG tem um efeito pequeno mas sistemático na metalicidade, e parece afetar relações empíricas muito importantes para modelos de evolução de galáxias.

Mostramos que o DOBBY pode ser aplicado a dados IFS com sucesso. Como passos futuros, podemos atacar diversos problemas relacionados a linhas de emissão em galáxias. Continuando na linha da relação massa–metallicidade–formação estelar, podemos explorar questões em aberto sobre essa relação: há efeitos sistemáticos ligados à abertura da fibra? O que muda com a calibração de metalicidade com linhas fortes? A diferença entre MaNGA, CALIFA e SDSS é um efeito da seleção da amostra? Esperamos que essas e outras perguntas sejam respondidas em um futuro não muito distante.

REFERÊNCIAS

- Abolfathi, B. et al. The Fourteenth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey: First Spectroscopic Data from the Extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey and from the Second Phase of the Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment. **ApJS**, v. 235, p. 42, abr. 2018.
- Asari, N. V. et al. The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. **MNRAS**, v. 381, p. 263–279, out. 2007.
- Baldwin, J. A.; Phillips, M. M.; Terlevich, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **PASP**, v. 93, p. 5–19, fev. 1981.
- BAMFORD, S. P. et al. Revealing components of the galaxy population through nonparametric techniques. **Mon. Not. Roy. Astron. Soc.**, v. 391, p. 607, 2008.
- Barrera-Ballesteros, J. K. et al. Separate Ways: The Mass-Metallicity Relation Does Not Strongly Correlate with Star Formation Rate in SDSS-IV MaNGA Galaxies. **ApJ**, v. 844, p. 80, jul. 2017.
- Bothwell, M. S. et al. A fundamental relation between the metallicity, gas content and stellar mass of local galaxies. **MNRAS**, v. 433, p. 1425–1435, ago. 2013.
- Bruzual, G.; Charlot, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. **MNRAS**, v. 344, p. 1000–1028, out. 2003.
- Bundy, K. et al. Overview of the SDSS-IV MaNGA Survey: Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory. **ApJ**, v. 798, p. 7, jan. 2015.
- BURKE, D. et al. **sherpa/sherpa: Sherpa 4.10.0**. maio 2018. Disponível em: <<https://doi.org/10.5281/zenodo.1245678>>.
- Cid Fernandes, R. et al. A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN? **MNRAS**, v. 413, p. 1687–1699, maio 2011.
- Cid Fernandes, R. et al. Alternative diagnostic diagrams and the ‘forgotten’ population of weak line galaxies in the SDSS. **MNRAS**, v. 403, p. 1036–1053, abr. 2010.

Ellison, S. L. et al. Clues to the Origin of the Mass-Metallicity Relation: Dependence on Star Formation Rate and Galaxy Size. **ApJ**, v. 672, p. L107–L110, jan. 2008.

Flores-Fajardo, N. et al. Ionization of the diffuse gas in galaxies: hot low-mass evolved stars at work. **MNRAS**, v. 415, p. 2182–2192, ago. 2011.

FUJII, M. S.; ZWART, S. P. The origin of ob runaway stars. **Science**, American Association for the Advancement of Science, v. 334, n. 6061, p. 1380–1383, 2011. ISSN 0036-8075. Disponível em: <<http://science.sciencemag.org/content/334/6061/1380>>.

Izotov, Y. I. et al. Eight per cent leakage of Lyman continuum photons from a compact, star-forming dwarf galaxy. **Nature**, v. 529, p. 178–180, jan. 2016.

Kashino, D. et al. Hide-and-seek with the Fundamental Metallicity Relation. **ApJ**, v. 823, p. L24, jun. 2016.

Kauffmann, G. et al. The host galaxies of active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 346, p. 1055–1077, dez. 2003.

Kauffmann, G. et al. The dependence of star formation history and internal structure on stellar mass for 10^5 low-redshift galaxies. **MNRAS**, v. 341, p. 54–69, maio 2003.

Kennicutt JR., R. C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. **ARA&A**, v. 36, p. 189–232, 1998.

Kewley, L. J. et al. Theoretical Modeling of Starburst Galaxies. **ApJ**, v. 556, p. 121–140, jul. 2001.

Kewley, L. J. et al. The host galaxies and classification of active galactic nuclei. **MNRAS**, v. 372, p. 961–976, nov. 2006.

LACERDA, E. A. D. **Gás ionizado difuso em galáxias do CALIFA survey**. Tese (Doutorado) — Universidade Federal de Santa Catarina, Florianópolis, 2018. Disponível em: <<https://drive.google.com/file/d/1HUM-lzILWdjuRvseV3aP0J7WBfgxh4hQ/view>>. Acesso em: 13 ago. 2018.

Lacerda, E. A. D. et al. Diffuse ionized gas in galaxies across the Hubble sequence at the CALIFA resolution. **MNRAS**, v. 474, p. 3727–3739, mar. 2018.

Lara-López, M. A. et al. A fundamental plane for field star-forming galaxies. **A&A**, v. 521, p. L53, out. 2010.

Le Borgne, J.-F. et al. STELIB: A library of stellar spectra at $R \sim 2000$. **A&A**, v. 402, p. 433–442, maio 2003.

Lequeux, J. et al. Chemical composition and evolution of irregular and blue compact galaxies. **A&A**, v. 80, p. 155–166, dez. 1979.

Mannucci, F. et al. A fundamental relation between mass, star formation rate and metallicity in local and high-redshift galaxies. **MNRAS**, v. 408, p. 2115–2127, nov. 2010.

Marino, R. A. et al. The O3N2 and N2 abundance indicators revisited: improved calibrations based on CALIFA and T_e -based literature data. **A&A**, v. 559, p. A114, nov. 2013.

Mármol-Queraltó, E. et al. Integral field spectroscopy of a sample of nearby galaxies. I. Sample, observations, and data reduction. **A&A**, v. 534, p. A8, out. 2011.

OSTERBROCK, D.; FERLAND, G. **Astrophysics Of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei**. University Science Books, 2006. ISBN 9781891389344. Disponível em:
<<https://books.google.com.br/books?id=HgfrkDjBD98C>>.

Riffel, R. A. profit: a new alternative for emission-line profile fitting. **Ap&SS**, v. 327, p. 239–244, jun. 2010.

Rola, C.; Pelat, D. On the estimation of intensity for low S/N ratio narrow emission lines. **A&A**, v. 287, p. 676–684, jul. 1994.

Sánchez, S. F. et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. IV. Third public data release. **A&A**, v. 594, p. A36, out. 2016.

Sánchez, S. F. et al. CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. I. Survey presentation. **A&A**, v. 538, p. A8, fev. 2012.

Sánchez, S. F. et al. Mass-metallicity relation explored with CALIFA. I. Is there a dependence on the star-formation rate? **A&A**, v. 554, p. A58, jun. 2013.

Sanders, R. L. et al. Biases in Metallicity Measurements from Global Galaxy Spectra: The Effects of Flux Weighting and Diffuse Ionized Gas Contamination. **ApJ**, v. 850, p. 136, dez. 2017.

Sarzi, M. et al. The SAURON project - V. Integral-field emission-line kinematics of 48 elliptical and lenticular galaxies. **MNRAS**, v. 366, p. 1151–1200, mar. 2006.

Stasińska, G. et al. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts. **MNRAS**, v. 371, p. 972–982, set. 2006.

Stasińska, G. et al. Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey. **MNRAS**, v. 391, p. L29–L33, nov. 2008.

Strateva, I. et al. Color Separation of Galaxy Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data. **AJ**, v. 122, p. 1861–1874, out. 2001.

The Astropy Collaboration et al. The Astropy Project: Building an inclusive, open-science project and status of the v2.0 core package. **ArXiv e-prints**, jan. 2018.

Tremonti, C. A. et al. The Origin of the Mass-Metallicity Relation: Insights from 53,000 Star-forming Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. **ApJ**, v. 613, p. 898–913, out. 2004.

Wesson, R. ALFA: an automated line fitting algorithm. **MNRAS**, v. 456, p. 3774–3781, mar. 2016.

Wesson, R.; Stock, D. J.; Scicluna, P. Understanding and reducing statistical uncertainties in nebular abundance determinations. **MNRAS**, v. 422, p. 3516–3526, jun. 2012.

Zhang, K. et al. SDSS-IV MaNGA: the impact of diffuse ionized gas on emission-line ratios, interpretation of diagnostic diagrams and gas metallicity measurements. **MNRAS**, v. 466, p. 3217–3243, abr. 2017.

APÊNDICE A – Código do Dobby

A seguir tem-se a transcrição da função de fitting do DOBBY, que está disponibilizada dentro do PYCASSO2, disponível em <https://bitbucket.org/streeto/pycasso2>.

```
from os import path
```

```
import numpy as np
```

```
from astropy.table import Table
from astropy.modeling import fitting
import astropy.constants as const
from astropy import log
from pycasso2.dobby import flags
```

```
c = const.c.to('km/s').value
```

```
def calc_cont_EW(_ll, _f_syn, flux_integrated,
                 linename, lines_windows):
    # Calculate continuum and equivalent width
    a, b, central_lambda = local_continuum(_ll,
                                           _f_syn, linename, lines_windows,
                                           return_continuum = False)
    C = a * central_lambda + b
    EW = flux_integrated / C
```

```
return EW
```

```
def local_continuum(_ll, _f_res, linename,
                   lines_windows, return_continuum = True, debug =
                   False):
    # Select a line from our red/blue continua
    # table
    flag_line = ( np.char.mod('%d', lines_windows[ '
    namel' ]) == linename)

    # Get the blue and red continuum median
    flag_blue = (_ll >= lines_windows[flag_line][ '
    blue1' ]) & (_ll <= lines_windows[flag_line
    ][ 'blue2' ])
```

```

flag_red = (_ll >= lines_windows[flag_line][ '
    red1']) & (_ll <= lines_windows[flag_line][
    'red2'])
blue_median = np.ma.median(_f_res[flag_blue])
red_median = np.ma.median(_f_res[flag_red])

# Deal with completely masked windows
if np.ma.is_masked(blue_median):
    blue_median = 0.
if np.ma.is_masked(red_median):
    red_median = 0.

# Get the midpoint wavelengths
blue_lambda = (lines_windows[flag_line][ 'blue1'
    ] + lines_windows[flag_line][ 'blue2' ]) [0] /
    2.
red_lambda = (lines_windows[flag_line][ 'red1'
    ] + lines_windows[flag_line][ 'red2' ]) [0] /
    2.
central_lambda = lines_windows[flag_line][ '
    central' ][0]

# Calculate line parameters
a = (red_median - blue_median) / (red_lambda -
    blue_lambda)
b = blue_median - a * blue_lambda

flag_cont = (_ll >= lines_windows[flag_line][ '
    blue1' ]) & (_ll <= lines_windows[flag_line
    ][ 'red2' ])
local_cont = a * _ll + b

flag_windows = (flag_blue) | (flag_red)

if debug:
    import matplotlib.pyplot as plt
    plt.figure('fit2')
    plt.clf()
    plt.plot(_ll, _f_res)
    plt.plot(blue_lambda, blue_median, 'xb')
    plt.plot(red_lambda, red_median, 'xr')

```

```

plt.plot(central_lambda, a*central_lambda +
         b, 'xk')

if return_continuum:
    return local_cont, flag_cont, flag_windows
else:
    return a, b, central_lambda

def fit_strong_lines(_ll, _f_res, _f_syn, _f_err,
                    kinematic_ties_on = True,
                    balmer_limit_on = True,
                    model = 'resampled_gaussian',
                    vd_inst = None, vd_kms =
                    True,
                    lines_windows_file = None,
                    saveAll = False, saveHDF5 =
                    False, saveTXT = False,
                    outname = None, outdir = None,
                    debug = False, **kwargs):

    if lines_windows_file is None:
        lines_windows = Table.read(path.join(path.
            dirname(__file__), 'lines.dat'), format
            = 'ascii.commented_header')
    else:
        lines_windows = Table.read(
            lines_windows_file, format = 'ascii.
            commented_header')

    if model == 'resampled_gaussian':
        from .models.resampled_gaussian import
            MultiResampledGaussian
        elModel = MultiResampledGaussian
    elif model == 'gaussian':
        from .models.gaussian import MultiGaussian
        elModel = MultiGaussian
    else:
        raise Exception('@@>_No_model_found._Giving
            _up.')
```

```

# Get central wavelength for each line
def get_central_wavelength(name):
    l0 = np.zeros(len(name))
    for il, linename in enumerate(name):
        flag_line = ( np.char.mod('%d',
            lines_windows['namel']) == linename
        )
        l0[il] = lines_windows[flag_line]['
            central'][0]
    return l0

# Get vd_inst
def get_vd_inst(vd_inst, name, l0, vd_kms):

    if vd_inst is None:
        return [0. for n in name]

    elif np.isscalar(vd_inst):
        if vd_kms:
            return [vd_inst for n in name]
        else:
            return [c * vd_inst / l for l in
                l0]

    elif type(vd_inst) is dict:
        if vd_kms:
            return [vd_inst[n] for n in name]
        else:
            return [c * vd_inst[n] / l for l, n
                in zip(l0, name)]

    else:
        raise Exception('Check_vd_inst, _must_be
            _a_scalar_or_dictionary:_%s' %
            vd_inst)

def do_fit(model, ll, lc, flux, err,
    min_good_fraction=.5):
    fitter = fitting.LevMarLSQFitter()

```



```

good = ~np.ma.getmaskarray(flux) & ~np.ma.
    getmaskarray(lc)
good_fraction = good.sum() / lc.count()
if good_fraction > min_good_fraction:
    fitted_model = fitter(model, ll[good],
        (flux - lc)[good], weights=err[good]
        )**-1, maxiter=500)
    flag = interpret_fit_result(fitter.
        fit_info)
    return fitted_model, flag
else:
    log.warn('Too few data points for
        fitting (%d/%d), flagged.' % (
            good.sum(), lc.count()))
    return model.copy(), flags.no_data

def interpret_fit_result(fit_info):
    log.debug('nfev:%d, ierr:%d' % (fit_info[
        'nfev'], fit_info['ierr']))
    if fit_info['ierr'] not in [1, 2, 3, 4]:
        log.warn('Bad fit, cause:%s' %
            fit_info['message'])
        return flags.bad_fit
    else:
        return 0

# Normalize spectrum by the median, to avoid
# problems in the fit
med = np.median(_f_syn.compressed())
if not np.isfinite(med):
    raise Exception('Problems with synthetic
        spectra, median is non-finite.')

f_res = _f_res / np.abs(med)
f_err = _f_err / np.abs(med)

# Get local pseudocontinuum
el_extra = {}
total_lc = np.ma.zeros(len(_ll))
total_lc.mask = True

```

```

# Continuum only for Ha
l, f, fw = local_continuum(_ll, _f_res, '6563',
                           lines_windows)
lc = np.ma.masked_array(l, mask=~f)
lc_rms = np.ma.std((_f_res - lc)[(f)&(fw)])
name     = ['6563', '6548', '6584']
linename = ['Halpha', '[NII]6548', '[NII]6584',
            ]
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n] = { 'linename' : ln,
                    'local_cont' : lc,
                    'rms_lc'    : lc_rms }

fc = ~lc.mask
total_lc[fc] = lc[fc]
total_lc.mask[fc] = False

# Continuum for Hb
l, f, fw = local_continuum(_ll, _f_res, '4861',
                           lines_windows)
lc = np.ma.masked_array(l, mask=~f)
lc_rms = np.ma.std((_f_res - lc)[(f)&(fw)])
name     = ['4861']
linename = ['Hbeta']
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n] = { 'linename' : ln,
                    'local_cont' : lc,
                    'rms_lc'    : lc_rms }

fc = ~lc.mask
total_lc[fc] = lc[fc]
total_lc.mask[fc] = False

# Continuum for Hg
l, f, fw = local_continuum(_ll, _f_res, '4340',
                           lines_windows)
lc = np.ma.masked_array(l, mask=~f)
lc_rms = np.ma.std((_f_res - lc)[(f)&(fw)])
name     = ['4340']
linename = ['Hgamma']
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n] = { 'linename' : ln,

```

```

                                'local_cont' : lc ,
                                'rms_lc'      : lc_rms }

fc = ~lc.mask
total_lc[fc] = lc[fc]
total_lc.mask[fc] = False

# Continuum only for [OIII]5007
l, f, fw = local_continuum(_ll, _f_res, '5007',
                           lines_windows)
lc = np.ma.masked_array(l, mask=~f)
lc_rms = np.ma.std((_f_res - lc)[(f)&(fw)])
name     = ['4959', '5007']
linename = ['[OIII]4959', '[OIII]5007']
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n] = { 'linename' : ln ,
                    'local_cont' : lc ,
                    'rms_lc'    : lc_rms }

fc = ~lc.mask
total_lc[fc] = lc[fc]
total_lc.mask[fc] = False

# Continuum only for [OII]3726
l, f, fw = local_continuum(_ll, _f_res, '3726',
                           lines_windows)
lc = np.ma.masked_array(l, mask=~f)
lc_rms = np.ma.std((_f_res - lc)[(f)&(fw)])
name     = ['3726', '3729']
linename = ['[OII]3726', '[OII]3729']
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n] = { 'linename' : ln ,
                    'local_cont' : lc ,
                    'rms_lc'    : lc_rms }

fc = ~lc.mask
total_lc[fc] = lc[fc]
total_lc.mask[fc] = False

# Continuum only for [SII]6716
l, f, fw = local_continuum(_ll, _f_res, '6716',
                           lines_windows)
lc = np.ma.masked_array(l, mask=~f)
lc_rms = np.ma.std((_f_res - lc)[(f)&(fw)])

```

```

name      = [ '6716' , '6731' ]
linename  = [ '[SII]6716' , '[SII]6731' ]
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n] = { 'linename' : ln ,
                   'local_cont' : lc ,
                   'rms_lc' : lc_rms }

fc = ~lc.mask
total_lc[fc] = lc[fc]
total_lc.mask[fc] = False

el_extra['total_lc'] = total_lc

log.debug('Fitting_Ha_and_[NII]... ')

# Parameters
name = [ '6563' , '6548' , '6584' ]
l0 = get_central_wavelength(name)
_vd_inst = get_vd_inst(vd_inst , name, l0 ,
                       vd_kms)
for il , ln in enumerate(name):
    el_extra[ln]['vd_inst'] = _vd_inst[il]

# Get local continuum
lc = el_extra[name[0]]['local_cont'] / np.abs(
    med)

# Start model
mod_init_HaN2 = elModel(l0 , flux=0.0, v0=0.0,
                        vd=50.0, vd_inst=_vd_inst , name=name,
                        v0_min=-500.0, v0_max=500.0, vd_min= 0.0,
                        vd_max=500.0)

# Ties
mod_init_HaN2['6584'].flux.tied = lambda m: 3 *
    m['6548'].flux
if kinematic_ties_on:
    mod_init_HaN2['6548'].v0.tied = lambda m: m
        ['6584'].v0
    mod_init_HaN2['6548'].vd.tied = lambda m: m
        ['6584'].vd

```

```

# Fit
mod_fit_HaN2, _flag = do_fit(mod_init_HaN2, _ll
    , lc, f_res, f_err)
for ln in name:
    el_extra[ln]['flag'] = _flag

if debug:
    import matplotlib.pyplot as plt
    plt.figure('fit1')
    plt.clf()
    plt.plot(_ll, f_res)
    plt.plot(_ll, mod_fit_HaN2(_ll)+lc)

log.debug('Fitting Hb and Hg...')

# Parameters
name = ['4861', '4340']
l0 = get_central_wavelength(name)
_vd_inst = get_vd_inst(vd_inst, name, l0,
    vd_kms)
for il, ln in enumerate(name):
    el_extra[ln]['vd_inst'] = _vd_inst[il]

# Get local continuum for Hb and Hg
lc = np.ma.zeros(len(_ll))
lc.mask = True
for n in name:
    fc = ~el_extra[n]['local_cont'].mask
    lc[fc] = el_extra[n]['local_cont'][fc]
    lc.mask[fc] = False
lc /= np.abs(med)

# Start model
# Fitting Ha too because the single model has a
# problem,
# and many things are based on the compounded
# model.
mod_init_HbHg = elModel(l0, flux=0.0, v0=
    mod_fit_HaN2['6563'].v0, vd=mod_fit_HaN2[
    '6563'].vd, vd_inst=_vd_inst, name=name,

```

```

v0_min=-500.0, v0_max=500.0, vd_min=0.0,
vd_max=500.0)

# Ties
if kinematic_ties_on:
    mod_init_HbHg[ '4861' ].v0.fixed = True
    mod_init_HbHg[ '4861' ].vd.fixed = True
    mod_init_HbHg[ '4340' ].v0.fixed = True
    mod_init_HbHg[ '4340' ].vd.fixed = True

if balmer_limit_on:
    mod_init_HbHg[ '4861' ].flux.max =
        mod_fit_HaN2[ '6563' ].flux / 2.6
    mod_init_HbHg[ '4340' ].flux.max =
        mod_fit_HaN2[ '6563' ].flux / 5.5

# Fit
mod_fit_HbHg, _flag = do_fit(mod_init_HbHg, _ll
    , lc, f_res, f_err)
for ln in name:
    el_extra[ln][ 'flag' ] = _flag

if debug:
    import matplotlib.pyplot as plt
    plt.figure('fit2')
    plt.clf()
    plt.plot(_ll, f_res)
    plt.plot(_ll, mod_fit_HbHg(_ll)+lc)

log.debug('Fitting  $[OIII]$ ...')

# Parameters
name = [ '4959', '5007' ]
l0 = get_central_wavelength(name)
_vd_inst = get_vd_inst(vd_inst, name, l0,
    vd_kms)
for il, ln in enumerate(name):
    el_extra[ln][ 'vd_inst' ] = _vd_inst[il]

# Get local continuum

```

```

lc = el_extra[name[0]]['local_cont'] / np.abc(
    med)

# Start model
mod_init_O3 = elModel(10, flux=0.0, v0=0.0, vd
    =50.0, vd_inst=vd_inst, name=name, v0_min
    =-500.0, v0_max=500.0, vd_min= 0.0, vd_max
    =500.0)

# Ties
mod_init_O3['5007'].flux.tied = lambda m: 2.97
    * m['4959'].flux
if kinematic_ties_on:
    mod_init_O3['4959'].v0.tied = lambda m: m['
        5007'].v0
    mod_init_O3['4959'].vd.tied = lambda m: m['
        5007'].vd

# Fit
mod_fit_O3, _flag = do_fit(mod_init_O3, _ll, lc
    , f_res, f_err)
for ln in name:
    el_extra[ln]['flag'] = _flag

if debug:
    import matplotlib.pyplot as plt
    plt.figure('fit3')
    plt.clf()
    plt.plot(_ll, f_res)
    plt.plot(_ll, mod_fit_O3(_ll)+lc)

log.debug('Fitting_[OII]...')

# Parameters
name = ['3726', '3729']
l0 = get_central_wavelength(name)
_vd_inst = get_vd_inst(vd_inst, name, l0,
    vd_kms)
for il, ln in enumerate(name):
    el_extra[ln]['vd_inst'] = _vd_inst[il]

```

```

# Get local continuum
lc = el_extra[name[0]]['local_cont'] / np.abs(
    med)

# Start model
mod_init_O2 = elModel(10, flux=0.0, v0=0.0, vd
    =50.0, vd_inst=_vd_inst, name=name, v0_min
    =-500.0, v0_max=500.0, vd_min= 0.0, vd_max
    =500.0)

# Ties
if kinematic_ties_on:
    mod_init_O2['3726'].v0.tied = lambda m: m['
        3729'].v0
    mod_init_O2['3726'].vd.tied = lambda m: m['
        3729'].vd

# Fit
mod_fit_O2, _flag = do_fit(mod_init_O2, _ll, lc
    , f_res, f_err)
for ln in name:
    el_extra[ln]['flag'] = _flag

if debug:
    import matplotlib.pyplot as plt
    plt.figure('fit1')
    plt.clf()
    plt.plot(_ll, f_res)
    plt.plot(_ll, mod_fit_O2(_ll)+lc)

log.debug('Fitting_{SII}...')

# Parameters
name = ['6716', '6731']
l0 = get_central_wavelength(name)
_vd_inst = get_vd_inst(vd_inst, name, l0,
    vd_kms)
for il, ln in enumerate(name):
    el_extra[ln]['vd_inst'] = _vd_inst[il]

```



```

# Get local continuum
lc = el_extra[name[0]]['local_cont'] / np.abc(
    med)

# Start model
mod_init_S2 = elModel(10, flux=0.0, v0=0.0, vd
    =50.0, vd_inst=vd_inst, name=name, v0_min
    =-500.0, v0_max=500.0, vd_min= 0.0, vd_max
    =500.0)

# Ties
if kinematic_ties_on:
    mod_init_S2['6716'].v0.tied = lambda m: m['
        6731'].v0
    mod_init_S2['6716'].vd.tied = lambda m: m['
        6731'].vd

# Fit
mod_fit_S2, _flag = do_fit(mod_init_S2, _ll, lc
    , f_res, f_err)
for ln in name:
    el_extra[ln]['flag'] = _flag

if debug:
    import matplotlib.pyplot as plt
    plt.figure('fit1')
    plt.clf()
    plt.plot(_ll, f_res)
    plt.plot(_ll, mod_fit_S2(_ll)+lc)

# Rescale by the median
el = [mod_fit_O2, mod_fit_HbHg, mod_fit_O3,
    mod_fit_HaN2, mod_fit_S2]
for model in el:
    for name in model.submodel_names:
        model[name].flux.value *= np.abc(med)

# TO DO

```

```

# Integrate fluxes (be careful not to use the
  one normalized)
flag = (_ll > 6554) & (_ll < 6573)
flux_Ha_int = _f_res[flag].sum()
#print('Fluxes: ', flux_Ha_int, mod_fit_HbHaN2
  ['6563'].flux)

# Get EWs
name      = ['6563', '6548', '6584']
linename  = ['Halpha', '[NII]6548', '[NII]6584',
  ]
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n]['EW'] = calc_cont_EW(_ll,
      _f_syn, mod_fit_HaN2[n].flux, n,
      lines_windows)

name      = ['4861', '4340']
linename  = ['Hbeta', 'Hgamma']
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n]['EW'] = calc_cont_EW(_ll,
      _f_syn, mod_fit_HbHg[n].flux, n,
      lines_windows)

name      = ['4959', '5007']
linename  = ['[OIII]4959', '[OIII]5007']
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n]['EW'] = calc_cont_EW(_ll,
      _f_syn, mod_fit_O3[n].flux, n,
      lines_windows)

name      = ['3726', '3729']
linename  = ['[OII]3726', '[OII]3729']
for n, ln in zip(name, linename):
    el_extra[n]['EW'] = calc_cont_EW(_ll,
      _f_syn, mod_fit_O2[n].flux, n,
      lines_windows)

name      = ['6716', '6731']
linename  = ['[SII]6716', '[SII]6731']
for n, ln in zip(name, linename):

```

```

        el_extra[n]['EW'] = calc_cont_EW(_ll,
            _f_syn, mod_fit_S2[n].flux, n,
            lines_windows)

    el.append(el_extra)

    if saveAll:
        saveHDF5 = True
        saveTXT = True

    if saveHDF5 or saveTXT:
        from .utils import save_summary_to_file
        save_summary_to_file(el, outdir, outname,
            saveHDF5 = saveHDF5, saveTXT = saveTXT,
            **kwargs)

    return el

if __name__ == "__main__":

    tc = Table.read('STARLIGHTv04/0414.51901.393.
        cxt', format = 'ascii', names = ('lobs', '
        fobs', 'ferr', 'flag'))
    ts = atpy.TableSet('STARLIGHTv04
        /0414.51901.393.cxt.sc4.C11.im.CCM.BN',
        type = 'starlightv4')

    #tc = Table.read('STARLIGHTv04/0404.51812.036.7
        xt', format = 'ascii', names = ('lobs', '
        fobs', 'ferr', 'flag'))
    #ts = atpy.TableSet('STARLIGHTv04
        /0404.51812.036.sc4.NA3.gm.CCM.BS', type =
        'starlightv4')

    el = fit_strong_lines_starlight(tc, ts,
        kinematic_ties_on = False)
    plot_el(ts, el, display_plot = True)

    # Test flux

```

```
l1 = ts.spectra.l_obs
f_obs = ts.spectra.f_obs
f_syn = ts.spectra.f_syn
f_res = (f_obs - f_syn)

flag_Hb = (l1 > 4850) & (l1 < 4870)
F_int = f_res[flag_Hb].sum()
print(F_int / el[0]['4861'].flux.value)

flag_Ha = (l1 > 6554) & (l1 < 6570)
F_int = f_res[flag_Ha].sum()
print(F_int / el[0]['6563'].flux.value)
```

**APÊNDICE B – Comparação de vínculos ligados e
desligados**

O DOBBY tem duas opções de vínculos que podem ser ligados e desligados. Uma delas são os vínculos cinemáticos entre linhas de emissão do mesmo íon:

- $H\alpha \longleftrightarrow H\beta$,
- $[N II]6584 \longleftrightarrow [N II]6548$,
- $[O III]5007 \longleftrightarrow [O III]4959$.

Se essa opção estiver ligada, para cada par de linhas acima o DOBBY ajustará a mesma velocidade sistêmica (v_0) e dispersão de velocidades (σ).

A outra opção é ligar ou desligar um limite inferior para razões entre as linhas de Balmer, cuja razão depende da atenuação por poeira:

- $f_{H\alpha}/f_{H\beta} \geq 2.60$,
- $f_{H\alpha}/f_{H\gamma} \geq 5.50$.

Os limites são um pouco inferior aos valor canônico de 2.86 (OSTERBROCK; FERLAND, 2006) para permitir flutuações para menores valores (de acordo com as simulações do Capítulo 2).

Usamos os espectros da galáxia 7990-12701 do MaNGA (primeira galáxia da Figura 28), visto que essa galáxia tem uma variedade de spaxeis hDIG, mDIG e SFc. As comparações abaixo são feitas sempre em relação à configuração ‘canônica’ do DOBBY, que chamados de k1b1 (kinematic ties on; Balmer limit on). As outras configurações testadas foram: k0b0 (kinematic ties off; Balmer limit off), k0b0 (kinematic ties off; Balmer limit off).

Dos 593 spaxels com contínuo estelar ajustado, selecionamos somente os 495 cujas larguras equivalentes das quatro linhas do BPT ($[N II]$, $H\alpha$, $[O III]$, $H\beta$) é maior do que 0.5 \AA na configuração canônica em todas as figuras a seguir, para eliminar casos em que as linhas são fracas demais. Todas os pontos nas figuras a seguir estão coloridos por $W_{H\beta}$, com maiores valores em cores mais escuras.

As figuras 34 a 37 mostram que relações entre razões de linhas e largura equivalente variam pouco de uma configuração a outra.

A Figura 34 mostra um diagrama BPT para cada uma das diferentes configurações de vínculos (k0b0, k1b0, k0b1, k1b1). Nessa figura comparativa não é perceptível nenhuma mudança entre as diferentes vínculos ligados ou desligando.

A Figura 35 mostra a razão das linhas $[N II]/H\alpha$ pela largura equivalente de $H\alpha$. Comparando os diagramas podese afirmar que

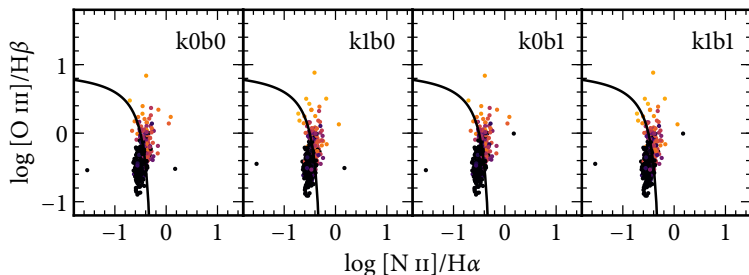


Figura 34 – Comparação do diagrama BPT para as diferentes configurações de vínculos como descrito acima.

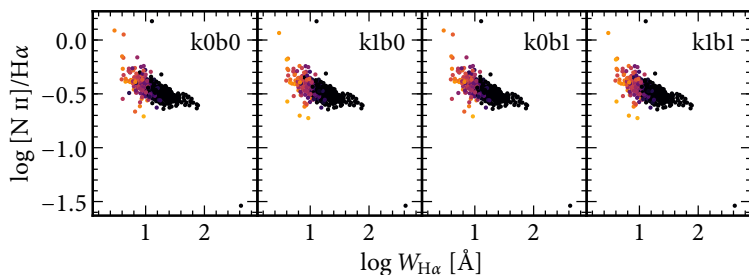


Figura 35 – Comparação da razão de linhas $[N II]/H\alpha$ por largura equivalente de $H\alpha$ para as diferentes configurações de vínculos.

o perfil do diagrama não muda, podendo existir diferenças em casos isolados (que seriam a mudança de um ponto no diagrama mostrado).

A Figura 36 mostra que o perfil da razão $[O III]/H\beta$ pela largura equivalente de $H\alpha$. Comparando os diagramas pode-se afirmar que o perfil do diagrama não muda, podendo existir diferenças em casos isolados (que seriam a mudança de um ponto no diagrama mostrado).

A Figura 37 mostra que o perfil da razão $H\alpha/H\beta$ pela largura equivalente de $H\alpha$. Comparando os diagramas pode-se afirmar que o perfil do diagrama não muda, podendo existir diferenças em casos isolados (que seriam a mudança de um ponto no diagrama mostrado).

A figura 38 compara $W_{H\alpha}$ entre as quatro configurações usadas e a canônica (o último painel é supérfluo, já que mostra k1b1 versus k1b1; resolvemos mantê-lo na figura apenas por simetria). Essa figura mostra que $W_{H\alpha}$ é virtualmente idêntica em qualquer configuração. Por isso, a comparação entre os resultados de cada configuração será

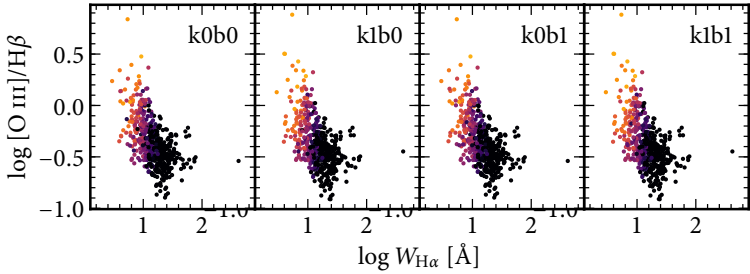


Figura 36 – Comparação da razão de linhas $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ por largura equivalente de $\text{H}\alpha$ para as diferentes configurações de vínculos.

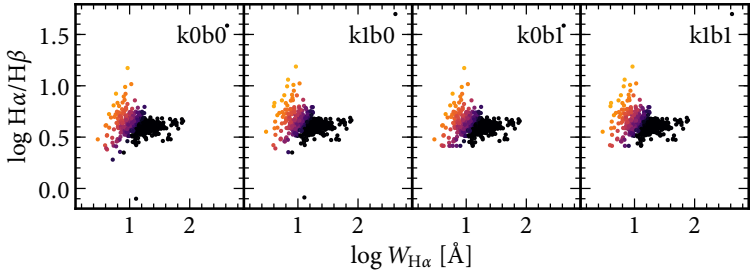


Figura 37 – Comparação da razão de linhas $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$ por largura equivalente de $\text{H}\alpha$ para as diferentes configurações de vínculos.

mostrada, nas próximas figuras, em função de $W_{\text{H}\alpha}$ da configuração canônica (k1b1).

As figuras 39 a 42 comparam os fluxos das linhas medidos em função de $W_{\text{H}\alpha}$ da configuração canônica. No eixo y , mostramos a diferença percentual entre os fluxos em uma configuração dada e a configuração canônica: $\delta[F] \equiv (F_{\text{config}} - F_{\text{k1b1}})/F_{\text{k1b1}}$. Mostramos em cada painel o valor médio ($\bar{\delta}$) e o desvio padrão (σ_{δ}) dessa diferença.

A figura 39 mostrou uma leve variação para alguns valores nas medidas do $F(\text{H}\alpha)$ quando a cinemática não estava vinculada (k0). Essa variação mostrou uma tendência a medir valores menores do que o modelo canônico como pode ser observado visualmente em k0b0 e k0b1 alguns pontos abaixo do 0 e também pelo valor de $\bar{\delta} = -0.001$. A dispersão na medida do $F(\text{H}\alpha)$ em comparação a medida canônica mostrou-se baixa com o valor de $\sigma_{\delta} = 0.006$ quando os vínculos estavam desligados (k0). Os vínculos de limites inferiores para as linhas de

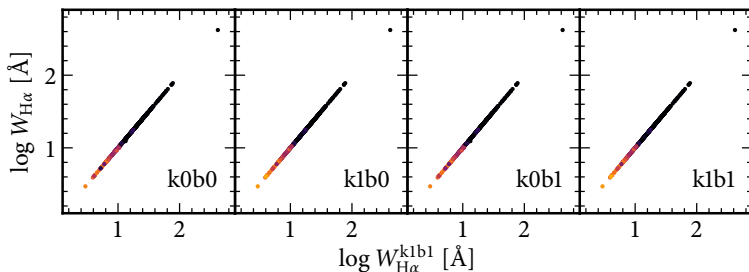


Figura 38 – Comparação da medida logarítmica de largura equivalente de $H\alpha$ para as diferentes configurações de vínculos.

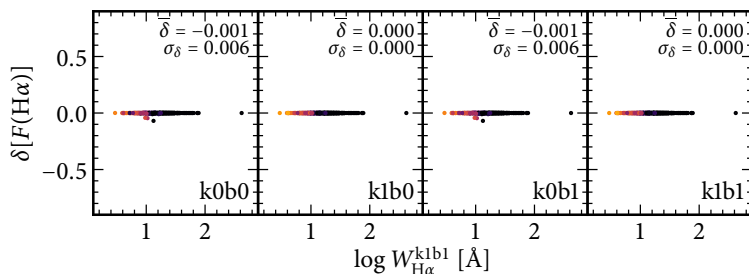


Figura 39 – Comparação das diferenças nos fluxos de $H\alpha$ ($\delta[F(H\alpha)]$) medidos relativos a medida canônica (k1b1), para as diferentes configurações de vínculos.

Balmer só poderão ter algum efeito quando analisarmos diagramas com as linhas desses vínculos ($H\beta$ e $H\gamma$), portanto nesse caso não houve diferença entre os casos b0 e b1.

A figura 40 mostrou uma variação para alguns valores nas medidas do $F([N II])$ quando a cinemática não estava vinculada (k0). Essa variação mostrou uma tendência a medir valores maiores do que o modelo canônico como pode ser observado visualmente em k0b0 e k0b1 uma maior quantidade de pontos acima do 0 e pelo valor de $\bar{\delta} = 0.026$. A dispersão na medida do $F([N II])$ em comparação a medida canônica possui o valor de $\sigma_{\delta} = 0.117$, nesse caso quando os vínculos estavam desligados (k0) demonstra que existe uma diferença significativa entre os métodos.

A figura 41 mostrou uma alta variação nas medidas do $F(H\beta)$ quando a cinemática não estava vinculada (k0) sendo representada pelo

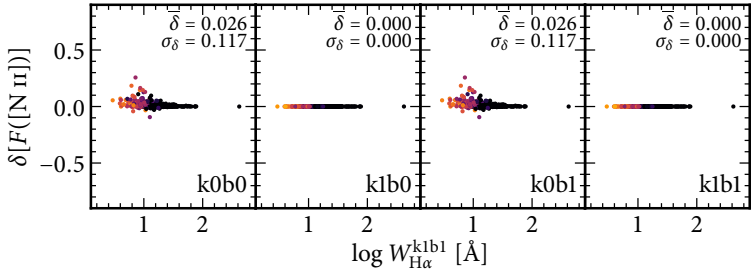


Figura 40 – Comparação das diferenças nos fluxos de [N II] ($\delta[F([NII])]$) medidos relativos a medida canônica (k1b1), para as diferentes configurações de vínculos.

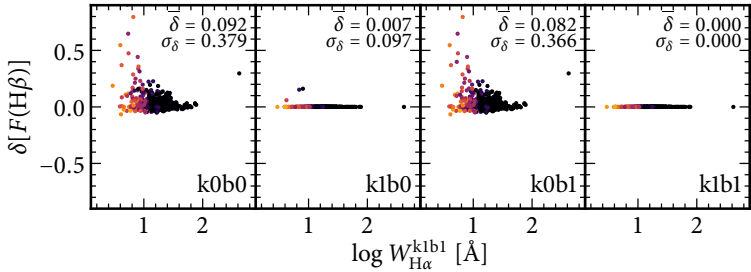


Figura 41 – Comparação das diferenças nos fluxos de $H\beta$ ($\delta[F(H\beta)]$) medidos relativos a medida canônica (k1b1), para as diferentes configurações de vínculos.

valor de $\sigma_{\delta} = 0.366$ (k0b1), o que representa um desvio padrão de 36.6% com relação as medidas do modelo canônico (k1b1). Os limites inferiores de Balmer mostraram um efeito na medida das linhas de $H\beta$, contudo esse efeito é discreto quando comparado com os efeitos dos vínculos cinemáticos. Essa variação mostrou uma tendência a medir valores maiores do que o modelo canônico como pode ser observado visualmente em k0b0 e k0b1 uma maior quantidade de pontos acima do 0 e pelo valor de $\bar{\delta} = 0.082$ (k0b1).

A figura 42 mostrou a variação alta nas medidas do $F([O III])$ quando a cinemática não estava vinculada (k0) sendo representada pelo valor de $\sigma_{\delta} = 0.652$ (k0b1), o que representa um desvio padrão de 65.2% com relação as medidas do modelo canônico (k1b1). A medida sem vínculos cinemáticos mostrou superestimar os valores do fluxo de

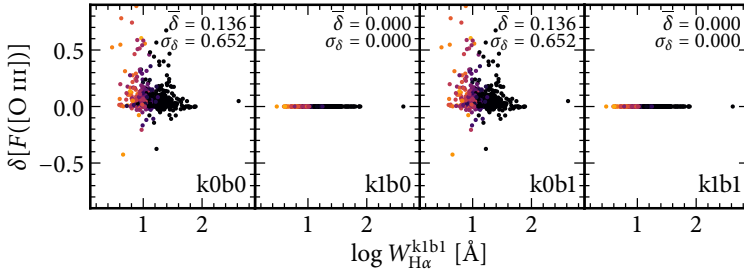


Figura 42 – Comparação das diferenças nos fluxos de [O III] ($\delta[F(\text{[O III]})]$) medidos relativos a medida canônica (k1b1), para as diferentes configurações de vínculos.

[O III] em relação ao modelo canônico como pode ser observado visualmente em k0b0 e k0b1 uma maior quantidade de pontos acima do 0 e pelo valor de $\bar{\delta} = 0.136$. Sendo assim, para esses dados da linha de [O III] a medida sem vínculos é em média 13.6% maior que a medida com vínculos.

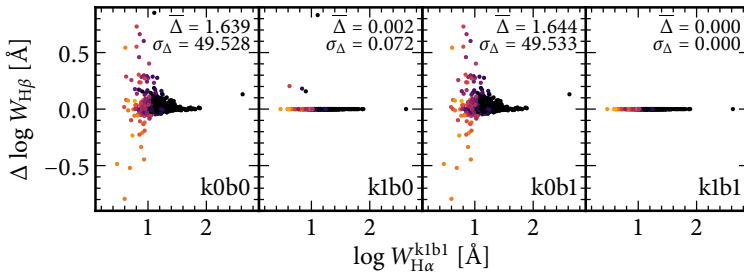


Figura 43 – Comparação de $\Delta \log W_{\text{H}\beta}$ por $\Delta \log W_{\text{H}\alpha}^{\text{k1b1}}$ para as diferentes configurações de vínculos

As Figuras 43 a 46 comparam larguras equivalentes e razões de fluxos em função de $W_{\text{H}\alpha}$ da configuração canônica. No eixo y , mostramos a diferença entre logaritmos os valores medidos em uma configuração dada e na configuração canônica: $\Delta \log x \equiv (\log x_{\text{config}}) - (\log x_{\text{k1b1}})$. Mostramos em cada painel o valor médio ($\bar{\Delta}$) e o desvio padrão (σ_{Δ}) dessa diferença.

A figura 43 mostra que a variação logarítmica da medida da largura equivalente de H β é extremamente volátil perante aos vínculos e possui valores de dispersão altíssimos com σ_{Δ} na faixa de 49.5. Nesse

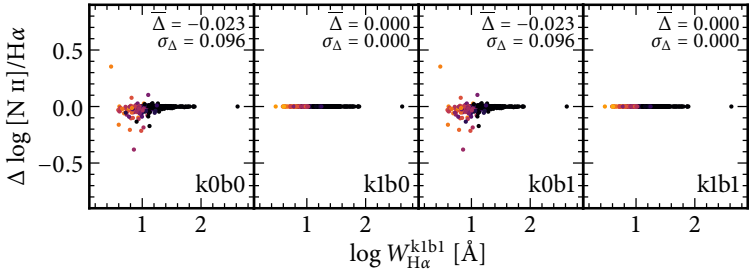


Figura 44 – Comparação de $\Delta \log[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ por $\Delta \log W_{\text{H}\alpha}^{\text{k1b1}}$ para as diferentes configurações de vínculos

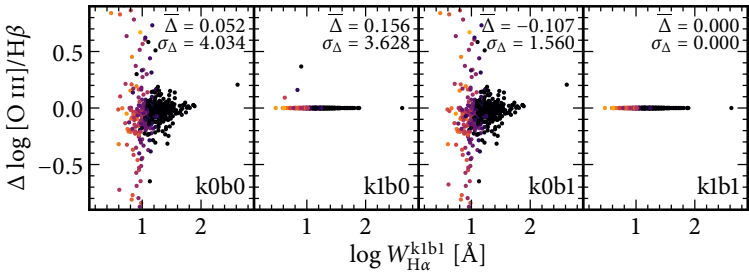


Figura 45 – Comparação de $\Delta \log[\text{O III}]/\text{H}\beta$ por $\Delta \log W_{\text{H}\alpha}^{\text{k1b1}}$ para as diferentes configurações de vínculos

caso é possível que alguns dados outliers ou com problemas estejam contaminando nossa análise.

A figura 44 mostra que existe uma dispersão bem menor para a diferença logarítmica da razão de $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ sendo isso refletido diretamente no valor de $\sigma_{\Delta} = 0.096$. Além disso existe uma certa tendência que a medida sem os vínculos serem um pouco menores mostrado pelo valor de $\bar{\Delta} = -0.023$.

Já figura 45 mostra que não existe uma certa tendência de medida maior ou menor para a razão $[\text{O III}]/\text{H}\beta$. Contudo pode-se observar uma dispersão bem maior que o caso anterior (até por tratar-se de linhas mais fracas) sendo isso refletido diretamente no valor de σ_{Δ} que para esse caso difere bastante para cada método, sendo o maior o caso sem nenhum vínculo ligado (k0b0) com o valor de 4.0. Nesse caso pode-se reparar que o vínculo de Balmer sem vínculos cinemáticos (k0b1) possui menor dispersão que os vínculos cinemáticos ligados e

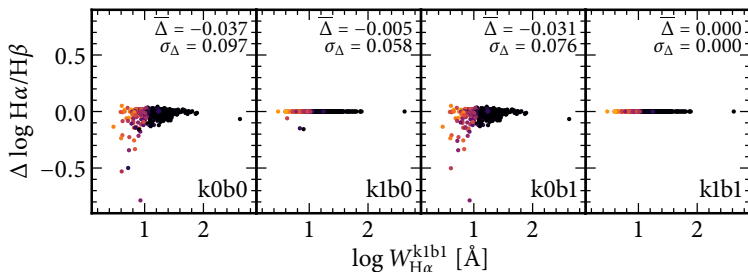


Figura 46 – Comparação de $\Delta \log H\alpha/H\beta$ por $\Delta \log W_{H\alpha}^{k1b1}$ para as diferentes configurações de vínculos

Balmer desligado (k1b0). Esse gráfico mostra o que não tinha sido mostrado até então, que é a importância dos vínculos de Balmer em casos de linhas fracas.

Por fim a figura 46 mostra que o vínculo cinemático diminui a dispersão da razão de linhas $H\alpha/H\beta$ tendo um efeito de subestimação quando tem-se os vínculos desligados mostrado pelo valor de -0.037 para $\bar{\Delta}$ (k0b0). A dispersão é principalmente afetada em larguras equivalentes de $H\alpha$ baixas, ou seja em linhas mais fracas. Esse fato já poderia ser esperado uma vez que pelas simulações do capítulo 2 foi mostrado que em larguras equivalentes baixas ($W_{H\alpha} \leq 1.0\text{\AA}$) o valor das medidas não é confiável.