

Sumário

1	Introdução	1
1.1	O todo e as partes	2
1.2	O GAS-UFSC e o IAA-CSIC	3
1.2.1	STARLIGHT + CALIFA	4
1.3	Gás ionizado difuso (DIG)	6
1.3.1	Primeiras detecções	7
1.3.2	Fonte de ionização do DIG	7
1.3.3	Como separar regiões DIG e SF	8
1.4	Este trabalho	9
2	Amostra	11
2.1	Definição da amostra deste trabalho	11
3	Classificação	15
3.1	O papel de $W_{H\alpha}$ na classificação das regiões: hDIG, mDIG e SFc	15
3.2	A distribuição observada de $W_{H\alpha}$ e a componente hDIG	16
3.2.1	Identificação das componentes hDIG, mDIG e SFc	21
4	Discussão	23
4.1	A relevância das componentes hDIG, mDIG e SFc	23

4.2	Emissão extraplanar em sistemas <i>edge-on</i>	25
A	Organizando os ajustes nebulares	27
A.1	EmLinesDataCube	27
A.1.1	Extinção estimada através do decremento de Balmer	27
A.1.2	Metalicidade Nebular	29
A.1.3	Exemplo de utilização	30
A.2	Taxa de formação estelar	32
B	Laboratório de análises	35
B.1	Pacote de análise da síntese	35
	Referências Bibliográficas	I

Lista de Figuras

2.1	Exemplo de ajuste de linha de emissão	13
2.2	Imagem <i>SDSS</i> e mapas de $\Sigma_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$	14
3.1	Histogramas de W_H	17
3.2	$\xi \times \log H_\alpha$	19
3.3	MUSE: Mapa de $W_{H\alpha}$ da galáxia NGC 6754	22
4.1	Fração cumulativa do fluxo de $H\alpha$ com o crescimento de $W_H\alpha$ para diferentes classes morfológicas	
4.2	Imagem <i>SDSS</i> e mapas de $\Sigma_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$: sistemas <i>edge-on</i>	26
A.1	Calibração da abundância de oxigênio no gás	30
A.2	Exemplo de programa utilizando o <i>EmLinesDataCube</i>	31
A.3	Diagrama BPT da galáxia NGC2916	31
A.4	Evolução temporal do número e da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada.	34
B.1	Distribuição dos resíduos reduzidos.	36
B.2	Espectros residuais nucleares das galáxias do DR2.	36

Capítulo 1

Introdução

A forma empírica usual de estudarmos galáxias é através da luz emitida pelos seus constituintes. Mais precisamente, das imagens e da distribuição espectral de energia (*Spectral energy distribution*; SED¹) que chegam até nossos telescópios, em terra ou no espaço. Diferentes componentes e eventos os modificam produzindo assinaturas características, nos possibilitando a busca de padrões e a criação de modelos que se propõem a explicar sua constituição, formação e dinâmica. Atualmente, existem diversos projetos astronômicos de levantamento de informações ou mapeamento de regiões do céu, chamados de *surveys*, formando uma rede de gigantescos bancos de dados de imagens, espectros e metainformação. Com diferentes faixas espectrais (desde raios- γ até micro-ondas), diferentes fontes de dados (espectros de galáxias integradas, espectroscopia de campo, imagens, monitoramento temporal de eventos) e diferentes objetivos, os *surveys* astronômicos permeiam por diferentes fenômenos astrofísicos. Através dessa criação e difusão em massa de informações, nossa forma de enxergar o mundo vem se tornando cada vez mais acurada quanto ao Universo. Além de estarem formando um imenso legado de informações para futuros astrofísicos, são basilares para o desenvolvimento de novas ideias e resolução dos desafios atuais da área. Neste capítulo faço uma introdução no assunto o qual esta tese está inserida, que se faz presente nesse cenário de ‘*art nouveau*’ na astronomia, com um breve resumo dos avanços que nosso grupo de astrofísica (GAS-UFSC) tem obtido nos últimos anos.

¹Quantidade de energia em cada comprimento de onda.

1.1 O todo e as partes

Galáxias são formadas por uma complexa mistura de gás, poeira, estrelas e matéria escura, distribuídas em discos, bojos e halos. Os primeiros grandes levantamentos de dados espectrais (*SDSS*², York et al. 2000; 2dFGRS³, Colless et al. 2001; são alguns exemplos) tratavam galáxias como uma fonte puntual de energia. Essa falta de informação espacial faz com que os padrões de diferentes partes com diferentes dinâmicas e regimes de ionização terminem misturadas no mesmo espectro, não sendo mais reconhecíveis. Apesar dessa limitação, muito se aprendeu (e ainda se aprende) sobre a formação e evolução das galáxias. Exemplos incluem a conexão entre o poder do núcleo ativo da galáxia (*active galactic nucleus*; AGN) e as populações estelares (Kauffmann et al. 2003); a relação entre a taxa de formação estelar (*star-formation rate*; SFR) e a massa estelar das galáxias (Brinchmann et al. 2004); a relação massa-metalicidade (MZR; Tremonti et al. 2004); a evolução química e a história de formação estelar das galáxias (Cid Fernandes et al. 2007; Asari et al. 2007); relação massa estelar-metalicidade (Vale Asari et al. 2009); e mais importantes para o escopo desta tese, a revelação de uma imensa e esquecida população de galáxias aposentadas ionizadas por estrelas quentes de baixa massa em alto estado de evolução (*hot low-mass evolved stars*; HOLMES) (Stasińska et al. 2008; Cid Fernandes et al. 2010, 2011).

Quando apenas um espectro representa uma galáxia podemos perceber que qualquer propriedade que varie em função da posição será erroneamente estimada. Outro problema acontece quando estimamos propriedades referentes a diferentes regimes de ionização na galáxia, como a metalicidade nebular⁴ por exemplo. Nesse caso, devemos levar em conta apenas os fótons gerados nas regiões de formação estelar (*star-forming*; SF), isolando-os daqueles que vêm de outros regimes nebulares, como o gás difuso ionizado (*diffuse ionized gas*; DIG), fotoionização pelo núcleo ativo ou estrelas velhas. Dessa forma, para um estudo mais preciso das propriedades derivadas dos espectros integrados e, por consequência, do viés causado por construção dos espectros, um melhor entendimento desses efeitos se faz necessário.

Um grande passo nessa direção foi dado com a criação dos *surveys* de espectroscopia de campo integral (*integral field spectroscopy*; IFS). Através da IFS podemos desvencilhar essa mistura de partes distintas, pois nessa técnica de observação temos espectros para cada parte da galáxia. Assim, para cada par espacial (x, y) temos uma dimensão espectral λ . Quanto maior

²Sloan Digital Sky Survey.

³2dF Galaxy Redshift Survey.

⁴Quantidade de elementos diferentes de Hidrogênio e Hélio presentes no gás que está formando estrelas, estimada geralmente utilizando a razão entre a abundância do Oxigênio e a do Hidrogênio.

o intervalo de comprimento de onda e melhores as resoluções espacial e espectral teremos uma mais completa definição da localização e da natureza espectral de cada uma das partes do objeto observado. Diversos *surveys* IFS já estão finalizados e com seus dados disponíveis publicamente (CALIFA⁵ DR3⁶, Sánchez et al. 2016; PINGs⁷, Rosales-Ortega et al. 2010), outros ainda estão em fase de observação e com alguns dados já disponíveis (MaNGA⁸ SDSS-IV DR13, Albareti et al. 2017; SAMI⁹ DR1, Green et al. 2017). Com o desenvolvimento de novos equipamentos como o MUSE¹⁰ e o SITELLE¹¹ poderemos estudar galáxias e suas interações com ainda mais detalhes.

Nessa direção, este trabalho utiliza dados de IFS do CALIFA para estudar a importância e a caracterização do DIG em diferentes regiões de galáxias cobrindo toda a sequência de Hubble (*Hubble types*¹²). A completa cobertura de galáxias com diferentes morfologias e diferentes inclinações faz do CALIFA um *survey* ideal para esse tipo de estudo, mesmo sabendo que a resolução espacial não nos permite uma descrição detalhada das diferentes componentes do meio interestelar (*interstellar medium*; ISM). Estudos utilizando IFS com melhor resolução já existem (Sánchez et al. 2015; Vogt et al. 2017; Rousseau-Nepton et al. 2017), mas como cobrem tão poucos objetos não podemos usá-los para um estudo mais geral como esse.

1.2 O GAS-UFSC e o IAA-CSIC

Nos últimos anos nosso grupo de Astrofísica (GAS-UFSC) aqui na Universidade Federal de Santa Catarina vem trabalhando com dados de diversos *surveys*. Nosso grupo foi pioneiro no estudo das propriedades físicas das populações estelares de aproximadamente um milhão de galáxias do SDSS através do projeto SEAGal/STARLIGHT¹³ publicando diversos artigos importantes e amplamente citados (e.g., Cid Fernandes et al. 2005; Mateus et al. 2006; Stasińska et al. 2006; Asari et al. 2007; Stasińska et al. 2008; Cid Fernandes et al. 2011).

⁵Calar Alto Legacy Integral Field Area survey.

⁶Data-release 3.

⁷PPAK IFS Nearby Galaxies survey.

⁸Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory.

⁹equipamento e *survey* são homônimos; Sydney-AAO Multi-object Integral-field spectrograph.

¹⁰The Multi Unit Spectroscopic Explorer - <https://www.eso.org/sci/facilities/develop/instruments/muse.html>

¹¹Spectromètre Imageur à Transformée de Fourier pour l'Etude en Long et en Large de raies d'Emission; <http://cfht.hawaii.edu/Instruments/Sitelte/>

¹²Tipos de Hubble; Edwin Hubble criou o diagrama de morfologia de galáxias, conhecido hoje como classificação de Hubble, classificando-as como elípticas, espirais, e irregulares. As galáxias de elípticas são conhecidas como de tipo precoce (*early-type galaxies*) e as espirais são conhecidas como de tipo tardio (*late-type galaxies*).

¹³<http://starlight.ufsc.br>

Durante este trabalho, nosso grupo de estudo de populações estelares seguiu participando de um projeto com pesquisadores do Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA), na cidade de Granada, Comunidade autônoma de Andalucía, ao sul da Espanha. Esse instituto pertence ao *Consejo Superior de Investigaciones Científicas* (CSIC), o maior órgão público (estatal) de pesquisas científicas na Espanha, e o terceiro maior da Europa. Conta com pesquisadores participantes do CALIFA *survey*, funcionando como centro físico do projeto. A pesquisadora Rosa M. González Delgado, uma das principais líderes desse projeto e também já atuou como Pesquisadora Visitante Especial (PVE-CsF) aqui na UFSC; Rubén García Benito, que faz parte do grupo de redução dos dados do *survey*; e Enrique Pérez, do grupo de populações estelares; já trabalham em nossa parceria e possuem conhecimento e domínio das técnicas exploradas por nosso projeto, além de participarem ativamente do desenvolvimento do CALIFA. Durante os últimos cinco anos nosso grupo de populações estelares no CALIFA publicou diversos artigos e quatro teses de doutorado. Paralelamente participamos de diversos congressos e conferências publicando nossos resultados. Detalhes técnicos e comparações entre *surveys* IFS podem ser encontrados em [de Amorim \(2015\)](#).

1.2.1 STARLIGHT + CALIFA

Um dos maiores frutos de toda essa parceria é nossa participação no projeto CALIFA. Dentro dele, nós analisamos todos os cubos de dados dos objetos observados utilizando o código de síntese espectral STARLIGHT e a plataforma PyCASSO (*Python CALIFA STARLIGHT synthesis organiser*), descritos em [Cid Fernandes et al. \(2013, 2014\)](#) e em [de Amorim et al. \(2017\)](#). Com a síntese de populações estelares pode-se modelar os espectros proveniente das estrelas de diferentes idades e composições químicas (metalicidade), além da correção pela aplicação de uma lei de extinção por poeira. Essa análise foi basilar para a série de estudos que aconteceram nos últimos anos, resolvendo as populações estelares destes objetos no espaço e no tempo pela primeira vez. Aqui um rápido resumo do que nós desenvolvemos até agora:

- (i) Através da história de formação estelar (*star-formation history*; SFH) espacialmente resolvida, em [Pérez et al. \(2013a\)](#) pudemos, pela primeira vez, traçar a história do crescimento da massa estelar de ~ 100 galáxias em função da distância radial. O resultado, que sugere que galáxias crescem de dentro para fora, foi confirmado por [García-Benito et al. \(2017\)](#) com uma amostra sete vezes maior.
- (ii) Informações espacialmente resolvidas e mapas 2-D das populações estelares foram usados para recuperar relações locais entre: (a) densidade superficial de massa estelar, Σ_* , e idades estelares médias ponderadas pela luz, $\langle \log t \rangle_L$ ([González Delgado et al. 2014b](#));

- (b) metalicidade estelar média ponderada pela massa, $\langle \log Z \rangle_M$, e Σ_* (González Delgado et al. 2014a); (c) a densidade superficial da taxa de formação estelar, Σ_{SFR} , que funciona como um sensor de intensidade de formação estelar, e Σ_* (González Delgado et al. 2016). Estes estudos serviram para mostrar que os processos locais empregam papel fundamental regulando a formação estelar e enriquecimento químico no disco de galáxias espirais. Já nos esferóides esses processos são regulados pela massa estelar total, M_* . Além do mais, com a comparação entre análise espectral integrada e espacialmente resolvida, encontramos que as propriedades das populações estelares são bem representadas por seus valores a 1 HLR¹⁴ González Delgado et al. (2014b).
- (iii) Estudando os perfis radiais de diversas propriedades físicas como a extinção estelar, A_V , Σ_* , $\langle \log t \rangle_L$, $\langle \log Z \rangle_M$ e seus gradientes em função da distância radial confirmamos que galáxias mais massivas são mais compactas, velhas, evoluídas quimicamente e menos avermelhadas por poeira. A dispersão nesses perfis parecem correlacionar com o tipo morfológico mostrando que para uma mesma M_* , as galáxias mais *early-types* são também mais compactas, velhas e mais evoluídas quimicamente, o que evidencia que a cessão de formação estelar está relacionada ao tipo morfológico (González Delgado et al. 2015). Nesse mesmo artigo vimos que os gradientes negativos de $\langle \log t \rangle_L$ e $\langle \log Z \rangle_M$ confirmam que galáxias crescem de dentro para fora.
- (iv) As estruturas radiais de Σ_{SFR} e a dispersão muito pequena desses perfis radiais entre galáxias espirais nos confirmaram que a sequência principal de galáxias formadoras de estrelas (*main sequence of star-formation galaxies*; MSSF) é praticamente constante em Σ_{SFR} . Os gradientes positivos dos perfis da taxa de formação estelar específica local e recente (sSFR) e o seu aumento ao irmos das galáxias *early-* para as *late-types* também sugerem que galáxias param a formação estelar de dentro para fora e esse processo acontece mais rápido em galáxias dominadas pelo bojo e não pelo disco (González Delgado et al. 2016). Nesse mesmo estudo, graças a função de seleção bem definida do CALIFA (Walcher et al. 2014) pudemos estimar a densidade de SFR no Universo local em $0.0105 \pm 0.0008 \text{ M}_\odot \text{ yr}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$, de acordo com outros estudos independentes.
- (v) Com os mapas 2-D da evolução temporal e espacial da SFH das galáxias pudemos estimar a evolução temporal da SFR, sua intensidade (Σ_{SFR}) e a sSFR. Nós encontramos que galáxias se formam muito rápido independentemente de sua massa estelar, resultando em um pico de formação estelar em alto *redshift* ($z \sim 2$), e que a formação estelar subsequente é guiada por M_* e pela morfologia, com os tipos espirais mais tardios formando estrelas por um período mais longo de tempo (González Delgado et al. 2017).

¹⁴Half-light radius. Raio que contém metade da luz da galáxia na janela espectral de normalização dos espectros. Para os espectros do CALIFA a janela escolhida foi $5635 \pm 45 \text{ Å}$.

- (vi) Estudos de objetos em interação (*mergers*) e suas comparações com galáxias espirais ‘não-interagentes’ nos revelam o papel que a interação tem sobre a história de formação estelar, qual sua extensão de atividade e também uma estimativa da época do início da interação (Cortijo-Ferrero et al. 2017a,b,c).
- (vii) Atualização do STARLIGHT que nos possibilitou a análise das populações estelares de uma forma mais precisa unindo dados fotométricos no ultra-violeta (UV) do GALEX¹⁵ (Martin et al. 2005) com os espectros ópticos do CALIFA (López Fernández et al. 2016). Dessa forma, há uma significativa diminuição nas incertezas nas propriedades estelares. Também obtemos uma melhora na resolução das populações mais jovens, pois elas contribuem majoritariamente no UV.
- (viii) Publicação de um banco de dados¹⁶ com todos os resultados da síntese de populações estelares utilizando o STARLIGHT para 445 galáxias do DR3 do CALIFA (de Amorim et al. 2017).

Todos esses resultados provêm da análise das populações estelares, mas com a síntese podemos ir além. Através dos espectros residuais podemos estudar as linhas de emissão que nos servem de fonte para estimar propriedades do gás (Asari et al. 2007), como veremos na próxima seção.

1.3 Gás ionizado difuso (DIG)

Dentre os diversos produtos indiretos da síntese de populações estelares, a medida dos fluxos integrados das linhas de emissão é peça fundamental em nosso projeto. Espectros observados carregam uma mistura de assinaturas provenientes das distintas componentes das galáxias (estrelas, gás, poeira, etc). Subtraindo os espectros observados dos espectros modelados pela síntese obtemos os espectros residuais, compostos basicamente pelas linhas de emissão. Tais assinaturas espectrais são geradas principalmente através das ionizações e recombinações de átomos dos elementos encontrados no meio interestelar, e mais densamente, nas nuvens de gás. Como descreveremos no Capítulo 2, ajustamos as principais linhas de emissão presentes nos espectros residuais com o intuito de estudarmos o regime de ionização predominante nas regiões das galáxias de nossa amostra.

¹⁵Galaxy Evolution Explorer survey.

¹⁶<http://pycasso.ufsc.br> ou <http://pycasso.iaa.es>

1.3.1 Primeiras detecções

O DIG foi detectado pela primeira vez no disco Galáctico através de linhas de emissão fracas fora de regiões H II¹⁷ clássicas (Reynolds 1971). Observações de galáxias espirais *edge-on* através de imageamento em H α (Dettmar 1990; Hoopes et al. 1996, 1999) mostraram a existência de DIG a grandes distâncias do plano galáctico. Oey et al. (2007), estudando 109 galáxias do SINGS¹⁸, chegaram à conclusão que emissão difusa em H α está presente em galáxias de todos os tipos de Hubble e representa $\sim 60\%$ da emissão total em H α , independentemente do tipo morfológico ou da SFR total.

1.3.2 Fonte de ionização do DIG

Fótons de estrelas massivas do tipo OB escapando das regiões H II é a fonte de ionização mais comumente adotada para explicar as linhas de emissão no DIG (veja o review em Haffner et al. 2009). Entretanto, razões de linhas como [N II]/H α , [S II]/H α , and [O III]/H β crescem com a altura em relação ao plano galáctico, fazendo com que seja necessário a inclusão de fontes adicionais (ou alternativas) de ionização. Hoopes & Walterbos (2003) estudaram essas razões de linhas em regiões de DIG em algumas galáxias e chegam a conclusão que nem ionização por estrelas quentes e massivas e nem fótons que escaparam de regiões H II podem explicar por si a ionização do DIG.

Diversas são as fontes que poderiam gerar esse adicional de ionização. As mais citadas são choques (Collins & Rand 2001), mistura turbulenta de camadas do meio interestelar (Slavin et al. 1993; Binette et al. 2009), reconexão magnética, raios cósmicos ou emissão fotoelétrica proveniente de pequenos grãos (Reynolds et al. 2001) e HOLMES (Flores-Fajardo et al. 2011). Em Stasińska et al. (2008) e em Cid Fernandes et al. (2011) HOLMES também foi invocado como fonte de ionização de galáxias aposentadas que apresentam linhas de emissão muito fracas. Esses sistemas pararam de formar estrelas há muito tempo e são ionizados por suas populações de estrelas velhas e quentes, produzindo razões de linhas de emissão do mesmo tipo daquelas em regiões nucleares de baixa ionização (*low-ionization nuclear emission-line region*; LINER), um fenômeno que é comum em galáxias elípticas e em bojos de galáxias espirais (Sarzi et al. 2010; Gomes et al. 2016b; Belfiore et al. 2016).

Independentemente da fonte que alimenta o DIG, seu regime nebular é diferente daquele

¹⁷Regiões formadoras de estrelas; são formadas por imensas nuvens de gás molecular, originado pelo esfriamento de gás do meio interestelar, que se fragmentam formando estruturas menores e cada vez mais densas.

¹⁸Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey.

das regiões H II, com densidades menores, menor parâmetro de ionização e temperaturas eletrônicas mais altas, portanto, não podemos negligenciar sua existência quando estamos derivando propriedades de galáxias.

1.3.3 Como separar regiões DIG e SF

As regiões de DIG e SF são separadas geralmente utilizando como base o brilho superficial de H α ($\Sigma_{H\alpha}$) por sua relação direta com a densidade do gás ionizado. [Zhang et al. \(2017\)](#), por exemplo, usa $\Sigma_{H\alpha} > 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ como critério para selecionar *spaxels* (*spectral pixels*) confiantemente dominados por regiões H II. Outros estudos não utilizam apenas um valor limite, mas ainda sim embasados em $\Sigma_{H\alpha}$ (veja a discussão em [Zurita et al. 2000](#), [Oey et al. 2007](#) e [Vogt et al. 2017](#)). No entanto, esse *approach* não é totalmente adequado, como veremos no Capítulo 3. A separação utilizando como base $\Sigma_{H\alpha}$ é conceitualmente incorreta, podendo levar a inconsistências nos resultados sob certas circunstâncias. Além do mais, $\Sigma_{H\alpha}$ não nos dá pista alguma sobre a natureza da emissão no DIG.

A fim de solucionar esse problema levamos em conta o papel do contínuo espectral utilizando a largura equivalente de H α , $W_{H\alpha}$, em nosso sistema de classificação. Como mostramos no artigo [Lacerda et al. \(2018, Apêndice ??\)](#), linha principal desta tese, $W_{H\alpha}$ consegue com sucesso diferenciar qualitativamente regimes SF e DIG. Seguindo a linha traçada por [Binette et al. \(1994\)](#), [Stasińska et al. \(2008\)](#) e [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#) na identificação de HOLMES como fonte de ionização de galáxias elípticas e de [Flores-Fajardo et al. \(2011\)](#) identificando esses como a provável fonte de ionização do DIG extraplanar, somos capazes de identificar elegantemente o gás presente no DIG que é ionizado por HOLMES, o hDIG. As regiões remanescentes (nem ionizadas apenas por HOLMES nem por SF) são provavelmente uma mistura de processos, e serão classificadas como DIG misto, o mDIG (*mixed DIG*).

Regiões H II possuem alguns *parsecs* de extensão, com algumas chegando até 0.1–0.3kpc (gigantes regiões como 30 Doradus ou NGC 604; e.g. [González Delgado & Pérez 2000](#)). A resolução espacial do CALIFA de $\sim 0.8\text{kpc}$ excede esse limite, portanto, nossas regiões classificadas como SF, por construção, contém alguma emissão difusa. Essa característica é ainda mais evidente nas regiões onde existam algum tipo de binagem espacial e, por esse motivo, daqui em diante usaremos o termo SFC (*star-forming complexes*¹⁹) como denominação dessas regiões em que a razão entre SF/DIG é grande.

¹⁹Complexos de formação estelar.

1.4 Este trabalho

Essa tese tem como cerne o artigo sobre o DIG nas regiões de galáxias do CALIFA de todos os tipos de Hubble ([Lacerda et al. 2018](#), Apêndice ??). Nele separamos aquelas com o regime de ionização dominado por formação estelar (SF) daquelas onde o gás ionizado é difuso (DIG). No Cap. 2 descrevemos a amostra de galáxias utilizadas neste trabalho e alguns detalhes técnicos. O artigo principal será dividido em dois capítulos. A apresentação do método de caracterização está no Cap. 3, e no próximo (Cap. 4) discutimos sobre tal método e sua análise. Por fim, demais artigos e trabalhos são apresentados no Cap. ??.

Capítulo 2

Amostra

Houveram dois lançamentos públicos de dados do CALIFA (DR2, [García-Benito et al. 2015](#), Apêndice ??; DR3, [Sánchez et al. 2016](#)) ao longo deste trabalho. Este último, o *data-release* final do *survey*, descreve uma amostra de 667 galáxias ($\sim 1,5$ milhões de espectros) com tipos morfológicos cobrindo toda a classificação de Hubble e redshifts variando entre 0.005 e 0.03 (distâncias de 20 a 130 Mpc). Neste capítulo vamos descrever nossa amostra de regiões de galáxias, todas presentes no DR3 do CALIFA, e demais processos e produtos envolvidos neste estudo.

2.1 Definição da amostra deste trabalho

A amostra de galáxias deste trabalho faz parte do DR3 CALIFA. Escolhemos 391 galáxias com dados disponíveis no formato COMBO, formado pela união entre as duas configurações de observação do CALIFA, obtendo espectros que cobrem de 3650–6850 Å. A resolução espectral é ~ 6 Å em largura à meia altura (*full width at half maximum*; FWHM) com um campo de observação (*field-of-view*; FoV) um pouco maior que 1 arcmin^2 , e *spaxels* com área de $1 \times 1 \text{ arcsec}^2$, porém a resolução espacial é de cerca de $\sim 2.5 \text{ arcsec}$. Isso corresponde a 0.2–1.5 kpc (0.8 kpc na mediana) no intervalo de distâncias que se encontram nossos objetos (20–123 Mpc). [EDU: Fig ?].

Essas galáxias se distribuem morfológicamente como segue: 57 elípticas, 47 S0–S0a, 62 Sa–Sab, 67 Sb, 70 Sbc e 88 Sc ou mais tardias. Essas classes morfológicas serão utilizadas neste trabalho para avaliar como as componentes de nossa classificação (hDIG, mDIG e SF) variam através da sequência de Hubble. Sistemas irregulares (morfológicamente distorci-

dos como aqueles estudados por [Wild et al. 2014](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2015b,a](#); [Cortijo-Ferrero et al. 2017a,b](#)) foram removidos de nossa análise. Além da diversidade de tipos morfológicos, a amostra também abarca objetos com inclinações desde *edge-on* até *face-on*.

Como comentamos na Seção 1.2.1, todos os cubos de dados foram pré-processados através do PYCASSO, descrito em [Cid Fernandes et al. \(2013\)](#) e [de Amorim et al. \(2017\)](#). De forma resumida, após mascararmos dados espúrios e regiões de muito baixo sinal-ruído (*signal-to-noise*; SN), os spaxels são reamostrados em zonas de *Voronoi*. Nesse tipo de agrupamento espacial, espectros de regiões vizinhas são somados de forma que obtenhamos SN 20 em uma janela de 90 Å no contínuo ao redor de 5635 Å. Nossa amostra engloba 307 958 zonas (~ 800 por galáxia). Os espectros das zonas são processado pelo código STARLIGHT ([Cid Fernandes et al. 2005](#)) modelando um espectro M_λ para o contínuo estelar de cada zona. Trabalhos anteriores utilizaram essa *pipeline* para estudos das populações estelares ([Pérez et al. 2013b](#); [González Delgado et al. 2014a, 2015, 2016, 2017](#)). O artigo base desta tese utiliza os espectros residuais para estudar propriedades de linhas de emissão.

Nem todas as regiões das galáxias que estudamos têm medidas das linhas espectrais necessárias para este estudo. Essa falta não é um defeito de observação e sim uma característica intrínseca de determinada região. As linhas em emissão geralmente estão ligadas ao gás e nem todas as partes da galáxia possuem gás. O processo de ajuste das linhas de emissão foi feito utilizando o SHERPA IFU line fitting software (SHIFU; [García-Benito et al. 2017](#)), baseado no pacote CIAO'S SHERPA ([Freeman et al. 2001](#); [Doe et al. 2007](#)). Esse programa ajusta perfis gaussianos nas linhas de emissão presentes nos espectros residuais, além de estimar os erros envolvidos neste processo. Um exemplo pode ser observado na Fig. 2.1. Nela vemos a linha de $H\beta$ na zona central do objeto UGC00148 e o ajuste feito pelo programa.

Essas medidas podem ser muito sensíveis no caso das linhas serem fracas, como é o caso de $H\beta$. Nosso estudo usa basicamente o fluxo de $H\alpha$, que é muito menos afetado por incertezas. De fato, a mediana de $SN_{H\alpha}$ para todas as zonas é 16 e apenas em 5% dos casos $SN_{H\alpha} < 1$. No Apêndice A apresentamos o programa criado para organizar os resultados dos ajustes das linhas de emissão bem como alguns exemplos de utilização.

Uma seleção de galáxias de nossa amostra com imagem retirada do SDSS, assim como os mapas de $\Sigma_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$ pode ser visto na Figura 2.2. Elipses tracejadas marcam até 3 HLR, em passos de 0.5 HLR. Como demonstrado em [Pérez et al. \(2013b\)](#), [Sánchez et al. \(2014\)](#) e [González Delgado et al. \(2016\)](#), o HLR é uma boa unidade para comparação entre galáxias de diferentes tamanhos. Para nossa amostra, o $HLR = 3.9 \pm 1.7$ kpc (média \pm dispersão). Em galáxias espirais, podemos associar $R > 1$ HLR com o disco e $R < 0.5$ com o bojo. Para

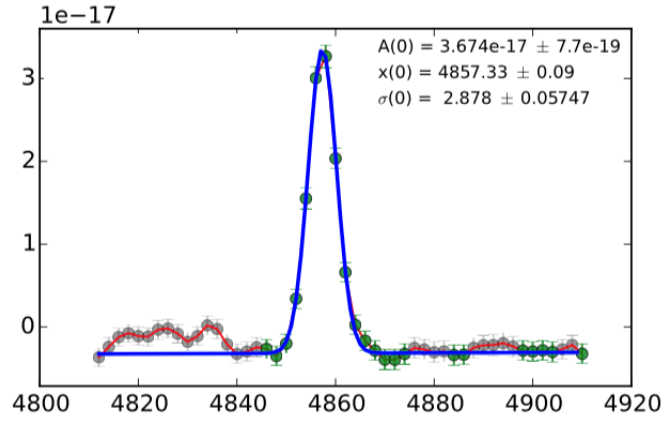


Figura 2.1: Espectro na região da linha de em emissão para a zona central da galáxia UGC00148 (objeto CALIFA 12) juntamente com o melhor ajuste utilizando uma gaussiana. Em destaque a amplitude (A), o comprimento de onda central (x) e o desvio padrão neste ajuste (σ).

sistemas muito inclinados R perde o sentido, porém essa é uma limitação que não afeta nossos resultados.

Nos mapas presentes na Figura 2.2 podemos notar algumas regiões mais largas. Essas regiões correspondem às zonas de *Voronoi*, usadas para garantir a qualidade dos espectros para serem processados pelo STARLIGHT. Como podemos ver essas regiões são proeminentes nas partes externas, menos brilhantes, das galáxias. Porém, até 1 HLR, 97% dos spaxels possuem $SN > 20$, portanto nenhuma binagem espacial é feita. Das 309 958 zonas em nossa amostra, 274 534 (89%) são formadas de apenas 1 spaxel. As zonas restantes são formadas de 6 spaxels na mediana.

Parte de nossa análise que segue nos próximos capítulos foi baseada na estatística de $W_{H\alpha}$ dos espectros de nossa amostra. É certo que o tamanho diferente das zonas introduz alguma distorção em nossos resultados. Seus efeitos serão discutidos mais adiante, porém podemos antecipar que não afetam os resultados principais apresentados nesta tese.

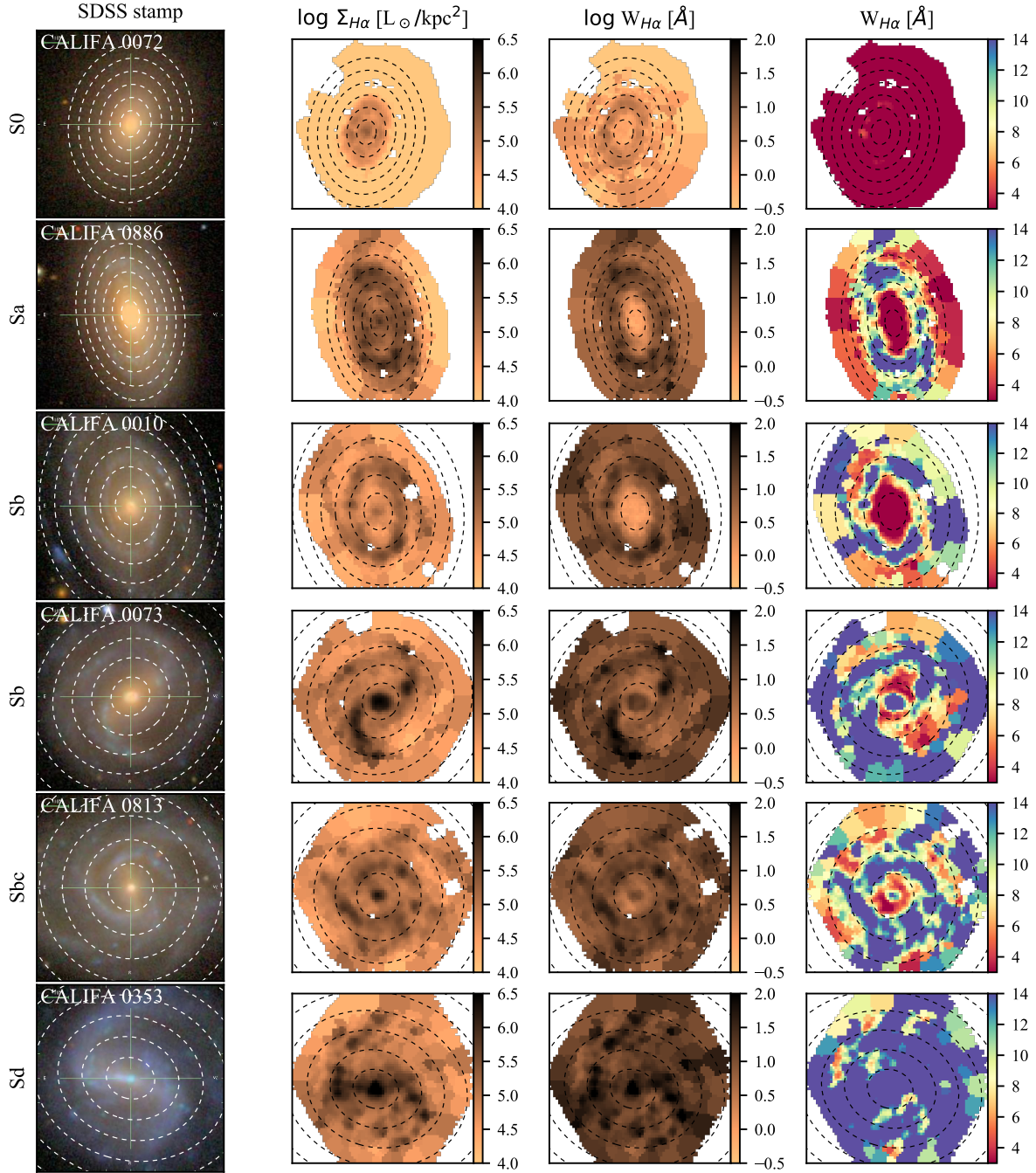


Figura 2.2: Imagens do *SDSS* e os mapas de $\Sigma_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$ para algumas galáxias do CALIFA. Os mapas da coluna mais à direita mostram $W_{H\alpha}$ com as cores saturadas em 3 e 14 Å, evidenciando a classificação proposta para hDIG, mDIG e SFc. Anéis elípticos tracejados demarcam distâncias radiais ao núcleo de $R = 0.5, 1.0, 1.5, \dots$ em unidades do raio de meia luz (*half-light radius*; HLR). Pixels em branco são fontes externas, como estrelas de campo, ou outros artefatos.

Capítulo 3

Classificação

Nosso objetivo neste trabalho é desenvolver uma maneira de caracterizar as regiões de galáxias pelo seu regime de ionização, ou seja, separar regiões SF e DIG, diferenciar componentes do DIG e ir além, servir de legado para futuros trabalhos que possam utilizar essa classificação no estudo do comportamento de diferentes propriedades estelares sob distintas componentes do ISM. Com isso poderemos, através de comparações com os espectros integrados, resolver o *conundrum* envolvendo a espectroscopia de uma fibra (ver Seção 1.1). Neste capítulo apresentaremos o processo de classificação e os estudos em que nos embasamos para tal propósito.

3.1 O papel de $W_{H\alpha}$ na classificação das regiões: hDIG, mDIG e SFc

Trabalhos anteriores utilizaram o brilho superficial de $H\alpha$ na intenção de separar regiões SF e DIG. Por exemplo [Zhang et al. \(2017\)](#) argumenta que para os dados do MaNGA ([Bundy et al. 2015](#)), *spaxels* onde $\Sigma_{H\alpha} > \Sigma_{H\alpha}^{\text{SF}, \text{min}} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ são confiavelmente dominados por SF.

Como dissemos anteriormente, nós preferimos classificar as regiões entre SF e DIG baseados em $W_{H\alpha}$. Vemos na classificação utilizando $\Sigma_{H\alpha}$ um erro conceitual que pode ser explicado com um pequeno experimento teórico.

Imagine dois elementos de volume dominados por DIG, ambos com área superficial A emitindo um fluxo $F_{H\alpha} = A \times \Sigma_{H\alpha}$, como na Figura ???. Assuma que o meio é opticamente

translúcido para os fótons de $H\alpha$ (não há extinção), como é apropriado para regiões de DIG, de maneira que o volume inteiro seja visto. Obviamente uma operação de soma com duas regiões DIG não deve alterar a natureza da região observada. Quando vemos uma região ao lado da outra, medimos o mesmo brilho superficial, pois temos duas vezes o mesmo fluxo e duas vezes a mesma área, $\Sigma_{H\alpha} = (2 \times F_{H\alpha})/(2 \times A)$, mantendo uma possível classificação através de um limite no brilho superficial válida. Por outro lado, quando vemos os dois elementos sobrepostos (ambos sobre a mesma linha de visada) medimos o dobro do brilho superficial, $\Sigma_{H\alpha} = (2 \times F_{H\alpha})/A$, fazendo com que uma operação DIG+DIG possa resultar em SF, conceitualmente errada. Uma classificação utilizando $W_{H\alpha}$ não carrega essa inconsistência por construção pois a largura equivalente final é a mesma independente da forma que os elementos são vistos.

Como veremos na Seção ??, nos bojos de galáxias, onde há um percurso óptico maior, essa diferença nos critérios de classificação tem particular importância, podendo levar $\Sigma_{H\alpha} > \Sigma_{H\alpha}^{SF,min}$ mesmo em ausência de formação estelar.

De forma independente, podemos argumentar também que propriedades que possuam uma dependência radial, como cor, densidade de massa estelar, quantidade de gás, entre outras, fazem com que uma classificação usando um limite constante não seja apropriada para todas as partes de uma galáxia. Particularmente, quando o regime de ionização do DIG é orquestrado por HOLMES, a razão do número de fótons que podem ionizar $H\alpha$ por massa estelar é basicamente constante, gerando $W_{H\alpha} \sim 1 \text{ \AA}$ independentemente dos fluxos envolvidos (Binette et al. 1994; Cid Fernandes et al. 2011; Belfiore et al. 2016; ver também a Seção ??). Dessa forma é fácil entender que, quando o parâmetro é um limite constante em $\Sigma_{H\alpha}$, regiões DIG ionizadas por HOLMES (hDIG) com $H\alpha$ muito brilhante possam ser erroneamente classificadas como SF. Da mesma forma podemos ter regiões SF fracas classificadas como DIG devido a um baixo $\Sigma_{H\alpha}$.

[EDU: !@j@! should I write an extensive-intensive note?]

3.2 A distribuição observada de $W_{H\alpha}$ e a componente hDIG

A Figura 3.1 mostra a distribuição observada de $W_{H\alpha}$ para ~ 300 mil zonas de 391 galáxias. Na primeira linha temos a amostra inteira e nas linhas seguintes classificamos as zonas conforme a morfologia da galáxia de onde a zona pertence; (6 classes morfológicas: E, S0-S0a,

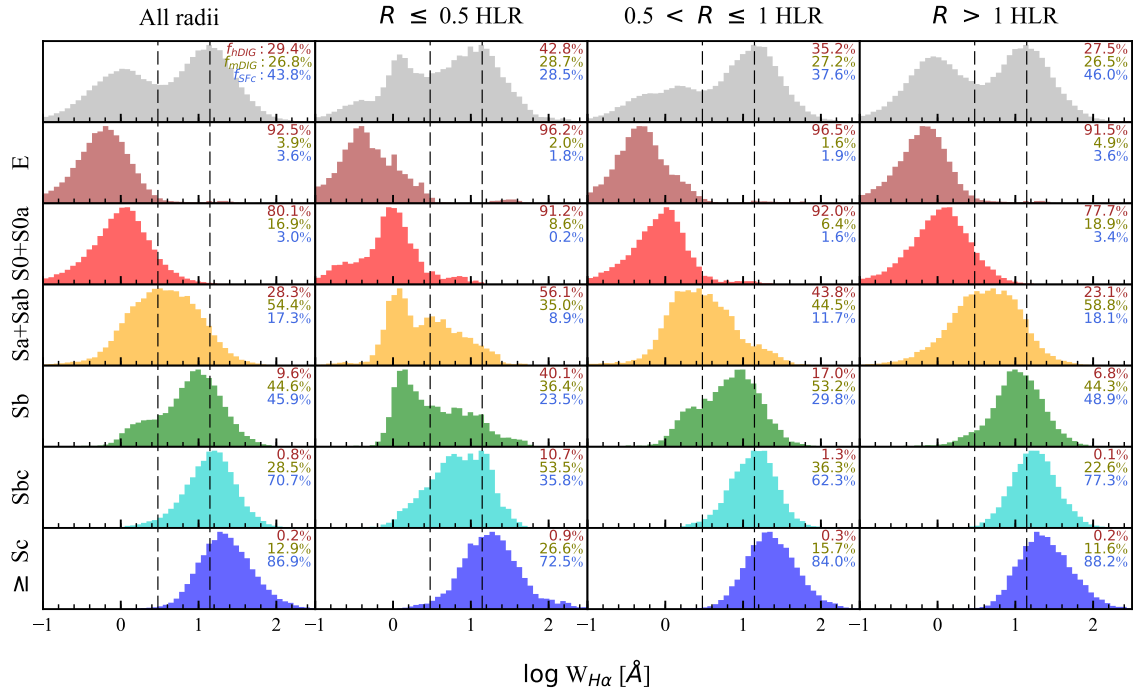


Figura 3.1: Distribuição de $W_{H\alpha}$ entre 307 958 zonas de 391 galáxias do CALIFA. A amostra está segmentada pela classificação de Hubble, de elípticas (segunda linha) até Sc ou mais tardias (última linha). Resultados para a amostra completa estão na primeira linha. Histogramas na primeira coluna identificam regiões de todas as partes das galáxias. Demais colunas selecionam diferentes intervalos em raio: os primeiros 0.5 HLR internos (segunda coluna), $R = 0.5-1$ HLR (terceira) e regiões exteriores com $R > 1$ HLR (quarta). Linhas tracejadas verticais marcam 3 e 14 Å, as divisões entre hDIG/mDIG e mDIG/SFC respectivamente. Os números em cada gráfico representam a fração do fluxo de $H\alpha$ associada a cada componente (valor médio entre as zonas das galáxias apresentadas em cada painel).

Sa-Sab, Sb, Sbc e \geq Sc). Na primeira coluna temos dados de todas as regiões das galáxias, nas demais colunas classificamos as zonas por intervalos de diferentes raios: $R \leq 0.5$ HLR, $0.5 < R \leq 1$ HLR, $R > 1$ HLR.

Podemos ver que o histograma com todas as regiões de todas as galáxias (painel topo esquerdo) é claramente bimodal. Podemos distinguir duas populações com picos em ~ 1 Å (baixo $W_{H\alpha}$) e ~ 14 Å (alto $W_{H\alpha}$). [EDU: Seria interessante colocar uma figura com o ajuste gaussiano?] Esse comportamento já foi verificado utilizando dados de galáxias do SDSS (Bamford et al. 2008; Cid Fernandes et al. 2011). Trabalhos anteriores com dados espacialmente resolvidos do CALIFA (Morisset et al. 2016) e do MaNGA (Belfiore et al. 2016, 2017) também identificaram essa bimodalidade.

Antes de prosseguir, devemos dizer que estudamos também os mesmos histogramas utilizando os dados sem binagem espacial (todos os *spaxels*). Identificamos um aumento na amplitude relativa entre os picos das duas populações, porém a bimodalidade se mantém. Isso ocorre pois a área de uma galáxia é proporcional a R^2 , assim o número de *spaxels* cresce quadraticamente quando aumentamos a distância ao centro. Como vemos na Figura 3.1, devido a prevalência de regiões de formação estelar nos discos de galáxias espirais, esse aumento na amplitude relativa é um fenômeno esperado. Observamos um aumento de quase três vezes no número de regiões de alto $W_{H\alpha}$ com $R > 1$ HLR nas galáxias Sb e mais tardias, enquanto, na população de baixo $W_{H\alpha}$, o aumento é de apenas $\sim 20\%$. Como anteriormente, o histograma de todos os dados pode ser ajustado utilizando duas gaussianas, identificando duas componentes com centros em ~ 1 e 14 Å.

Nossa interpretação é que essa população com baixas larguras equivalentes é formada por regiões DIG fotoionizadas por HOLMES. Como teste, podemos calcular ξ , a razão entre a luminosidade de $H\alpha$ observada e aquela esperada pelos fótons produzidos pelas populações mais velhas que 10^8 anos, através da análise com o STARLIGHT, seguindo a metodologia aplicada em Cid Fernandes et al. (2011). Como os modelos de populações estelares utilizados pela síntese (González Delgado et al. 2005; Vazdekis et al. 2010) não possuem a parte ionizante nos espectros ($h\nu \geq 13.6$ eV) tomamos emprestado aqueles de Bruzual & Charlot (2003) utilizando uma função inicial de massa (*initial mass function*; IMF) de Salpeter e as trilhas estelares de Girardi et al. (2000). Como discutido em Cid Fernandes et al. (2011) distintos modelos produzem diferenças sistematicas de 0.2–0.5 dex na quantidade prevista de fótons ionizantes. A Figura 3.2 mostra ξ em função de $W_{H\alpha}$, com os histogramas coloridos por nossa classificação hDIG/mDIG/SFc. Verificamos que ξ é de ordem 1 para as regiões com baixo $W_{H\alpha}$. Consequentemente, apesar de todas as incertezas envolvidas nesse cálculo (Cid Fernandes et al. 2011; Belfiore et al. 2016; Morisset et al. 2016), o resultado final corrobora a

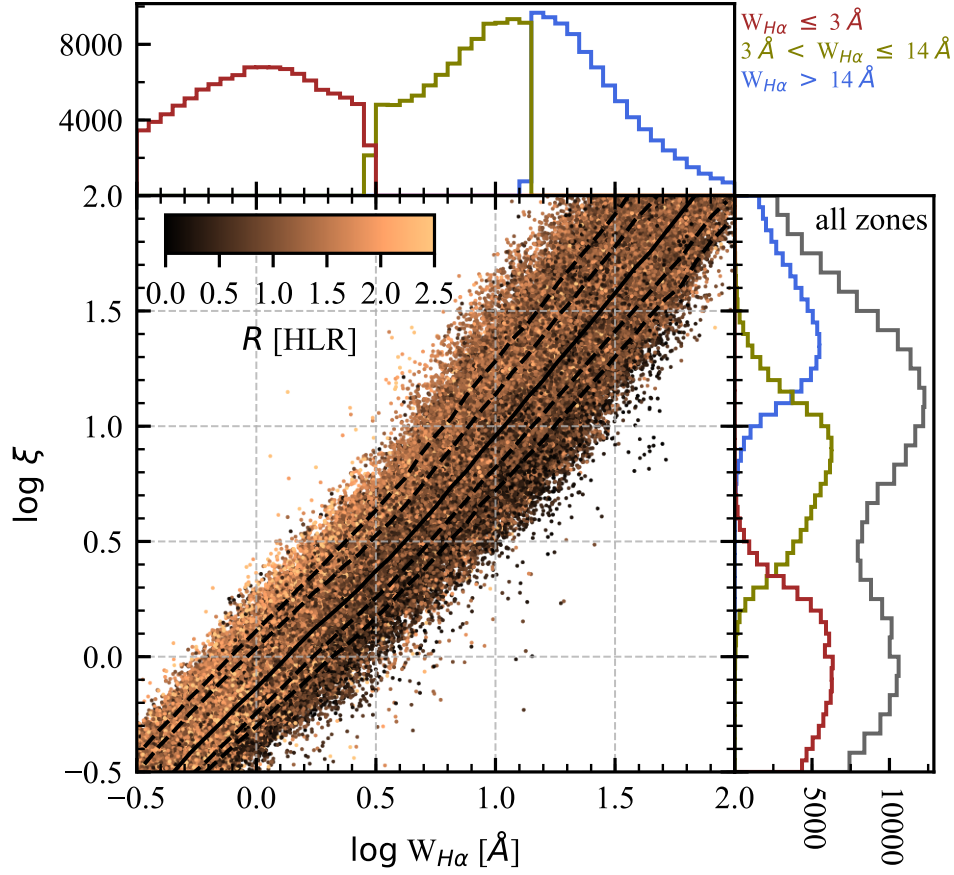


Figura 3.2: Razão entre a luminosidade de $H\alpha$ observada e aquela prevista pelas populações mais velhas que 10^8 anos (ξ) em função de $W_{H\alpha}$ para todas as zonas de nossa amostra. Os pontos estão coloridos conforme a distância até o núcleo (em unidades de HLR). Os histogramas de ξ e de $W_{H\alpha}$ estão coloridos como vermelho/amarelo/azul (hDIG/mDIG/SF), mostrando que as regiões com baixo $W_{H\alpha}$ são compatíveis com ionização por HOLMES.

interpretação de que HOLMES são responsáveis pela população de baixo $W_{H\alpha}$.

Fica evidente a correspondência dessa interpretação com o conceito de galáxias aposentadas apresentado por [Stasińska et al. \(2008\)](#). Estes são sistemas que pararam de formar estrelas há muito tempo, nos quais os fótons ionizantes presentes são provenientes das estrelas que já evoluíram após o ramo assintótico das gigantes (*post-asymptotic giant branch*; *post-AGB*) e de anãs brancas, levando os valores de $W_{H\alpha}$ a $\sim 1 \text{\AA}$. O limite de 3\AA que cinge essa população coincide com o valor utilizado por [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#) para distinguir galáxias aposentadas daquelas com regime de ionização dominado por SF ou por AGN. Por esse motivo

nós firmemente indicamos que as populações com $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ sejam classificadas como gás difuso ionizado por HOLMES, o hDIG.

A separação da distribuição de $W_{H\alpha}$ por tipos de Hubble mostra que a bimodalidade está sempre presente, mudando apenas a proporção entre as populações de baixo e alto $W_{H\alpha}$ conforme a morfologia: galáxias *early-type* são esmagadoramente dominadas por valores ao redor do pico de $\sim 1 \text{ \AA}$, enquanto nas galáxias espirais tardias é a população com alto $W_{H\alpha}$ que domina.

Quando dividimos a amostra em intervalos de R vemos que a população hDIG se distribui igualmente entre as galáxias *early-type*, confirmando estudos anteriores de [Kehrig et al. \(2012\)](#), [Singh et al. \(2013\)](#), e [Gomes et al. \(2016a\)](#), além das análises baseadas em dados do MaNGA por [Belfiore et al. \(2016, 2017\)](#). Entre as Sb e espirais mais tardias o hDIG fica concentrado nas regiões centrais das galáxias. Para colocar isso em números, 82% dos pontos hDIG das 225 galáxias Sb ou mais tardias estão localizados em regiões onde $R < 1 \text{ HLR}$.

Nós interpretamos essa alta incidência de zonas hDIG nas regiões centrais como um corolário da prevalência de populações velhas nos bojos. Além de HOLMES, qualquer outro tipo de fonte de ionização relevante elevaria os valores de $W_{H\alpha}$. Por outro lado, a baixa incidência de regiões com $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ situadas a grandes distâncias do centro (R grande) em galáxias espirais indica que a emissão hDIG não é estatisticamente relevante para o DIG que permeia as regiões SF presentes em seus discos. A Figura 3.1 também mostra que apesar do hDIG explicar uma parte substancial da emissão nos discos de galáxias Sa–Sab, entre as Sb ou mais tardias são raras as incidências de discos dominados pelo hDIG.

Podemos ver que a introdução da categoria hDIG em nossa classificação é erigida sob um cenário criado por argumentos teóricos e experimentais. Essa componente do DIG está muito bem compreendida e se torna dominante sempre que HOLMES é a fonte de ionização mais relevante.

Finalizamos esta seção analisando a extensão que efeitos de inclinação podem causar na distribuição de $W_{H\alpha}$. [EDU: !ojo! Figura?] Para esse experimento primeiro eliminamos galáxias elípticas (E e S0) de nossa amostra. Então dividimos a amostra por classes de diferentes b/a (elipticidade¹, conforme cálculo detalhado em [de Amorim et al. 2017](#)). O único efeito digno de nota é que ao observarmos zonas com $R < 0.5 \text{ HLR}$ existe um efeito de projeção. Ao irmos de galáxias *edge-on* para *face-on*, os histogramas tendem a se deslocarem $\sim 0.2\text{--}0.3$ na direção de valores mais baixos de $W_{H\alpha}$. Isso acontece pois enquanto regiões centrais em

¹a razão entre o eixo maior e o eixo menor de uma elipse

galáxias *face-on* amostram o bojo, que tem características hDIG, ao aumentarmos a inclinação partes do disco ficam projetadas sob a linha de visada, resultando numa mistura de regiões SFc e hDIG. Porém, assim como os efeitos da binagem espacial usando zonas de Voronoi, os efeitos de inclinação também não apagam a dicotomia fundamental entre esses dois regimes nebulares.

3.2.1 Identificação das componentes hDIG, mDIG e SFc

As populações de baixo $W_{H\alpha}$ podem ser seguramente classificadas como hDIG. Diferentemente, as populações de alto $W_{H\alpha}$ não podem serem identificadas univocamente como SFc. Certamente as regiões SF estão entre essas com $W_{H\alpha}$ alto, porém outros processos de ionização podem guiar a disponibilidade de fótons ionizantes dessas regiões. Particularmente, a ionização do DIG por fótons que escapam de regiões H II está entre esses processos. Nesse caso, a razão de fótons ionizantes por unidade de massa estelar eleva os valores de $W_{H\alpha}$ acima daqueles típicos em regiões ionizadas por HOLMES.

Sabendo que a população com alto $W_{H\alpha}$ representa uma mistura de regimes, é útil subdividi-la entre mDIG e SFc, de maneira a identificar zonas onde a formação estelar é a fonte de ionização relativamente mais importante. Não existe fronteira conspícua que possa diferenciar regiões SFc de mDIG em função de $W_{H\alpha}$. Como podemos ver na Figura 3.1, a população com alto $W_{H\alpha}$ é unimodal, não sugerindo a existência de subpopulações e sim de uma distribuição contínua. Na falta de um valor que possa ser usado como critério para a divisão entre mDIG e SFc utilizamos 14 Å para tal classificação, coincidindo com o pico da distribuição dessa população.

Nosso esquema final de classificação é, portanto

- hDIG: $W_{H\alpha} \leq 3 \text{ Å}$,
- mDIG: $3 \text{ Å} < W_{H\alpha} \leq 14 \text{ Å}$,
- SFc: $W_{H\alpha} > 14 \text{ Å}$.

Devemos levar em conta uma assimetria conceitual nessa classificação. Enquanto a fronteira hDIG/mDIG em 3 Å é firmemente ancorada em um conhecimento teórico da natureza da população hDIG, totalmente corroborada pela bimodalidade na distribuição de $W_{H\alpha}$, nada nesse nível pode ser afirmado sobre a divisão entre mDIG/SFc. Tudo o que podemos dizer é que regiões com $W_{H\alpha}$ acima de 14 Å possuem uma maior proporção de SFc do que aquelas abaixo. Portanto, através dessa classificação, devemos considerar que as regiões mDIG podem carregar alguma formação estelar e que regiões SFc não isolam regiões SF puras. Regiões

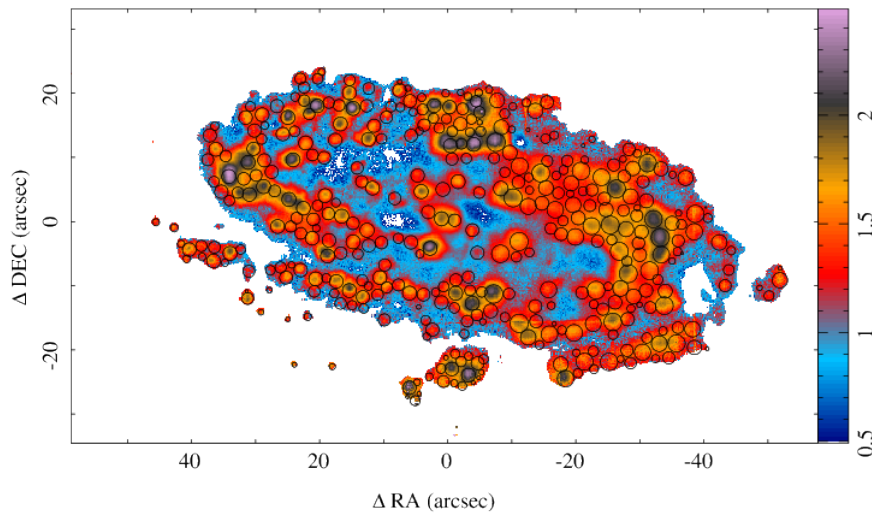


Figura 3.3: Mapa da galáxia NGC 6754 obtido por [Sánchez et al. \(2015\)](#) colorido por $\log W_{H\alpha}$. Regiões com detecção de fluxo de $H\alpha$ abaixo de $\sim 3\sigma$ são mascaradas. Os círculos marcam regiões H II detectadas.

H II gigantes genuínas, objetos base para qualquer estudo de linhas de emissão em galáxias, possuem $W_{H\alpha}$ uma ordem de grandeza maior ([McCall et al. 1985](#); [Garnett & Shields 1987](#); [Kennicutt & Garnett 1996](#); [Luridiana & Peimbert 2001](#); [Bresolin et al. 2004](#)), porém, como mencionado anteriormente, com a resolução de nossos dados esses objetos estão muito diluídos.

Com nossas regiões classificadas podemos retornar ao painel mais à esquerda da Figura 2.2. Nele vemos os mapas de $W_{H\alpha}$ saturados pelos intervalos $< 3 \text{ \AA}$ (hDIG, vermelho) e $> 14 \text{ \AA}$ (SFc, azul). Cores intermediárias representam o intervalo de $3\text{--}14 \text{ \AA}$ (mDIG). A galáxia S0 no topo da figura exemplifica o domínio do hDIG sobre as galáxias *early-type* como foi previamente inferido dos histogramas de $W_{H\alpha}$ na Figura 3.1. Através dos mapas da CALIFA 0886 (NGC 7311) e da 0010 (NGC 0036) observamos o domínio da componente hDIG nos bojos de galáxias. Como era esperado, a componente SFc se torna cada vez mais importante a medida que avançamos para tipos mais tardios na classificação de Hubble (seguindo de cima para baixo nas Figuras 2.2 e 3.1).

Finalizamos este capítulo referenciando aqui o trabalho de [Sánchez et al. \(2015\)](#), um exemplo de estudo embasado em imagens com uma resolução espacial muito maior, obtidas com o MUSE. Podemos ver que o mapa de $W_{H\alpha}$ da galáxia NGC 6754, reproduzido aqui na Figura 3.3, mostra um domínio completo de regiões SFc permeadas por emissão mDIG em todo disco.

Capítulo 4

Discussão

Nosso método de classificação é inspirado em argumentos teóricos e empíricos possui diversos propósitos. Neste capítulo vamos aplicar nosso método para nossa amostra do CALIFA cobrindo alguns objetivos específicos: (i) estimar a relevância do hDIG, mDIG e SFc sobre galáxias cobrindo toda a sequência de Hubble; (ii) estudar a natureza da emissão difusa extraplanar nos sistemas *edge-on*; (iii) comparar resultados obtidos com o nosso método frente aqueles que separam SF/DIG baseados em um limite fixo em $\Sigma_{H\alpha}$; (iv) investigar a possibilidade de discernimento entre regimes DIG e SF baseados em razões de linhas sensíveis à densidade do meio; (v) testar a consistência de nosso sistema de classificação analisando através de um diagrama clássico de linhas de emissão; (vi) examinar a mistura presente no mDIG; (vii) fechamos a discussão com os possíveis adversidades em nosso estudo.

4.1 A relevância das componentes hDIG, mDIG e SFc

Dentre as questões que podemos perscrutar neste estudo, a importância relativa das componentes de nossa classificação talvez seja a mais importante. A dominância e a evolução da influência que cada um dessas componentes tem sobre galáxias através de diferentes tipos morfológicos é importante na interpretação de propriedades derivadas de dados espectrais não resolvidos espacialmente. Nesses estudos as assinaturas de regimes distintos vêm todas misturadas sob o mesmo espectro.

Uma maneira simples e relevante observacionalmente de quantificar isso é calculando a contribuição relativa de cada componente para o fluxo total de $H\alpha$. Por exemplo, nas galáxias na Figura 2.2 essas frações vão de $(f_{\text{hDIG}}, f_{\text{mDIG}}, f_{\text{SFc}}) = (87, 13, 0)$ para a galáxia S0 CALIFA

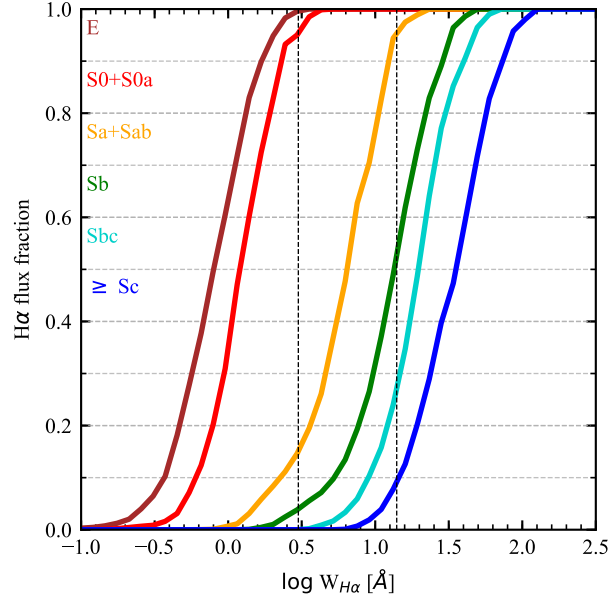


Figura 4.1: Fração cumulativa do fluxo total de $H\alpha$ provenientes de regiões com $W_{H\alpha}$ menor que determinado valor. O gráfico mostra as curvas medianas obtidas para galáxias presentes em cada uma de nossas seis classes morfológicas.

0072, até (5.5,47,47.5) para a galáxias Sb CALIFA 0010, e (0.3,46.1,53.6) para a CALIFA 0813, uma Sbc. Essa progressão ao longo da sequência de Hubble reflete as tendências que podem ser vistas na Figure 3.1. No canto superior direito de cada painel temos os valores de $(f_{\text{hDIG}}, f_{\text{mDIG}}, f_{\text{SFC}})$ para diferentes distâncias radiais e diferentes tipos morfológicos.

De maneira mais elaborada, a Figura 4.1 mostra essas frações para toda a amostra através dos valores medianos de cada classe morfológica. Nós calculamos a fração cumulativa do fluxo de $H\alpha$, f , proveniente de regiões que possuem $W_{H\alpha}$ menor que determinado valor. As curvas de $f(< W_{H\alpha})$ representam como a fração cumulativa cresce com relação a $W_{H\alpha}$. Na figura mostramos as curvas medianas para as nossas seis classes morfológicas. As linhas tracejadas verticais representam nossas fronteiras hDIG/mDIG e mDIG/SFC, em 3 e 14 Å respectivamente.

A progressão constante de *early-* para *late-types* nessas curvas confirmam nossas expectativas provenientes das distribuições de $W_{H\alpha}$ (Figura 3.1) além de também nos permitir quantificar a importância relativa entre as componentes e o fluxo total de $H\alpha$. Em galáxias elípticas ou S0 temos praticamente toda a emissão de $H\alpha$ na fase hDIG ($W_{H\alpha} \leq 3$). Entre os sistemas Sa-Sab, essa componente se encarrega por 14% do fluxo de $H\alpha$, com o mDIG sendo o responsável por praticamente todo o fluxo restante. De Sb para frente, o regime SFC domina,

sendo responsável por 50% ou mais. Naturalmente existe um espalhamento natural nos dados, mesmo quando divididos em classes morfológicas.

A contribuição relativa do DIG para a emissão em $H\alpha$ foi estimada em diversos estudos anteriores, geralmente baseados em dados obtidos com filtros estreitos ($H\alpha + [N II]$) (Ferguson et al. 1996; Zurita et al. 2000; Thilker et al. 2002; Oey et al. 2007), com resultados variando substancialmente principalmente devido a diferenças na metodologia de separação da emissão difusa. O maior estudo até hoje foi feito por Oey et al. (2007), que estimaram a fração de emissão difusa em $H\alpha$ de $59 \pm 19\%$ sobre uma amostra de 109 galáxias do *survey* SINGG (Meurer et al. 2006). Para nossa amostra (e nossas definições) nós encontramos um valor bem próximo, 56% (hDIG + mDIG), mas com um espalhamento muito maior, $\pm 38\%$. Diferentemente de nosso estudo (Figura 4.1), eles não encontraram nenhuma evidência de correlação com o tipo morfológico. Talvez o motivo seja devido a diferença de critério e metodologia de classificação DIG/SF.

4.2 Emissão extraplanar em sistemas *edge-on*

Devido ao comportamento sistemático das propriedades de linhas de emissão, esses sistemas altamente inclinados são importantes para o estudo da emissão DIG nas regiões acima (e abaixo) do disco galáctico (Tüllmann & Dettmar 2000; Otte et al. 2002; Jones et al. 2017). A galáxia protótipo utilizada nesses estudos é a NGC 891, extensivamente observada em diversos comprimentos de onda (Rand 1998; Hodges-Kluck & Bregman 2013; Seon et al. 2014; Hughes et al. 2015). Esses estudos enfatizaram que as propriedades de linhas de emissão observadas no DIG extraplanar não podem ser explicadas puramente por fótons Lyman que escapam de regiões $H II$ presentes no disco. Uma variedade de fenômenos que pudessem gerar tal emissão foram sugeridos, como: dissipação de turbulência (Minter & Spangler 1997), reconexão magnética (Raymond 1992), choques (?), raios cósmicos, aquecimento fotoelétrico proveniente de grãos de poeira do meio interestelar (Weingartner & Draine 2001), e fótons Lyman vindos de estrelas velhas e quentes (Flores-Fajardo et al. 2011).

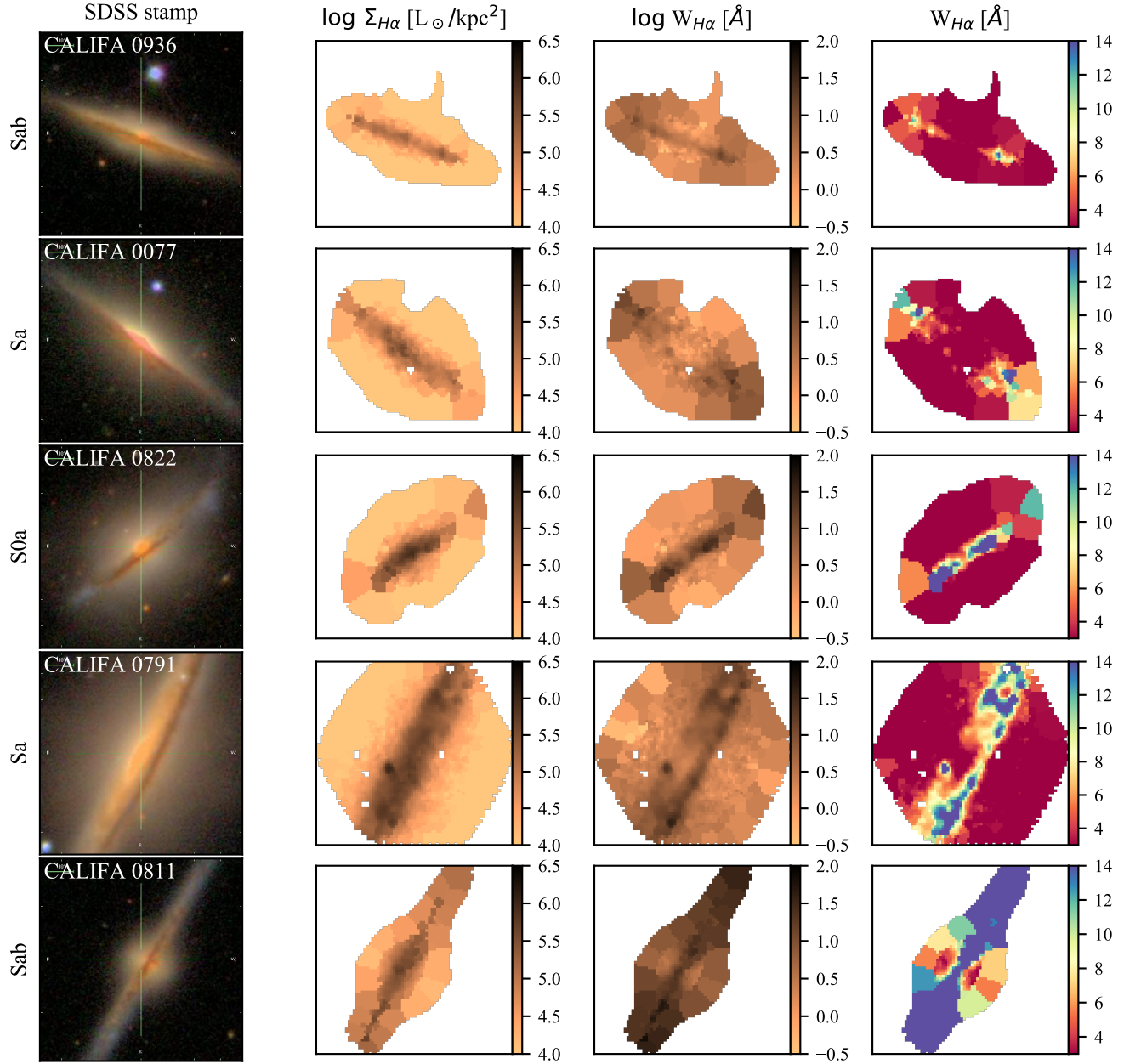


Figura 4.2: Como a Figura. 2.2, mas para galáxias *edge-on*.

Apêndice A

Organizando os ajustes nebulares

A.1 EmLinesDataCube

Feitas as medidas, temos o arcabouço para calcularmos várias propriedades nebulares. Escrevemos um objeto em PYTHON (cujo nome titula esta seção) que, além de organizar os resultados provenientes do programa de medida das linhas de emissão, também calcula a abundância de oxigênio nebulare, índice que usamos como metalicidade nebulare ($\log O/H$), o coeficiente de extinção para as regiões nebulares (τ_V^{neb}), larguras equivalentes das linhas, assim como os erros propagados em cada cálculo. Esse objeto foi adicionado ao PYCASSO¹ (Cid Fernandes et al. 2013) para que os demais membros do projeto possam utilizá-lo. Nele também encontram-se as medidas dos fluxos em diversas linhas de emissão, a posição central das linhas medidas, amplitudes, desvios padrão, coeficientes para reconstrução do contínuo em cada linha de emissão, os erros nestas medidas, além das propriedades mencionadas anteriormente e seus erros propagados.

A.1.1 Extinção estimada através do decremento de Balmer

Em um modelo que assume que entre o observador e a fonte de energia existe uma camada difusa, como uma cortina, que extingue a luz diferentemente em cada comprimento de onda, temos:

$$F_{\lambda}^{\text{obs}} = F_{\lambda}^{\text{int}} e^{-\tau_{\lambda}} \quad (\text{A.1})$$

¹Python CALIFA Stellar Synthesis Organizer - <http://minerva.ufsc.br/~andre/PyCASSO-0.9.3/intro.html>

onde F_λ^{int} é o fluxo intrínseco (F_λ^{obs} , o observado) em cada comprimento de onda, τ_λ é a profundidade óptica para o comprimento de onda λ (neste trabalho também o chamamos de coeficiente de extinção). O modelo de extinção de ?) nos dá uma calibração empírica da razão entre os coeficientes de extinção em um comprimento de onda e na banda V, e com isso podemos desenvolver (A.1) de maneira que possamos escrever uma equação para τ_V :

$$F_\lambda^{obs} = F_\lambda^{int} e^{-(\frac{\tau_\lambda}{\tau_V})\tau_V} \quad (A.2)$$

$$q_\lambda \equiv \frac{\tau_\lambda}{\tau_V} \quad (A.3)$$

$$F_\lambda^{obs} = F_\lambda^{int} e^{-q_\lambda \tau_V} \quad (A.4)$$

$$\frac{F_\lambda^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}} = \frac{F_\lambda^{int} e^{-q_\lambda \tau_V}}{F_{\lambda'}^{int} e^{-q_{\lambda'} \tau_V}} \quad (A.5)$$

$$\ln\left(\frac{F_\lambda^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}}\right) = \tau_V(q_{\lambda'} - q_\lambda) \ln\left(\frac{F_\lambda^{int}}{F_{\lambda'}^{int}}\right) \quad (A.6)$$

$$\tau_V = \frac{1}{(q_{\lambda'} - q_\lambda)} \left[\ln\left(\frac{F_\lambda^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}}\right) - \ln\left(\frac{F_\lambda^{int}}{F_{\lambda'}^{int}}\right) \right] \quad (A.7)$$

Nessa equação, os q_λ são provenientes da curva de extinção adotada.

Utilizando (A.7) podemos calcular qual o coeficiente de extinção para essas regiões nebulares. Para este cálculo utilizamos o fato de que a razão entre os fluxos intrínsecos das duas primeiras linhas da série de Balmer, e , varia muito um pouco com a metalicidade, a densidade e a temperatura. Usamos aqui esse valor como constante e igual a 2.86 (densidade eletrônica de $n = 100 \text{ cm}^{-3}$ e temperatura eletrônica $T_e = 10^4 \text{ K}$; ?). Também utilizamos $q = 0.81775$ e $q = 1.16427$ (valores da calibração empírica feita por ?). Com isso temos:

$$\tau_V^{neb} = 2.886 \ln\left(\frac{F_\lambda^{obs}/F_{\lambda'}^{obs}}{2.86}\right). \quad (A.8)$$

Como veremos mais adiante τ_V^{neb} varia tipicamente entre 0.6 e 0.65 (média e mediana) nas

regiões aqui estudadas (Sec. ?? e também Fig. ?? - *painel i*). O erro propagado para τ_V^{neb} é:

$$\tau_V^{\text{neb}} \equiv \tau_V^{\text{neb}}(F^{\text{obs}}, F^{\text{obs}}) \quad (\text{A.9})$$

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) = \sqrt{\left(\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F^{\text{obs}}}\right)^2 \epsilon(F^{\text{obs}})^2 + \left(\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F^{\text{obs}}}\right)^2 \epsilon(F^{\text{obs}})^2} \quad (\text{A.10})$$

$$\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F^{\text{obs}}} = \frac{1}{F^{\text{obs}}(q - q)} \quad (\text{A.11})$$

$$\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F^{\text{obs}}} = -\frac{1}{F^{\text{obs}}(q - q)} \quad (\text{A.12})$$

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) = \frac{1}{(q - q)} \sqrt{\left(\frac{\epsilon(F^{\text{obs}})}{F^{\text{obs}}}\right)^2 + \left(\frac{\epsilon(F^{\text{obs}})}{F^{\text{obs}}}\right)^2} \quad (\text{A.13})$$

Os termos de dentro da raiz em (A.13) são o inverso das relações sinal-ruído (S/N) de e . Como é sempre a mais ruidosa das duas, podemos aproximar a incerteza em τ_V^{neb} por:

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) \approx \frac{2.886}{(S/N)} \quad (\text{A.14})$$

com valor típico ~ 0.14 .

A.1.2 Metalicidade Nebular

Todos os elementos, além do hidrogênio e do hélio, são considerados metais em astrofísica. O cálculo dos indicadores de metalicidade nebular geralmente é baseado em algum método empírico indireto que utiliza linhas fortes (*strong-line methods*; ?). Dentre estes, os mais utilizados são aqueles que exploram razões das linhas de e buscando correlações com a abundância relativa de oxigênio nebular. Essa abundância também pode ser calculada diretamente utilizando os coeficientes de emissão dos íons de O e H e medidas de algumas linhas observadas. Esses coeficientes são dependentes da temperatura eletrônica e da densidade, que geralmente dependem de medidas de linhas muito fracas que só podem ser observadas em regiões H II. As calibrações destes indicadores de metalicidade nebular que estão sendo utilizadas pelo CALIFA foram feitas por ?, M13 daqui em diante) de forma empírica utilizando medidas de temperatura eletrônica de 603 regiões H II e mais medidas nebulares de 3423 regiões H II mapeadas por ?). O indicador que estamos utilizando para esse projeto é aquele que calibra a fração relativa de oxigênio utilizando a razão entre as linhas de e . A parametrização

Figura A.1: Calibração da abundância de oxigênio nebular para 3423 regiões H II mapeadas por ?). Figura retirada de ?)

encontrada pelos autores foi:

$$12 + \log(O/H) = 8.533[\pm 0.012] - 0.214[\pm 0.012] \times O3N2 \quad (A.15)$$

figuras/O3N2_CALIFA.pdf

onde O3N2 vem da razão entre os fluxos intrínsecos de , , e :

$$O3N2 \equiv \log \left(\frac{F_{[OIII]4960}}{F_{[OIII]5007}} \times \frac{F_{[OIII]5007}}{F_{[OIII]5007}} \right). \quad (A.16)$$

A Fig. A.1 mostra o resultado da calibração por M13. As regiões estudadas nesse trabalho possuem abundâncias relativas de oxigênio nebular com média (mediana) $0.60 (O/H)_{\odot}$ ($0.58 (O/H)_{\odot}$).

A.1.3 Exemplo de utilização

Com a criação do objeto `EmLinesDataCube` e sua adição ao `pycasso`, o processo de análise e produção de gráficos torna-se extremamente simples. Um exemplo de programa para produzir um gráfico BPT (Baldwin et al. 1981) utilizando os fluxos de quatro linhas de emissão (, , e) pode ser visto na Fig. A.2. Primeiro carregam-se os arquivos de dados utilizando o `pycasso` e o `EmLinesDataCube` então todas as informações já estão prontas para serem utilizadas. Calculam-se então as razões entre as linhas e, por último, o gráfico é feito utilizando a biblioteca gráfica `MATPLOTLIB` ².

Na Fig. A.3 podemos ver uma imagem produzida por um programa como o do exemplo anterior. Neste caso utilizamos os dados da galáxia NGC2916 (objeto CALIFA 277). Classificada com tipo morfológico Sb, é considerada uma galáxia azul e com massa intermediária ($\sim 10^{11} M_{\odot}$). Todas as zonas neste gráfico possuem S/N maior que 3 em todas as quatro linhas do BPT (, , e). Podemos ver que as zonas mais próximas ao núcleo da galáxia estão distribuídas na ponta da asa direita no plano BPT, lado associado aos núcleos ativos. Já do outro lado do gráfico, local associado às regiões de formação estelar, se encontram as zonas pertencentes ao disco da galáxia ($R > 0.7HLR$).

² <http://matplotlib.org/>

```

1 import numpy as np
2 from matplotlib import pyplot as plt
3 from pycasso import fitsQ3DataCube
4
5 CALIFASuperFits='K0277.fits'
6 EmLinesFits='K0277.EML.fits'
7 # Carregando arquivos FITS
8 K = fitsQ3DataCube(CALIFASuperFits)
9 K.loadEmLinesDataCube(EmLinesFits)
10 # Agora todas as informacoes sobre as linhas de
11 # emissao estao instanciadas em K.EL
12
13 # Indices dos vetores aonde estao armazenados os
14 # fluxos de cada linha
15 Ha_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('6563'), :]
16 Hb_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('4861'), :]
17 N2_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('6583'), :]
18 O3_obs__z = K.EL.flux[K.EL.lines.index('5007'), :]
19 # Razao entre os fluxos de N2/Ha e O3/Hb
20 N2Ha__z = np.log10(N2_obs__z) - np.log10(Ha_obs__z)
21 O3Hb__z = np.log10(O3_obs__z) - np.log10(Hb_obs__z)
22
23 # Grafico
24 f = plt.figure()
25 ax = f.gca()
26 sc = ax.scatter(N2Ha__z, O3Hb__z, c = K.zoneDistance_HLR,
27                cmap = 'viridis_r', marker = 'o', s = 10,
28                alpha = 0.8, edgecolor = 'none')
29 ax.set_xlabel(r'$\log$ [NII]/H\alpha$')
30 ax.set_ylabel(r'$\log$ [OIII]/H\beta$')
31 cb = plt.colorbar(sc, ticks = [0, 0.5, 1, 1.5, 2])
32 cb.set_label('R [HLR]')
33 plt.axis([-0.6, 0.3, -1.5, 1])
34 f.savefig('%s-BPT.pdf' % K.califaID)

```

Figura A.2: Exemplo de programa utilizando os fluxos de , , e para construção de um gráfico BPT utilizando o objeto EMLINESDATACUBE juntamente com o PYCASSO.

figuras/K0277-BPT.pdf

Figura A.3: Diagrama BPT para as regiões com $S/N > 3$ nas linhas , , e , da galáxia NGC2916 (objeto CALIFA 277) produzida por um programa como o do exemplo da Fig. A.2. As cores marcam a distância ao centro da galáxia em unidades do raio que contém metade da luz (HLR). As linhas são definidas por [Kewley et al. \(2001, K01\)](#), [Stasińska et al. \(2006, S06\)](#) e [Cid Fernandes et al. \(2010, CF10\)](#).

A.2 Taxa de formação estelar

Um dos métodos mais utilizados para medida de taxa de formação estelar (*Star Formation Rate* - SFR) recente utiliza a linha de emissão de $\text{H}\alpha$. Nesse método assume-se que a formação estelar é constante nos últimos t anos, que deve englobar pelo menos o tempo de vida das estrelas massivas ionizantes, que produzem basicamente todos os fótons que geram a linha de emissão de $\text{H}\alpha$.

Nós queremos calibrar a luminosidade da linha de $\text{H}\alpha$ (L) como um indicador de SFR usando uma relação linear:

$$\text{SFR} = k \times L. \quad (\text{A.17})$$

Portanto, nosso trabalho é encontrar k . Faremos isso investigando a natureza dos fótons $\text{H}\alpha$ ionizantes.

Chamamos Λ o valor total de luz (l) que recebemos de estrelas que se formaram t anos atrás. $l(t)$ pode ser qualquer função que descreve a evolução temporal de qualquer fonte radiativa genérica *por unidade de massa formada* de uma população estelar simples (*Simple Stellar Population* - SSP). Como depende da massa formada fica claro que essa quantidade é dependente da Função de Massa Inicial (*Initial Mass Function* - IMF):

$$\Lambda(t) = \int_0^t l(t') dM(t'). \quad (\text{A.18})$$

Para obter Λ nos falta saber como a massa em estrelas cresce no tempo, ou seja, saber como a SFR varia no tempo:

$$dM(t) = \text{SFR}(t) dt \quad (\text{A.19})$$

Utilizando (A.19) em (A.18) e integrando dentro do tempo do Universo ($T_U \sim 14$ bilhões de anos) teremos hoje um total de luz:

$$\Lambda(t = T_U) = \int_0^{T_U} l(t) dM(t) \quad (\text{A.20})$$

$$= \int_0^{T_U} \text{SFR}(t) l(t) dt \quad (\text{A.21})$$

Assumindo o caso B de recombinação do hidrogênio, um em cada 2.226 fótons ionizantes

produzem um fóton de (?). Esse número não varia muito em função da temperatura e da densidade nas regiões H II. Portanto:

$$L = h\nu \frac{Q_H}{2.226}, \quad (\text{A.22})$$

onde Q_H é a taxa de fótons H-ionizantes. Em todo este processo assume-se que nenhuma radiação ionizante escapa da nuvem e, apesar de L estar corrigido por extinção, também assume-se que a poeira não absorve muito os fótons com $h\nu > 13.6$ eV. Escrevemos dQ_H como a equação (A.18).

$$Q_H(t) = \int dQ_H = \int q_H(t) dM(t) \quad (\text{A.23})$$

Nas equações acima, q_H (que assume o mesmo papel de $l(t)$ na Eq. A.18) é a taxa de fótons H-ionizantes por unidade de massa formada. Considerando os fótons que possam ionizar o hidrogênio ($h\nu \geq 13.6$ eV ou $\lambda \leq 912\text{\AA}$) escrevemos:

$$q_H(t) = \int_0^{912\text{\AA}} \frac{l_\lambda \lambda}{hc} d\lambda. \quad (\text{A.24})$$

Nesta equação, l_λ é a luminosidade por unidade de massa formada e comprimento de onda em unidades solares [$L_\odot/\text{\AA}M_\odot$] para uma SSP³. Com isso, nós ainda precisamos analisar como a integração de q_H evolui com o tempo, para então obter a SFR. Integrando q_H de hoje até T_U nós obtemos o número de fótons H-ionizantes produzidos pelas fontes que emitem a luz l :

$$N_H = \int_0^{T_U} q_H(t) dt \quad (\text{A.25})$$

Utilizamos a base de populações estelares de (?) com as isócronas de Padova 2000, juntamente com a IMF de (?). Neste caso, podemos ver na Fig. A.4 a evolução temporal de N_H em valores absolutos (painel superior esquerdo) e relativamente ao total de N_H (painel superior direito). Em Cid Fernandes et al. (2011, Fig. 2b) nós podemos ver a evolução temporal de q_H sob todas as idades e metalicidades⁴. A mesma figura é reproduzida no painel inferior. É notável que o número de fótons H-ionizantes rapidamente converge ao máximo perto de $t = 10^7$ anos. Também fica claro que N_H é dependente da metalicidade, portanto o valor de k em (A.17) também⁵. Utilizando (A.19) em (A.23) e com uma simplificação graças a SFR

³Apesar de não escritas aqui, existem dependências com Z , IMF e isócronas em l_λ (portanto, também em q_H e todos os seus produtos)

⁴Naquele estudo, o grupo SEAGal/STARLIGHT utilizou as isócronas de Padova 1994 com a IMF de (?).

⁵O valor de k em nossa análise varia de 2.00 até 3.13 de acordo com a metalicidade indo de

figuras/Nh_logt_metBase_Padova2000_salp.pdf

Figura A.4: *Painel superior esquerdo:* A evolução no tempo do número de fótons (\mathcal{N}_H) para 6 metalicidades (de $0.02 Z_\odot$ até $1.58 Z_\odot$) que compoem nossos modelos de SSP. A linha preta grossa representa a evolução utilizando metalicidade solar. *Painel superior direito:* O mesmo que o *painel superior esquerdo* mas normalizado pelo valor total de \mathcal{N}_H . A linha pontilhada representa 95% do total de \mathcal{N}_H . Em destaque a região ao redor de 10 milhões de anos. *Painel inferior:* Evolução da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada. Também mostra o valor seguindo o código de cores para as mesmas metalicidades.

constante dentro desta escala temporal ($\text{SFR}(t) \rightarrow \text{SFR}$), podemos reescrever (A.23) usando (A.25):

$$Q_H = \text{SFR } \mathcal{N}_H(t = 10^7 \text{ anos, IMF, } Z_\star). \quad (\text{A.26})$$

Substituindo (A.26) em (A.22) podemos escrever:

$$\text{SFR} = \frac{2.226}{\mathcal{N}_H h\nu} \times L \quad (\text{A.27})$$

Este método resulta em uma SFR recente, em termos de que usamos o valor de \mathcal{N}_H para $t = 10^7$ anos. Finalmente, resolvendo (A.27) encontramos o valor para k em (A.17):

$$\text{SFR } [\text{M}_\odot \text{ yr}^{-1}] = 3.13 \times \left(\frac{L}{10^8 L_\odot} \right) = 8.1 \times 10^{-42} L [\text{ergs s}^{-1}] \quad (\text{A.28})$$

Em ?) esse coeficiente é calculado utilizando diferentes modelos estelares mas utilizando a mesma IMF. Nosso valor é bem próximo daquele obtido no artigo (7.9×10^{-42}).

Apêndice B

Laboratório de análises

B.1 Pacote de análise da síntese

A confiança na qualidade dos dados observacionais é primordial para o desenvolvimento de qualquer estudo empírico. Nos encarregamos de escrever um pacote de análise da qualidade da síntese de populações estelares com o STARLIGHT, que, em muitos casos, acaba também funcionando como sensor da qualidade dos espectros observados. Esse processo ficou descrito e publicado no artigo de [Husemann et al. \(2013, DR1\)](#) e foi repetido no DR2 e DR3. Para o último *data-release*, essa análise foi feita através de outro grupo dentro do projeto CALIFA, porém, seguindo a linha dos dois primeiros, nós também a produzimos com o STARLIGHT como controle de qualidade dos nossos ajustes espectrais. Comparações com os resultados das amostras anteriores mostram uma importante e gradativa melhora nos espectros residuais.

A Figura [B.1](#), que também está publicada no artigo [García-Benito et al. \(2015\)](#), põe à prova a qualidade dos ajuste espectrais e também dos erros formais estimados para cada comprimento de onda. Supondo que um espectro residual seja inteiramente formado por ruído, ou seja, modelos estelares e ajustes tão bons quanto se possam ter, sua distribuição deveria ser gaussiana e centrada em zero. Além disso, quando temos um erro formal no fluxo perfeitamente estimado, a distribuição do espectro residual normalizado pelo erro formal no fluxo deveria ser formada basicamente de ruído, por isso, centrada em zero e com $\sigma \sim 1$. Nessa figura vemos o histograma do resíduo reduzido, ou seja, a diferença entre o fluxo observado ($O_{\lambda,k}$) e o modelado ($M_{\lambda,k}$), obtido através da síntese com o STARLIGHT, dividida pelo erro associado ($\epsilon_{\lambda,k}$). Os índices λ e k representam um certo comprimento de onda de um certo espectro respectivamente. Dessa análise são excluídos intervalos em λ que representam linhas de emis-

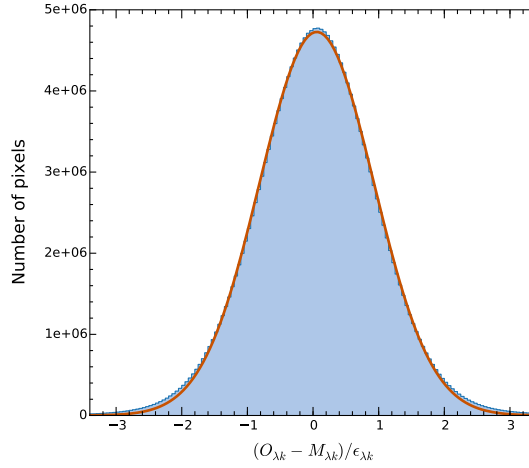


Figura B.1: Distribuição do resíduo reduzido, $(O_{\lambda,k} - M_{\lambda,k})/\epsilon_{\lambda,k}$, para todos os comprimentos de onda λ e todos os espectros k de todas as galáxias presentes no DR2 (209 151 086 pontos no total). A linha laranja mostra o melhor ajuste Gaussiano para a distribuição (média = 0.03; $\sigma = 0.87$). Retirado de [García-Benito et al. \(2015\)](#).

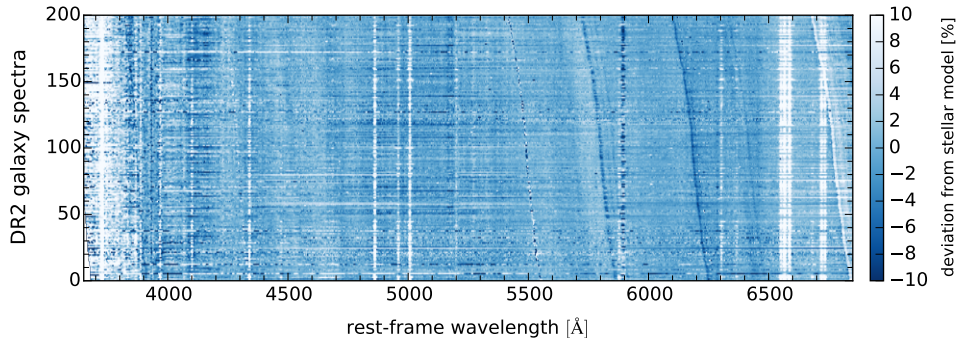


Figura B.2: NOMNOMNONMNOMNONM. Retirado de [García-Benito et al. \(2015\)](#).

são e dados espúrios. A distribuição é muito bem descrita por uma gaussiana com centro 0.03 e $\sigma = 0.87$, ambos muito próximos dos valores ótimos.

Esta mesma análise nos ajudou a melhorar a máscara de remoção de linhas telúricas¹ e linhas de emissão dos espectros. A Figura B.2 é formada pelos espectros nucleares ajustado para o referencial de laboratóriodas das 200 galáxias presentes no DR2 e ordenados por *redshift*. As cores codificam o desvio relativo entre o fluxo observado e o modelado $(O_{\lambda} - M_{\lambda})/O_{\lambda}$, sem nenhuma máscara espectral.

¹Linhas provenientes de fenômenos que ocorrem na Terra.

Referências Bibliográficas

- Albareti, F. D., Allende Prieto, C., Almeida, A., Anders, F., Anderson, S., Andrews, B. H., Aragón-Salamanca, A., Argudo-Fernández, M. et al. 2017, *ApJS*, 233, 25
- Asari, N. V., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Torres-Papaqui, J. P., Mateus, A., Sodré, L., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2007, *MNRAS*, 381, 263
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- Bamford, S. P., Rojas, A. L., Nichol, R. C., Miller, C. J., Wasserman, L., Genovese, C. R., & Freeman, P. E. 2008, *MNRAS*, 391, 607
- Barrera-Ballesteros, J. K., García-Lorenzo, B., Falcón-Barroso, J., van de Ven, G., Lyubenova, M., Wild, V., Méndez-Abreu, J., Sánchez, S. F. et al. 2015a, *A&A*, 582, A21
- Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez, S. F., García-Lorenzo, B., Falcón-Barroso, J., Mast, D., García-Benito, R., Husemann, B., van de Ven, G. et al. 2015b, *A&A*, 579, A45
- Belfiore, F., Maiolino, R., Maraston, C., Emsellem, E., Bershady, M. A., Masters, K. L., Bizyaev, D., Boquien, M. et al. 2017, *MNRAS*, 466, 2570
- Belfiore, F., Maiolino, R., Maraston, C., Emsellem, E., Bershady, M. A., Masters, K. L., Yan, R., Bizyaev, D. et al. 2016, *MNRAS*, 461, 3111
- Binette, L., Drissen, L., Ubeda, L., Raga, A. C., Robert, C., & Krongold, Y. 2009, *A&A*, 500, 817
- Binette, L., Magris, C. G., Stasińska, G., & Bruzual, A. G. 1994, *A&A*, 292, 13
- Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, Jr., R. C. 2004, *ApJ*, 615, 228
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Tremonti, C., Kauffmann, G., Heckman, T., & Brinkmann, J. 2004, *MNRAS*, 351, 1151

- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, MNRAS, 344, 1000
- Bundy, K., Bershad, M. A., Law, D. R., Yan, R., Drory, N., MacDonald, N., Wake, D. A., Cherinka, B. et al. 2015, ApJ, 798, 7
- Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., Stasińska, G., Mateus, A., Torres-Papaqui, J. P., & Schoenell, W. 2007, MNRAS, 375, L16
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2014, A&A, 561, A130
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, MNRAS, 358, 363
- Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., González Delgado, R. M., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2013, A&A, 557, A86
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Mateus, A., & Vale Asari, N. 2011, MNRAS, 413, 1687
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schlickmann, M. S., Mateus, A., Vale Asari, N., Schoenell, W., & Sodré, L. 2010, MNRAS, 403, 1036
- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., Sutherland, W., Norberg, P., Cole, S., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T. et al. 2001, MNRAS, 328, 1039
- Collins, J. A. & Rand, R. J. 2001, ApJ, 551, 57
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Di Matteo, P., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L. et al. 2017a, A&A, 607, A70
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017b, MNRAS, 467, 3898
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Sánchez, S. F., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017c, ArXiv e-prints
- de Amorim, A. L. 2015, PhD thesis, Curso de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina
- de Amorim, A. L., García-Benito, R., Cid Fernandes, R., Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R., Pérez, E. et al. 2017, MNRAS, 471, 3727

- Dettmar, R.-J. 1990, *A&A*, 232, L15
- Doe, S., Nguyen, D., Stawarz, C., Refsdal, B., Siemiginowska, A., Burke, D., Evans, I., Evans, J. et al. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 376, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, ed. R. A. Shaw, F. Hill, & D. J. Bell, 543
- Ferguson, A. M. N., Wyse, R. F. G., Gallagher, III, J. S., & Hunter, D. A. 1996, *AJ*, 111, 2265
- Flores-Fajardo, N., Morisset, C., Stasińska, G., & Binette, L. 2011, *MNRAS*, 415, 2182
- Freeman, P., Doe, S., & Siemiginowska, A. 2001, in *Proc. SPIE*, Vol. 4477, *Astronomical Data Analysis*, ed. J.-L. Starck & F. D. Murtagh, 76–87
- García-Benito, R., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., Cortijo-Ferrero, C., López Fernández, R., de Amorim, A. L., Lacerda, E. A. D. et al. 2017, *ArXiv e-prints*
- García-Benito, R., Zibetti, S., Sánchez, S. F., Husemann, B., de Amorim, A. L., Castillo-Morales, A., Cid Fernandes, R., Ellis, S. C. et al. 2015, *A&A*, 576, A135
- Garnett, D. R. & Shields, G. A. 1987, *ApJ*, 317, 82
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *A&AS*, 141, 371
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Kehrig, C., Vílchez, J. M., Lehnert, M. D., Sánchez, S. F., Ziegler, B., Breda, I. et al. 2016a, *A&A*, 588, A68
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., Kehrig, C., Iglesias-Páramo, J., Breda, I., Lehnert, M. D., Sánchez, S. F. et al. 2016b, *A&A*, 586, A22
- González Delgado, R. M., Cerviño, M., Martins, L. P., Leitherer, C., & Hauschildt, P. H. 2005, *MNRAS*, 357, 945
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2014a, *ApJ*, 791, L16
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., García-Benito, R., López Fernández, R., Lacerda, E. A. D., Cortijo-Ferrero, C., de Amorim, A. L. et al. 2016, *A&A*, 590, A44
- González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2015, *A&A*, 581, A103
- González Delgado, R. M. & Pérez, E. 2000, *MNRAS*, 317, 64

- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Cortijo-Ferrero, C. et al. 2014b, *A&A*, 562, A47
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., López Fernández, R., Vale Asari, N., Cortijo-Ferrero, C., de Amorim, A. L. et al. 2017, *A&A*, 607, A128
- Green, A. W., Croom, S. M., Scott, N., Cortese, L., Medling, A. M., D'Eugenio, F., Bryant, J. J., Bland-Hawthorn, J. et al. 2017, *ArXiv e-prints*
- Haffner, L. M., Dettmar, R.-J., Beckman, J. E., Wood, K., Slavin, J. D., Giammanco, C., Madsen, G. J., Zurita, A. et al. 2009, *Reviews of Modern Physics*, 81, 969
- Hodges-Kluck, E. J. & Bregman, J. N. 2013, *ApJ*, 762, 12
- Hoopes, C. G. & Walterbos, R. A. M. 2003, *ApJ*, 586, 902
- Hoopes, C. G., Walterbos, R. A. M., & Greenwalt, B. E. 1996, *AJ*, 112, 1429
- Hoopes, C. G., Walterbos, R. A. M., & Rand, R. J. 1999, *ApJ*, 522, 669
- Hughes, T. M., Foyle, K., Schirm, M. R. P., Parkin, T. J., De Looze, I., Wilson, C. D., Bendo, G. J., Baes, M. et al. 2015, *A&A*, 575, A17
- Husemann, B., Jahnke, K., Sánchez, S. F., Barrado, D., Bekeraït*error*è, S., Bomans, D. J., Castillo-Morales, A., Catalán-Torrecilla, C. et al. 2013, *A&A*, 549, A87
- Jones, A., Kauffmann, G., D'Souza, R., Bizyaev, D., Law, D., Haffner, L., Bahé, Y., Andrews, B. et al. 2017, *A&A*, 599, A141
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., Charlot, S., Tremonti, C., Peng, E. W., Seibert, M., Brinkmann, J. et al. 2003, *MNRAS*, 341, 54
- Kehrig, C., Monreal-Ibero, A., Papaderos, P., Vílchez, J. M., Gomes, J. M., Masegosa, J., Sánchez, S. F., Lehnert, M. D. et al. 2012, *A&A*, 540, A11
- Kennicutt, Jr., R. C. & Garnett, D. R. 1996, *ApJ*, 456, 504
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556, 121
- Lacerda, E. A. D., Cid Fernandes, R., Couto, G. S., Stasińska, G., García-Benito, R., Vale Asari, N., Pérez, E., González Delgado, R. M. et al. 2018, *MNRAS*, 474, 3727

- López Fernández, R., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Vale Asari, N., Pérez, E., García-Benito, R., de Amorim, A. L., Lacerda, E. A. D. et al. 2016, MNRAS, 458, 184
- Luridiana, V. & Peimbert, M. 2001, ApJ, 553, 633
- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., Morrissey, P., Friedman, P. G., Barlow, T. A., Conrow, T., Grange, R. et al. 2005, ApJ, 619, L1
- Mateus, A., Sodré, L., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2006, MNRAS, 370, 721
- McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, ApJS, 57, 1
- Meurer, G. R., Hanish, D. J., Ferguson, H. C., Knezek, P. M., Kilborn, V. A., Putman, M. E., Smith, R. C., Koribalski, B. et al. 2006, ApJS, 165, 307
- Minter, A. H. & Spangler, S. R. 1997, ApJ, 485, 182
- Morisset, C., Delgado-Inglada, G., Sánchez, S. F., Galbany, L., García-Benito, R., Husemann, B., Marino, R. A., Mast, D. et al. 2016, A&A, 594, A37
- Oey, M. S., Meurer, G. R., Yelda, S., Furst, E. J., Caballero-Nieves, S. M., Hanish, D. J., Levesque, E. M., Thilker, D. A. et al. 2007, ApJ, 661, 801
- Otte, B., Gallagher, III, J. S., & Reynolds, R. J. 2002, ApJ, 572, 823
- Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García-Benito, R., Sánchez, S. F., Husemann, B., Mast, D., Rodón, J. R. et al. 2013a, ApJ, 764, L1
- . 2013b, ApJ, 764, L1
- Rand, R. J. 1998, ApJ, 501, 137
- Raymond, J. C. 1992, ApJ, 384, 502
- Reynolds, R. J. 1971, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF WISCONSIN - MADISON.
- Reynolds, R. J., Sterling, N. C., Haffner, L. M., & Tufte, S. L. 2001, ApJ, 548, L221
- Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., Sánchez, S. F., Díaz, A. I., Pasquali, A., Johnson, B. D., & Hao, C. N. 2010, MNRAS, 405, 735
- Rousseau-Nepton, L., Robert, C., Drissen, L., Martin, R. P., & Martin, T. 2017, ArXiv e-prints

- Sánchez, S. F., Galbany, L., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez-Menguiano, L., Marino, R. et al. 2015, *A&A*, 573, A105
- Sánchez, S. F., García-Benito, R., Zibetti, S., Walcher, C. J., Husemann, B., Mendoza, M. A., Galbany, L., Falcón-Barroso, J. et al. 2016, *A&A*, 594, A36
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Iglesias-Páramo, J., Mollá, M., Barrera-Ballesteros, J., Marino, R. A., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P. et al. 2014, *A&A*, 563, A49
- Sarzi, M., Shields, J. C., Schawinski, K., Jeong, H., Shapiro, K., Bacon, R., Bureau, M., Cappellari, M. et al. 2010, *MNRAS*, 402, 2187
- Seon, K.-i., Witt, A. N., Shinn, J.-h., & Kim, I.-j. 2014, *ApJ*, 785, L18
- Singh, R., van de Ven, G., Jahnke, K., Lyubenova, M., Falcón-Barroso, J., Alves, J., Cid Fernandes, R., Galbany, L. et al. 2013, *A&A*, 558, A43
- Slavin, J. D., Shull, J. M., & Begelman, M. C. 1993, *ApJ*, 407, 83
- Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., & Asari, N. V. 2006, *MNRAS*, 371, 972
- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., Schoenell, W., Sodré, Jr., L. et al. 2008, *MNRAS*, 391, L29
- Thilker, D. A., Walterbos, R. A. M., Braun, R., & Hoopes, C. G. 2002, *AJ*, 124, 3118
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Seibert, M., Peng, E. W. et al. 2004, *ApJ*, 613, 898
- Tüllmann, R. & Dettmar, R.-J. 2000, *A&A*, 362, 119
- Vale Asari, N., Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., & Schoenell, W. 2009, *MNRAS*, 396, L71
- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., Cenarro, A. J., Beasley, M. A., Cardiel, N., Gorgas, J., & Peletier, R. F. 2010, *MNRAS*, 404, 1639
- Vogt, F. P. A., Pérez, E., Dopita, M. A., Verdes-Montenegro, L., & Borthakur, S. 2017, *A&A*, 601, A61
- Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraité, S., Husemann, B., Iglesias-Páramo, J., Backsmann, N., Barrera Ballesteros, J., Catalán-Torrecilla, C. et al. 2014, *A&A*, 569, A1

Weingartner, J. C. & Draine, B. T. 2001, *ApJ*, 563, 842

Wild, V., Rosales-Ortega, F., Falcón-Barroso, J., García-Benito, R., Gallazzi, A., González Delgado, R. M., Bekeraité, S., Pasquali, A. et al. 2014, *A&A*, 567, A132

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

Zhang, K., Yan, R., Bundy, K., Bershady, M., Haffner, L. M., Walterbos, R., Maiolino, R., Tremonti, C. et al. 2017, *MNRAS*, 466, 3217

Zurita, A., Rozas, M., & Beckman, J. E. 2000, *A&A*, 363, 9