

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	<i>STARLIGHT + CALIFA</i>	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 e detalhes técnicos	11
2.1	Participação no segundo <i>data-release</i> do CALIFA	11
2.2	Definição da amostra deste trabalho	14
3	Classificação	19
3.1	O papel de $W_{H\alpha}$ na classificação das regiões: hDIG, mDIG e SFc	19
3.2	A distribuição observada de $W_{H\alpha}$ e a componente hDIG	20
3.2.1	Identificação das componentes hDIG, mDIG e SFc	25
4	Discussão	27

4.1	A relevância das componentes hDIG, mDIG e SFc	27
4.2	Emissão extraplanar em sistemas <i>edge-on</i>	29
4.3	Comparações com esquemas de separação SF/DIG baseados em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$	31
4.4	O DIG pode ser identificado por razões de linha sensíveis à densidade do meio?	35
4.5	$W_{\text{H}\alpha}$ e o diagrama BPT	37
4.6	O mDIG como uma mistura de SF+hDIG	39
4.7	AGN e outras fontes de linhas de emissão	40
5	Conclusões e perspectivas	43
5.1	DIG no CALIFA: a classificação	43
5.2	Outros trabalhos	44
5.3	O futuro próximo do IFS	45
5.3.1	DIG no MaNGA: a fração relativa do fluxo de linhas de emissão referente ao DIG – f_{λ}^{DIG}	45
5.3.2	Estatística com melhor resolução espacial	45
A	Organizando os ajustes nebulares	47
A.1	EmLinesDataCube	47
A.1.1	Ensaio	47
A.2	Propriedades calculadas no EmLinesDataCube	50
A.2.1	Extinção estimada através do decremento de Balmer	50
A.2.2	Cálculo da taxa de formação estelar	52
A.2.3	Exemplo de utilização	56
B	Comparações entre propriedades estelares e propriedades nebulares	59
B.1	Comparação entre as taxas de formação estelar	59
B.2	Comparação entre os coeficientes de extinção	62

Listas de Figuras

2.1	DR2: Espectros médios: observado, sintético e residual	12
2.2	DR2: Distribuição dos resíduos reduzidos	13
2.3	DR2: Espectros residuais nucleares	14
2.4	Exemplo de ajuste de linha de emissão	15
2.5	Imagen <i>SDSS</i> e mapas de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ e $W_{\text{H}\alpha}$	17
3.1	Histogramas de $W_{\text{H}\alpha}$	21
3.2	$\log \xi \times \log \text{H}\alpha$	23
4.1	Fração cumulativa do fluxo de $\text{H}\alpha$ com o crescimento de $W_{\text{H}\alpha}$ para diferentes classes morfológicas	28
4.2	Imagen <i>SDSS</i> e mapas de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ e $W_{\text{H}\alpha}$: sistemas <i>edge-on</i>	30
4.3	Perfis radiais de $W_{\text{H}\alpha}$ e $\Sigma_{\text{H}\alpha}$	32
4.4	$\log \Sigma_{\text{H}\alpha} \times \log W_{\text{H}\alpha}$	34
4.5	$\log [\text{S II}] \times \log W_{\text{H}\alpha}$	36
4.6	Diagramas BPT	38
4.7	Diagrama BPT – mDIG	40
5.1	MUSE: Mapa de $W_{\text{H}\alpha}$ da galáxia NGC 6754	46

A.1	Histogramas: densidade superficial de massa, idade média, fração de populações jovens e relação axial.	49
A.2	Evolução temporal do número e da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada.	54
A.3	Exemplo de programa utilizando o EmLinesDataCube	57
A.4	Diagrama BPT da galáxia NGC2916	58
B.1	Comparação entre Σ_{SFR}^* e $\Sigma_{\text{SFR}}^{\text{neb}}$ em <i>bins</i> radiais para diversas idades	61
B.2	Comparação entre os coeficientes de extinção	62
B.3	$\mathcal{R}_\tau \times x_Y$	63

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; SED*¹) 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 espetrais (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; *2dFGRS*³, 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 fôtons 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 todos 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 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 por cobrirem poucos objetos não podemos usá-los para um estudo mais geral como este.

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*. Nossa 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/Sitelle/>

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>

Temos uma parceria de estudo de populações estelares 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. Lá passei um ano (2014–2015) fazendo parte de meu doutorado. Trabalhei junto a diversos pesquisadores, sob coorientação da pesquisadora Rosa M. González Delgado, uma das principais líderes desse projeto e também, na época, atuante como Pesquisadora Visitante Especial (PVE-CsF) aqui na UFSC. 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 [EDU: !○j○! Há necessidade de listar aquelas que participei? Se sim, existe algum lugar específico na tese?] 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 dessa cooperação é nossa participação no projeto CALIFA. Dentro dele, nosso grupo analisou 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 provenientes das estrelas de diferentes idades e composições químicas (metallicidade), 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 Del-](#)

- gado 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_{\star} (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_{\star} . 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_{\star} , $\langle \log t \rangle_L$, $\langle \log Z \rangle_M$ 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_{\star} , 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_{\star} e pela morfologia, com os tipos espirais mais tardios formando estrelas por um período mais longo de tempo (González Delgado et al. 2017).
 - (vi) Estudos de objetos em interação (*mergers*) e suas comparações com galáxias espirais

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 $5635 \pm 45 \text{ \AA}$.

‘não-interagentes’ nos revelam o papel que a interação tem sobre as 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 significante 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).

Participei ativamente de alguns desses estudos realizando análises, ‘sanity-checks’ e controle de qualidade dos dados. Diversos fragmentos desses trabalhos serão citados permeando o texto, ou publicados como apêndices nesta tese.

Todos esses resultados provém da análise das populações estelares, porém 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)

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 especrais são geradas principalmente através das ionizações e recombinações de átomos dos elementos encontrados no meio interestelar, e mais densamente, nas nuvens de gás. Dentre os diversos produtos indiretos da síntese de populações estelares, a medida dos fluxos integrados das linhas de emissão é peça fundamental para este trabalho. Como descrevo 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 à 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 nebuloso 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.

¹⁸*Spitzer 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 ($\Sigma_{\text{H}\alpha}$) por sua relação direta com a densidade do gás ionizado. [Zhang et al. \(2017\)](#), por exemplo, usa $\Sigma_{\text{H}\alpha} > 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ como critério para selecionar *spaxels* (*spectral píxeis*) confiantemente dominados por regiões H II. Outros estudos não utilizam apenas um valor limite, mas ainda sim embasados em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ (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 $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ é conceitualmente incorreta, podendo levar a inconsistências nos resultados sob certas circunstâncias. Além do mais, $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ 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 , $W_{\text{H}\alpha}$, em nosso sistema de classificação. Como mostramos no artigo [Lacerda et al. \(2018\)](#), Apêndice ??), linha principal desta tese, $W_{\text{H}\alpha}$ consegue com sucesso diferenciar qualitativamente regimes SF e DIG. Segundo 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 0.1–0.3 kpc (gigantes regiões como 30 Doradus ou NGC 604; e.g. [González Delgado & Pérez 2000](#)). A resolução espacial do CALIFA de ~ 0.8 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 agrupamento 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 de todos os tipos de Hubble presentes no CALIFA ([Lacerda et al. 2018](#), Apêndice ??), sobre o qual trabalhei nos dois últimos anos sob orientação do Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr [EDU: **!obj!** e **coorientação da Natalia?**]. Nele separamos regiões com o regime de ionização dominado por formação estelar (SF) daquelas com gás ionizado difuso (DIG).

Durante o doutorado participei da discussão e trabalhei ativamente em alguns artigos utilizando os dados do CALIFA, além de construir um módulo que possibilitou unir os resultados da síntese com as medidas nebulares, parte técnica fundamental para o estudo principal desta tese. No Capítulo 2 descrevo a amostra de galáxias utilizadas neste trabalho e minha participação no artigo de [García-Benito et al. \(2015\)](#), Apêndice ??).

O artigo sobre o DIG será dividido em dois capítulos. Nele fiz toda a parte de programação para análise (figuras, cálculos e experimentos, com mais de 20 mil linhas programadas) e participei de todas as discussões e análises envolvendo o tema, além de apresentá-lo em duas conferências. A exposição dos argumentos teóricos e empíricos no qual se embasam o nosso método de classificação aparece no Capítulo 3, e no próximo (Capítulo 4) diversos temas discutidos acerca da aplicação de nossa classificação nas zonas de galáxias do CALIFA.

Por fim, concluímos esta tese revendo os principais pontos da análise do DIG e das demais experimentos com os dados do CALIFA, além de pontuar alguma das perspectivas para o futuro próximo dos *surveys* IFS (Capítulo 5).

No Apêndice A apresento o módulo `EMLINESDATACUBE`, escrito em `PYTHON`, que adicionou ao PyCASSO as medidas de linhas de emissão sob o mesmo formato e organização da síntese, permitindo estudos comparativos entre propriedades estelares e nebulares de maneira ágil e intuitiva. Descrevo uma série de experimentos no Apêndice B feitos utilizando o módulo apresentado no apêndice anterior. Ali comparo a taxa de formação estelar estimada de duas formas independentes (pela síntese e através de $H\alpha$); e o coeficiente de extinção estimado pelo decremento de Balmer e pelo contínuo estelar.

Capítulo 2

Amostra e detalhes técnicos

Houveram três lançamentos públicos de dados do CALIFA (DR1, [Husemann et al. 2013](#); DR2, [García-Benito et al. 2015](#), Apêndice ??; DR3, [Sánchez et al. 2016](#)). Este último, o *data-release* final do *survey*, descreve uma amostra de 667 galáxias (~ 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 apresento minha participação no artigo ([García-Benito et al. 2015](#), Apêndice ??) o qual descreve o segundo *data-release* do CALIFA. Também descrevo a amostra de regiões de galáxias no estudo do DIG, todas presentes no CALIFA DR3.

2.1 Participação no segundo *data-release* do CALIFA

A confiança na qualidade dos dados observacionais é primordial para o desenvolvimento de qualquer estudo empírico. Sempre que um conjunto de dados tão grande passa por um processo complexo, como a síntese de populações estelares, a análise espectro por espectro se torna impossível, necessitando um arcabouço de programas que checam a qualidade da síntese. Esse ensaio, em muitos casos, acaba também funcionando como sensor da qualidade dos espectros observados. O processo ficou descrito e publicado no artigo do DR1 e foi repetido nos seguintes. No primeiro *data-release* nosso grupo de populações estelares se encarregou dessa tarefa, utilizando a síntese com o STARLIGHT. No segundo eu escrevi os programas da análise da qual as discussões, e três figuras, entremeiam o artigo ([García-Benito et al. 2015](#)). Para o último, a análise publicada foi feita através de outro grupo dentro do projeto CALIFA, contudo, seguindo a linha dos dois primeiros, a repeti utilizando os resultados do STARLIGHT como controle de qualidade dos nossos ajustes espectrais. Comparações com os

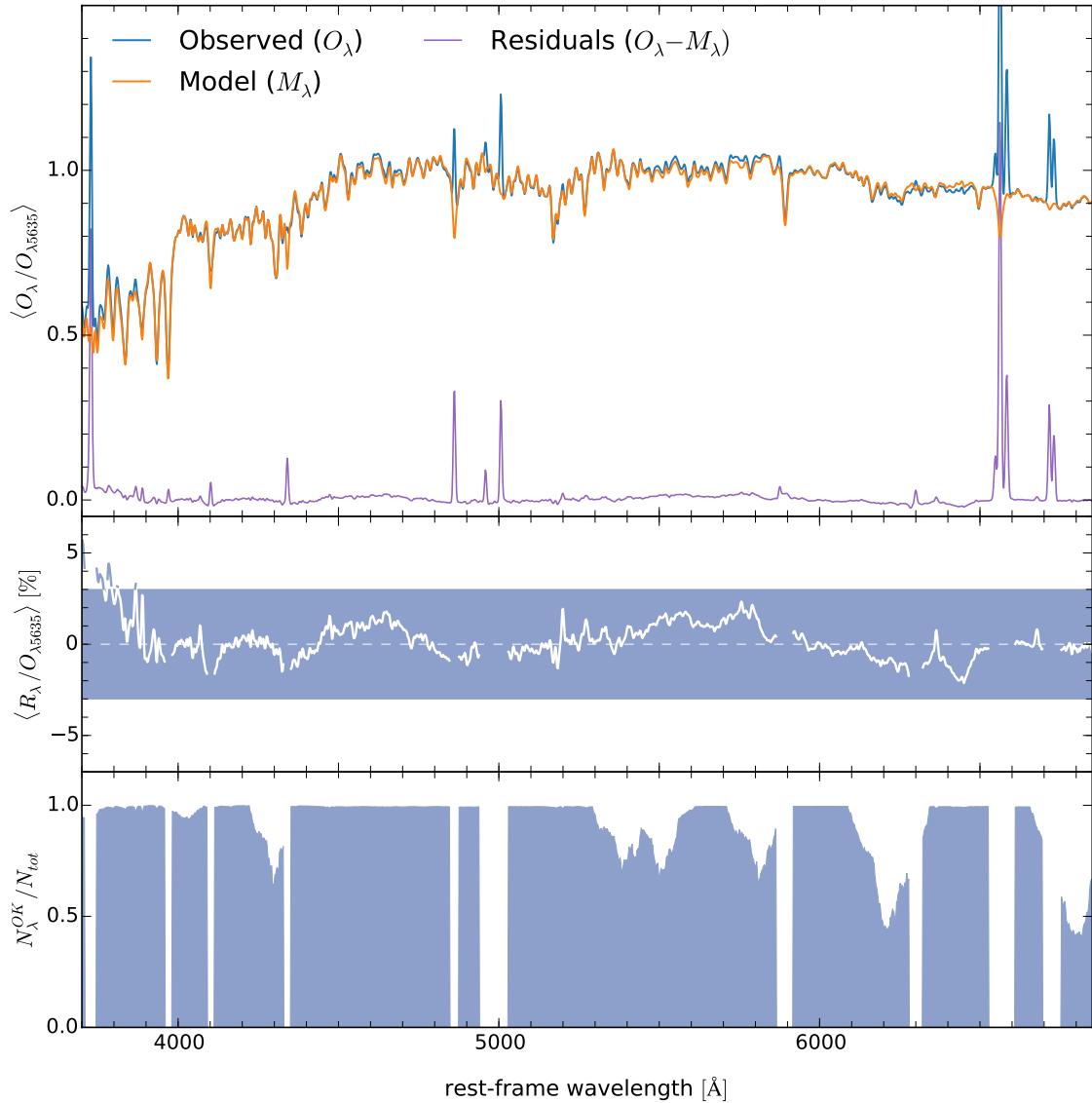


Figura 2.1: Retirado de [García-Benito et al. \(2015\)](#).

resultados das amostras anteriores mostram uma importante e gradativa melhora nos espectros residuais.

O espectro observado médio de 170 670 zonas presentes no DR2 aparece no primeiro painel da Figura 2.1. Antes, cada espectro de cada zona é normalizado pelo fluxo da janela de 90 Å ao redor de 5635 Å. Na mesma figura temos os espectros sintético médio (linha laranja) e residual médio (linha roxa). No painel central vemos um *zoom* do espectro residual e, em destaque pintado de azul, o intervalo entre ±3%. Nele as linhas de emissão e píxeis defeituosos mascarados durante o processo da síntese estão removidos. Finalmente, no último painel, a

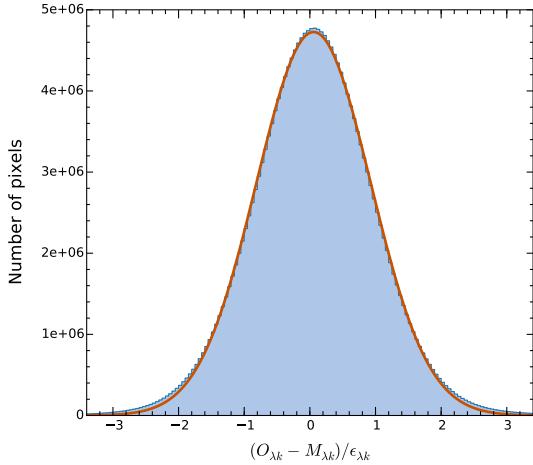


Figura 2.2: Distribuição do resíduo reduzido, $(O_{\lambda,k} - M_{\lambda,k})/\epsilon_{\lambda,k}$, para todos os comprimentos de onda λ e todos os espectros k de todas as galáxias presentes no DR2 (209 151 086 pontos no total). A linha laranja mostra o melhor ajuste Gaussiano para a distribuição (média = 0.03; σ = 0.87). Retirado de [García-Benito et al. \(2015\)](#).

fração de píxeis não mascarados para cada λ . Essa figura deve ser comparada com a Figura 13 do artigo [Cid Fernandes et al. \(2014\)](#), mostrando que a nova versão do pacote de redução dos dados leva a menores resíduos, principalmente na parte azul do espetro ($\lambda < 5000 \text{ \AA}$).

A Figura 2.2 põe à prova a qualidade dos ajustes espectrais e também dos erros formais estimados para cada comprimento de onda. Supondo que um espetro 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 espetro 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 espetro respectivamente. Dessa análise são excluídos intervalos em λ que representam linhas de emissão 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 óptimos.

A Figura 2.3 é formada pelos espetros nucleares ajustado para o referencial de laboratórias 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. As linhas verticais mostram os desvios sistemáticos dos modelos do STARLIGHT, presentes no referencial de laboratório (e.g., modelos estelares imperfeitos, linhas de emissão). Já

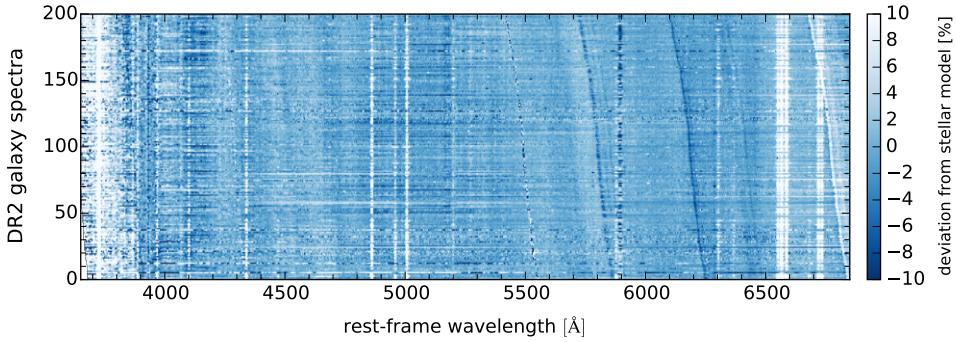


Figura 2.3: Desvio relativo entre o espectro observado e o modelado pela síntese, $(O_\lambda - M_\lambda)/O_\lambda$. Para as regiões nucleares de todas as galáxias presentes no DR2, ordenadas por redshift. As linhas verticais nos mostram desvios sistemáticos do modelo e, as inclinadas, modelos imperfeitos do céu, como remoção de linhas telúricas. Retirado de [García-Benito et al. \(2015\)](#).

as linhas inclinadas mostram desajustes no referencial de observação (e.g., modelo imperfeito do céu). Esta análise nos ajudou a melhorar a máscara de remoção de linhas telúricas¹ e linhas de emissão dos espectros.

2.2 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 arcmin², e *spaxels* com área de 1×1 arcsec², porém a resolução espacial é de cerca de ~ 2.5 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 distorcidos como aqueles estudados por [Wild et al. 2014](#); [Barrera-Ballesteros et al. 2015b,a](#); [Cortijo-](#)

¹Linhas provenientes de fenômenos que ocorrem na Terra.

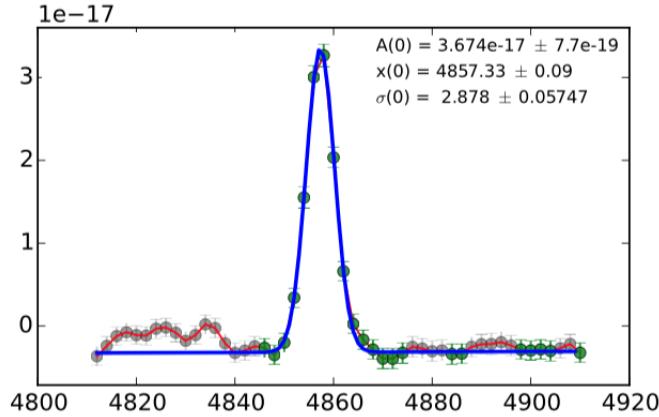


Figura 2.4: Espectro na região da linha de em emissão para a zona central da galáxia UGC00148 (objeto CALIFA 12) juntamente com o melhor ajuste utilizando uma gaussiana. Em destaque a amplitude (A), o comprimento de onda central (x) e o desvio padrão neste ajuste (σ).

[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 mencionado na Seção 1.2.1, todos os cubos de dados foram pré-processados através do PyCASSO, descrito em [Cid Fernandes et al. \(2013\)](#), [Cid Fernandes et al. \(2014\)](#) e [de Amorim et al. \(2017\)](#). De forma resumida, após dados espúrios e regiões de muito baixo sinal-ruído (*signal-to-noise*; SN) serem mascaradas, 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. 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. Esta amostra engloba 307 958 zonas (~ 800 por galáxia). O módulo/*pipeline* PyCASSO fez parte da vanguarda em estudos de populações estelares resolvidas espacialmente ([Pérez et al. 2013b](#); [González Delgado et al. 2014a, 2015, 2016, 2017](#)). O artigo base desta tese se vale da intersecção entre o gás e as populações estelares que o permeiam.

As linhas em emissão geralmente estão ligadas a processos de ionização do gás. O processo de ajuste das linhas de emissão foi feito utilizando o SHERPA IFU line fitting software (SHIFU; García-Benito et al. em prep.), 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. Em um ajuste normal Gaussiano, os parâmetros geralmente são livres, todavia o ajuste leva em conta uma série de linhas de emissão que estão interligadas, regidas pela física de processos radiativos. Portanto,

nessa tarefa alguns parâmetros são interligados e limitados de maneira conjunta. Por exemplo, nos ajustes utilizados neste trabalho as linhas do [N II] têm suas amplitudes amarradas ($A_{6584}/A_{6548} = 2.9$). Também fixa-se a cinemática das linhas de mesmo íon.

Um exemplo pode ser observado na Fig. 2.4. Nela vemos a linha de H β 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 β . Nossa estudo usa basicamente o fluxo de H α , 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 apresento o programa criado para organizar os resultados dos ajustes das linhas de emissão bem como alguns exemplos de utilização. Com essa classe em mãos, produzi estudos comparativos entre propriedades nebulares e estelares, expostos no Apêndice B

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

Nos mapas presentes na Figura 2.5 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.

[EDU: !○j○! Natalia, o parágrafo que segue escrevi pela transição de voz no texto. Será que isso é certo ou já fica implícito?

Como mencionei anteriormente fiz toda a programação e participei ativamente de todas as

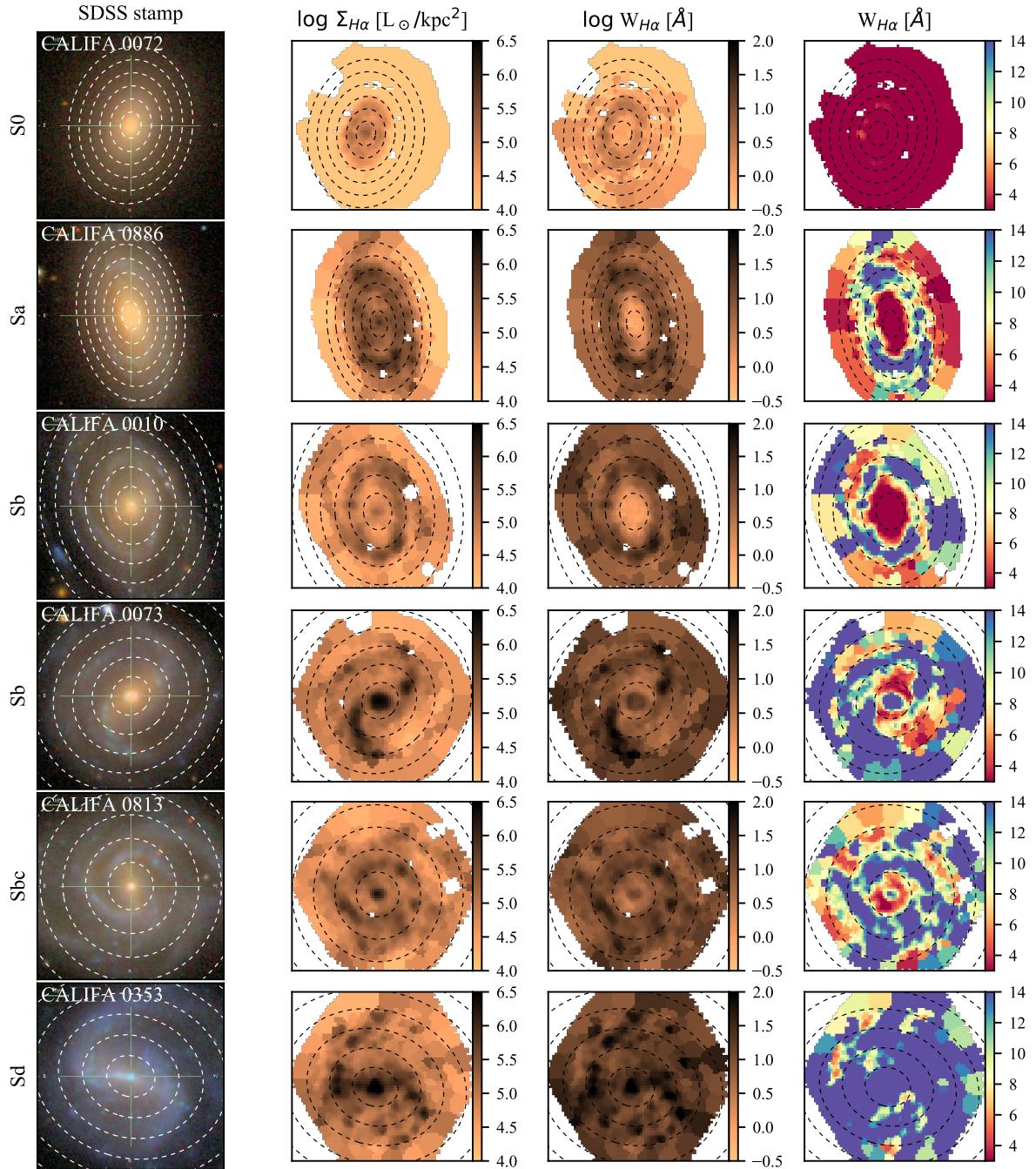


Figura 2.5: Imagens do SDSS e os mapas de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ e $W_{\text{H}\alpha}$ para algumas galáxias do CALIFA. Os mapas da coluna mais à direita mostram $W_{\text{H}\alpha}$ com as cores saturadas em 3 e 14 Å, evidenciando a classificação proposta para hDIG, mDIG e SFc. Anéis elípticos tracejados 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). Píxels em branco são fontes externas, como estrelas de campo, ou outros artefatos.

discussões que resultaram nesta tese, contudo o texto dos Capítulos 3 e 4 estão escritos em primeira pessoa do plural. Explico: (i) este é um estudo no qual todos os autores trabalharam, em maior ou menor intensidade porém sempre com relevância; (ii) o texto que segue é uma tradução do artigo Lacerda et al. (2018, Apêndice ??) entremeado com algumas informações e gráficos adicionais, o qual está escrito dessa forma; por tais razões essa será a linha dos dois próximos capítulos.]

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, dar um passo importante na resolução do *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 $\Sigma_{H\alpha} > \Sigma_{H\alpha}^{\text{SF,min}} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ 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 $F_{H\alpha} = A \times \Sigma_{H\alpha}$ [EDU: !○jo! Há necessidade de uma figura aqui como

aquela que você criou para o referee e eu coloquei na minha apresentação em Puebla?]. 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 válido. 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 4.3, nos bojos de galáxias, onde há um percurso óptico maior, essa diferença nos critérios de classificação tem particular importância, podendo levar $\Sigma_{H\alpha} > \Sigma_{H\alpha}^{\text{SF,min}}$ mesmo em absência 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 A.2.2 que discute o cálculo da taxa específica de fótons que ionizam H por unidade de massa formada, q_h). 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: !ojó! 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 con-

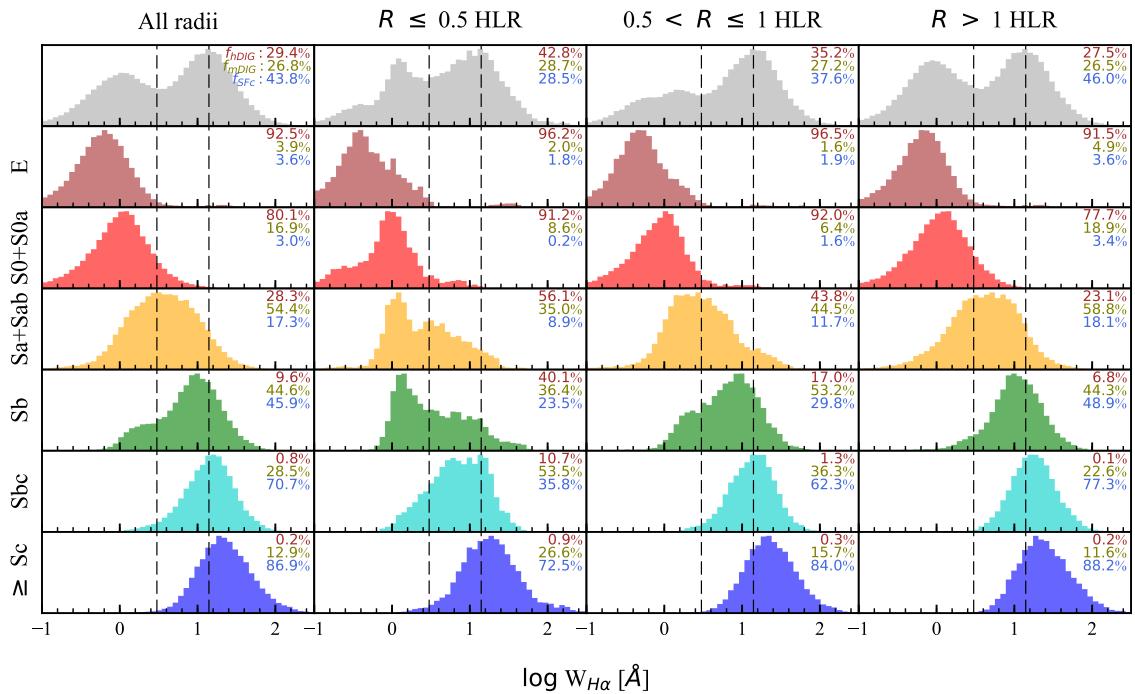


Figura 3.1: Distribuição de $W_{H\alpha}$ entre 307 958 zonas de 391 galáxias do CALIFA. A amostra está segmentada pela classificação de Hubble, de elípticas (segunda linha) até Sc ou mais tardias (última linha). Resultados para a amostra completa estão na primeira linha. Histogramas na primeira coluna identificam regiões de todas as partes das galáxias. Demais colunas selecionam diferentes intervalos em raio: os primeiros 0.5 HLR internos (segunda coluna), $R = 0.5\text{--}1$ HLR (terceira) e regiões exteriores com $R > 1$ HLR (quarta). Linhas tracejadas verticais marcam 3 e 14 \AA , 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).

forme a morfologia da galáxia de onde a zona pertence; (6 classes morfológicas: E, S0-S0a, 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 (paineel 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 sistemáticas 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

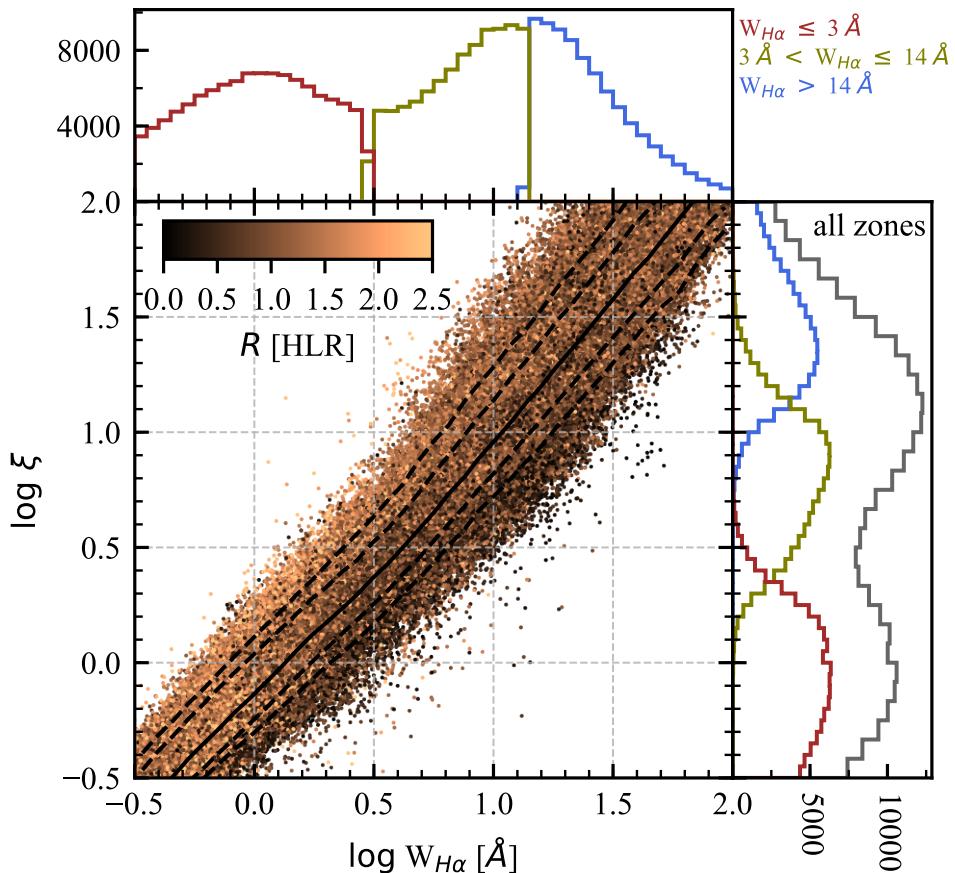


Figura 3.2: Razão entre a luminosidade de $H\alpha$ observada e aquela predita pelas populações mais velhas que 10^8 anos (ξ) em função de $W_{H\alpha}$ para todas as zonas de nossa amostra. Os pontos estão coloridos conforme a distânciada até o núcleo (em unidades de HLR). Os histogramas de ξ e de $W_{H\alpha}$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

(Fernandes et al. 2011; Belfiore et al. 2016; Morisset et al. 2016), o resultado final corrobora a 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 apo-

sentadas daquelas com regime de ionização dominado por SF ou por AGN. Por esse motivo nós firmemente indicamos que as populações com $W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$ sejam classificadas como gás difuso ionizado por HOLMES, o hDIG.

A separação da distribuição de $W_{\text{H}\alpha}$ por tipos de Hubble mostra que a bimodalidade está sempre presente, mudando apenas a proporção entre as populações de baixo e alto $W_{\text{H}\alpha}$ 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 $W_{\text{H}\alpha}$ 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 $W_{\text{H}\alpha}$. Por outro lado, a baixa incidência de regiões com $W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$ 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 $W_{\text{H}\alpha}$. [EDU: 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 $\sim 0.2\text{--}0.3$

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

na direção de valores mais baixos de $W_{H\alpha}$. Isso acontece pois enquanto regiões centrais em 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 subdividí-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: $W_{H\alpha} \leq 3 \text{ \AA}$,
- mDIG: $3 \text{ \AA} < W_{H\alpha} \leq 14 \text{ \AA}$,
- SFc: $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$.

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 po-

dem carregar alguma formação estelar e que regiões SFc não isolam regiões SF puras. Regiões 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 2.5. 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 3–14 Å (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 2.5 e 3.1).

Capítulo 4

Discussão

Nosso método de classificação é inspirado em argumentos teóricos e empíricos possui diversos propósitos. Neste capítulo vamos aplicar nosso méotodo 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 uma discussão sobre os possíveis *caveats* 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

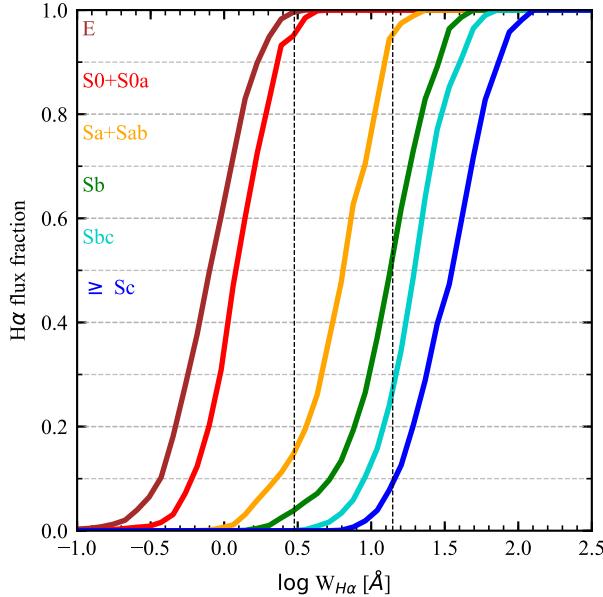


Figura 4.1: Fração cumulativa do fluxo total de $H\alpha$ provenientes de regiões com $W_{H\alpha}$ menor que determinado valor. O gráfico mostra as curvas medianas obtidas para galáxias presentes em cada uma de nossas seis classes morfológicas.

na Figura 2.5 essas frações vão de $(f_{\text{hDIG}}, f_{\text{mDIG}}, f_{\text{SFc}}) = (87, 13, 0)$ para a galáxia S0 CALIFA 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 \AA respectivamente.

A progressão constante de *early-* para *late-type* 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 res-

ponsável 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 α foi estimada em diversos estudos anteriores, geralmente baseados em dados obtidos com filtros estreitos (H α + [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 α 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 evidencia 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; Hedges-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 fôtons 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 (Collins & Rand 2001), raios cósmicos, aquecimento fotoelétrico proveniente de grãos de poeira do meio interestelar (Weingartner & Draine 2001), e fôtons Lyman vindos de estrelas velhas e quentes (Flores-Fajardo et al. 2011).

A Figura 4.2 nos mostra como os dados do CALIFA podem nos trazer um novo *insight* ao problema. Nela vemos cinco exemplos de galáxias *edge-on* dispostas da mesma forma que na Figura 2.5. As quatro primeiras possuem configuração muito parecida, onde temos o disco e arredores dominados por mDIG e SFc, enquanto a grandes distâncias do disco galáctico vemos uma completa predominância de hDIG. Isso favorece o cenário proposto por Flores-Fajardo

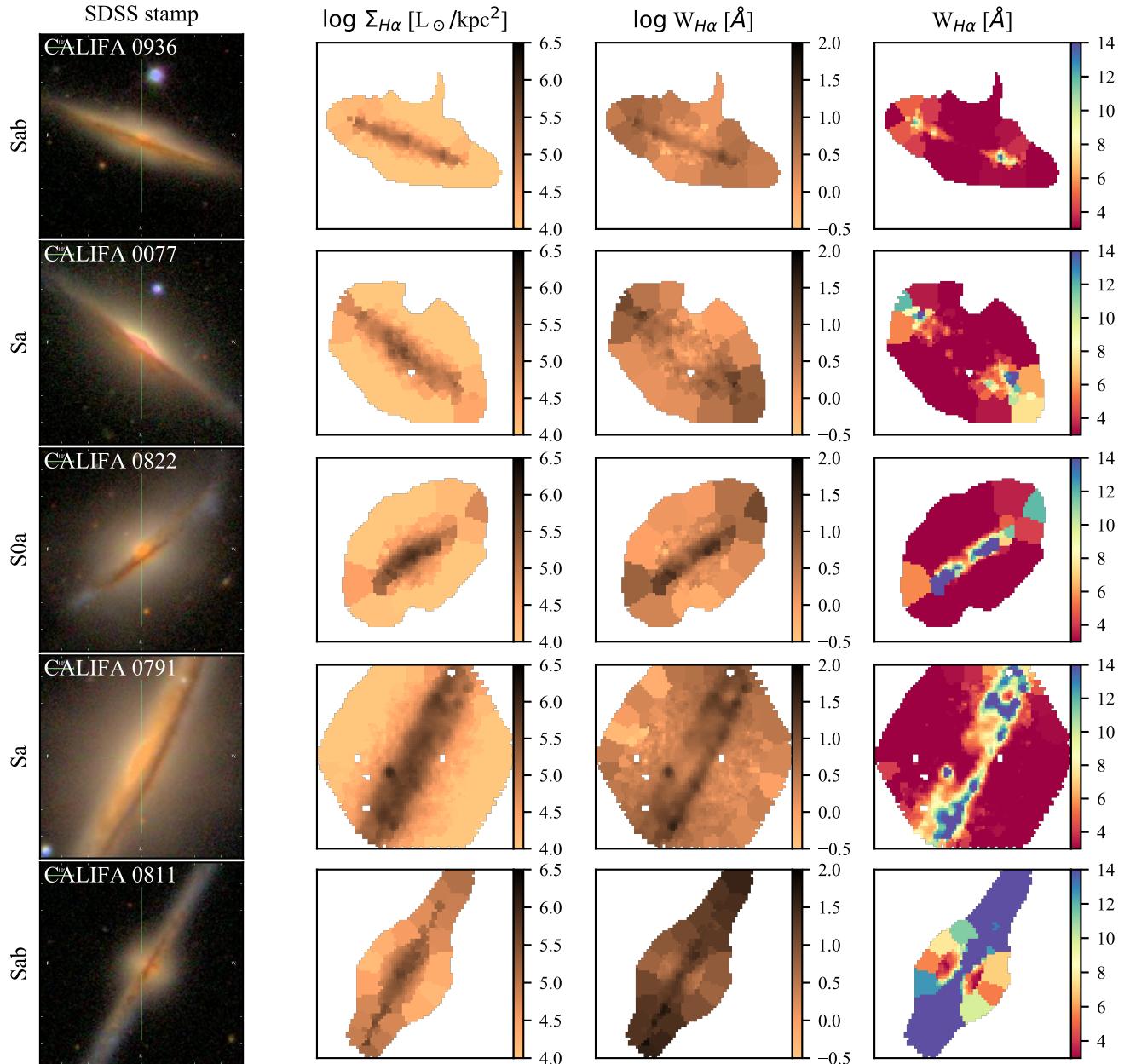


Figura 4.2: Como a Figura. 2.5, mas para galáxias *edge-on*.

et al. (2011), onde a ionização se torna dominada por HOLMES à medida que nos afastamos do plano galáctico. Essa conclusão é reforçada pelos mapas de diagnóstico de razões de linhas baseados em dados do MaNGA em Belfiore et al. (2016) e Zhang et al. (2017).

Através de nossa experiência calculando ξ (veja a Seção 3.2) podemos, pela primeira vez, relacionar a emissão DIG extraplanar com as populações estelares subjacentes. A mediana de ξ nas regiões extrapланares das quatro primeiras galáxias na Figura 4.2 é 1.5 com interquartis 1.1–1.9. Dado um fator de $2 \sim 3$ nessa estimativa (Cid Fernandes et al. 2011) a conclusão principal aqui é que ξ é da ordem de 1 e por isso consegue produzir fótons com $h\nu > 13.6$ suficientes para explicar a emissão extraplanar de H α .

Se essas galáxias fossem vistas *face-on*, o DIG extraplanar estaria projetado por cima do disco, que é dominado por mDIG + SFC. Para uma emissividade constante de H α , a razão entre $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ *face-on* e *edge-on* é igual a razão entre h/r (altura e raio) da camada hDIG extraplanar. Nas galáxias da Figura 4.2 o valor de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ é de aproximadamente algumas vezes $10^4 L_\odot \text{kpc}^{-2}$. Para $h \sim r$, este também deve ser o brilho superficial dessa componente. Esse valor é muito menor que os que estão presentes nas regiões SFc das galáxias *face-on* da Figura 2.5, nesse caso, portanto, o efeito do hDIG extraplanar projetado pode ser negligenciado. Porém, algumas regiões mDIG apresentam valores não muito maiores que $10^4 L_\odot \text{kpc}^{-2}$ podendo assim carregar alguma contribuição não-negligenciável do hDIG extraplanar.

A galáxia na última linha da Figura 4.2 (CALIFA 0811, UGC 10043) é diferente das demais, como podemos ver pelo seu mapa de classificação. Ela possui muito mais SFc no seu disco e em regiões extraplanares, além de um cone bipolar com valores intermediários de $W_{\text{H}\alpha}$ centrado no núcleo. Essa galáxia foi recentemente estudada por López-Cobá et al. (2017), no qual encontraram razões entre linhas de emissão e cinemática consistentes com vento galáctico alimentado por um evento SF central. Essa combinação de ionização por choque e formação estelar espalhada pelo disco explica porque não há emissão hDIG extraplanar nessa galáxia, embora seja curioso que os valores de $W_{\text{H}\alpha}$ caiam para valores hDIG nas partes internas do bicone.

4.3 Comparações com esquemas de separação SF/DIG baseados em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$

Apesar das vantagens conceituais desse modo de classificação apresentado até agora, $W_{\text{H}\alpha}$ possui $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ no seu numerador, por isso pode-se imaginar que um modelo de classificação

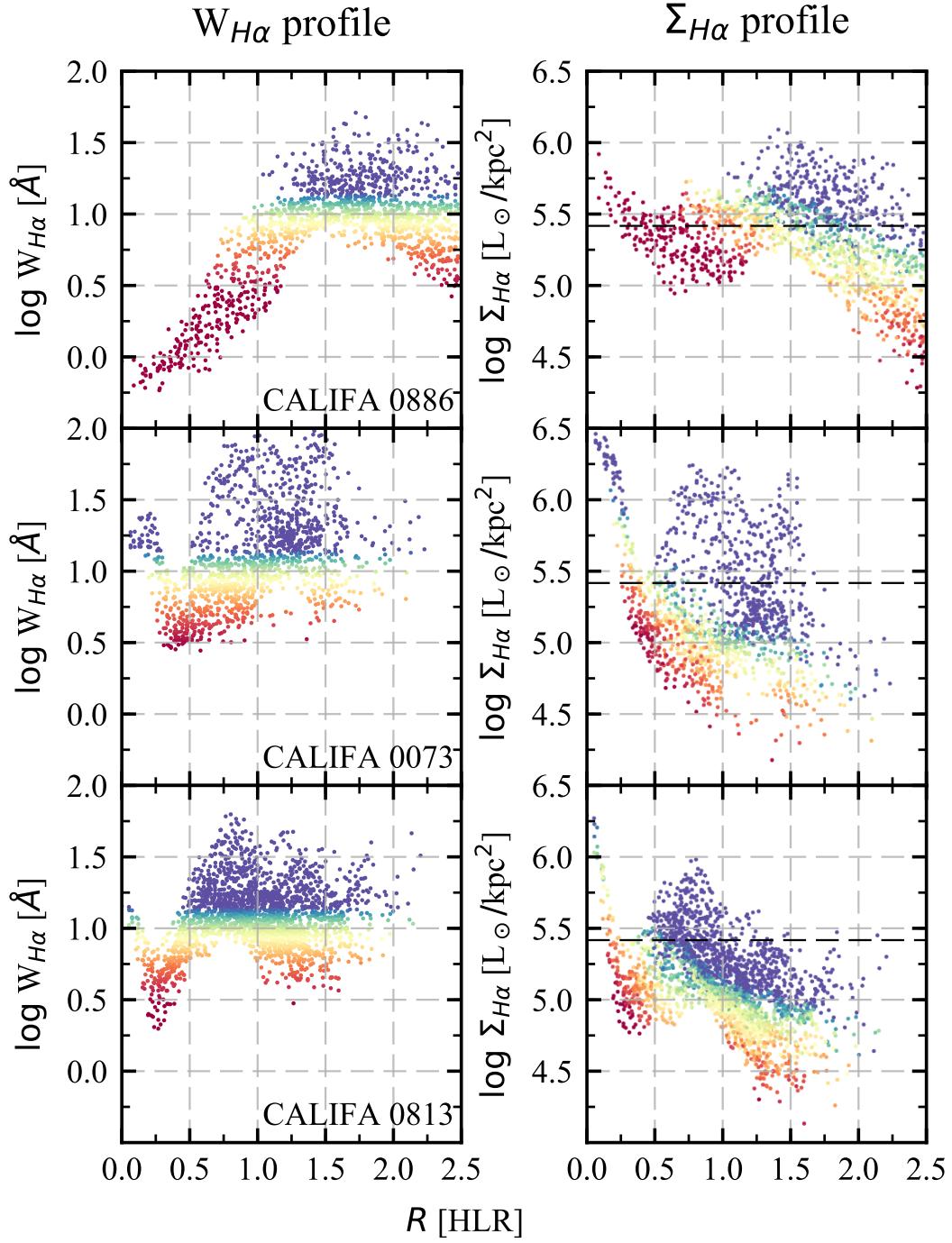


Figura 4.3: Perfis radiais de $W_{\text{H}\alpha}$ e $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ para três galáxias presentes na Figura 2.5. Os pontos são coloridos segundo $W_{\text{H}\alpha}$. As linhas pontilhadas nos painéis da direita marcam $\Sigma_{\text{H}\alpha} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$.

baseado nessas duas variáveis deveriam ter resultados semelhantes. Através dos mapas da Figura 2.5 podemos perceber que algumas estruturas, como os braços de formação estelar, são concomitantemente identificados por $W_{\text{H}\alpha}$ e $\Sigma_{\text{H}\alpha}$, porém outras não são. Mais precisamente, $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ sempre tem um máximo no centro da galáxia, porém, para galáxias *early-type*, $W_{\text{H}\alpha}$ mostra evidentes declives.

Três exemplos de galáxias presentes na Figura 2.5, CALIFA 0886, 0073 e 0813, com seus respectivos perfis radiais de $W_{\text{H}\alpha}$ e $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ aparecem na Figura 4.3. (Exemplos de perfis radiais como esses podem ser encontrados em [Papaderos et al. 2013](#); [Belfiore et al. 2016, 2017](#); [Gomes et al. 2016a](#); [González Delgado et al. 2016](#).) Na coluna da esquerda (direita) temos os valores de $W_{\text{H}\alpha}$ ($\Sigma_{\text{H}\alpha}$) contra R. Ambos são coloridos por $W_{\text{H}\alpha}$ segundo o mesmo esquema de cores utilizado até aqui.

A CALIFA 0886 é um bom exemplo de galáxia que apresenta valores baixos de $W_{\text{H}\alpha}$ em seu centro dominado por emissão hDIG, porém com um pico em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ nessa mesma região. A alta concentração de HOLMES no bojo da galáxia faz com que o mesmo seja muito mais brilhante que o disco que o cinge. O aumento do brilho superficial de H α devido a geometria do bojo pode fazer com que essa emissão seja incorretamente classificada como SF quando utilizamos um esquema de classificação SF/DIG baseados em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$. Como vemos no painel do topo à direita, os valores de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ estão acima da linha pontilhada, que marca o limite que seleciona confiavelmente spaxels dominados por regiões H II segundo [Zhang et al. \(2017\)](#), $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2} = 2.6 \times 10^5 L_{\odot} \text{kpc}^{-2}$. No entanto, vemos que as mesmas regiões possuem $W_{\text{H}\alpha} \sim 1 \text{ \AA}$, sem dúvidas operando sob regime hDIG. O critério utilizando $W_{\text{H}\alpha}$ corretamente classifica o bojo dessa e de outras galáxias como aposentado, enquanto um critério baseado em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ os interpretaria como dominados por regiões SF.

Ao longo do disco da CALIFA 0886 a classificação utilizando o limite proposto por [Zhang et al. \(2017\)](#) em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ concorda com o regime nebuloso identificado por $W_{\text{H}\alpha}$. Essa concordância ocorre apenas de forma parcial na CALIFA 0073 (painéis centrais na Figura 4.3), onde encontramos mais regiões SF no disco utilizando o critério baseado em $W_{\text{H}\alpha}$ do que aquele em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$. Esse fato é ainda mais acentuado na CALIFA 0813 (painéis inferiores), onde a maioria das regiões com $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$ possuem $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ abaixo do limite $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$. Essas diferenças se originam nos comportamentos radiais distindos entre $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ e $W_{\text{H}\alpha}$.

Na Figura 4.4 podemos ver tudo isso de forma estatística. Os pontos representam as zonas em nossa amostra, coloridos por R . Vemos que para um valor de $W_{\text{H}\alpha}$, as regiões mais brilhantes (maior $\Sigma_{\text{H}\alpha}$) estão localizadas nas regiões centrais. Já para um valor fixo de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$, os maiores valores de $W_{\text{H}\alpha}$ tendem a estar nos arredores. De fato, como vimos nos exemplos da Figura

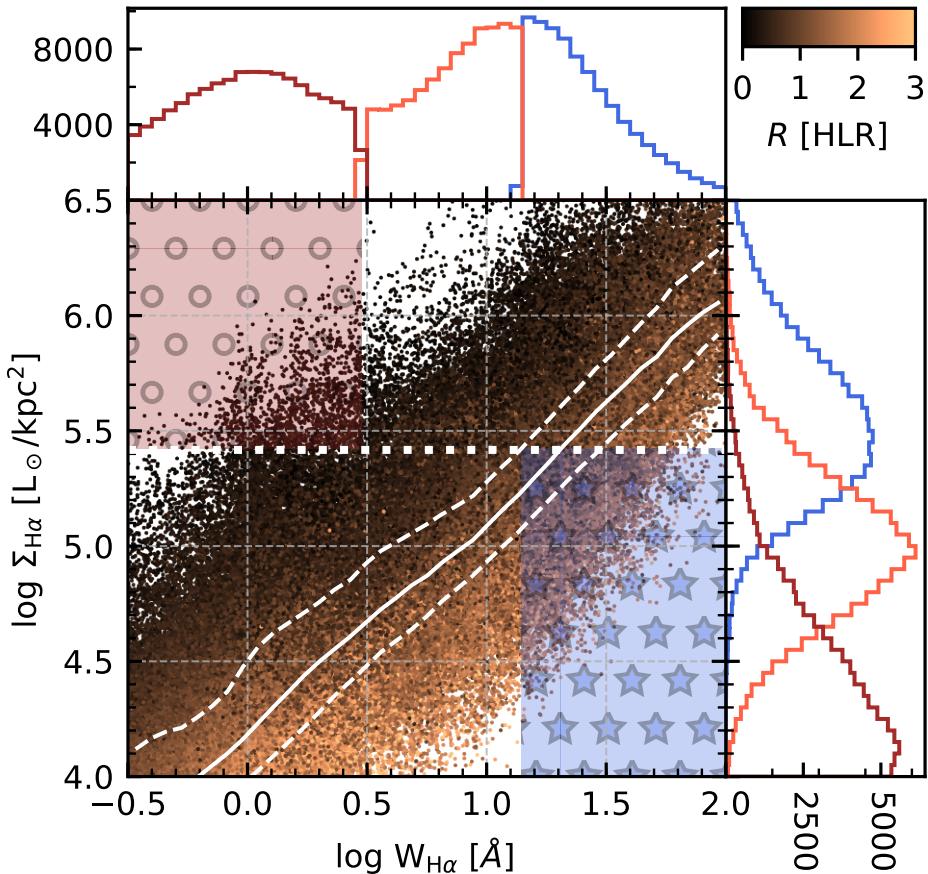


Figura 4.4: $\log \Sigma_{\text{H}\alpha}$ em função de $W_{\text{H}\alpha}$ para as zonas de nossa amostra. Os intervalos em ambos eixos estão limitados àqueles valores que utilizamos para saturar os mapas na Figura 2.5. Os pontos estão coloridos conforme a distância da núcleo (em unidades de HLR). Os histogramas de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ e de $W_{\text{H}\alpha}$ estão coloridos com as mesmas cores utilizadas naqueles na Figura 3.2. A linha contínua e as linhas tracejadas em branco marcam a mediana e o intervalo interquartil respectivamente. O limite $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF},\text{min}} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ proposto por [Zhang et al. \(2017\)](#) é sinalizado utilizando uma linha horizontal pontilhada branca. Um retângulo vermelho com bolas representa regiões classificadas como hDIG que possuem brilho superficial acima desse limite. Já aquelas regiões classificadas como SFc abaixo desse limite estão sobre um retângulo azul com estrelas.

4.3, $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ tende a diminuir enquanto $W_{\text{H}\alpha}$ se mantém mais ou menos constante, ambos com grandes dispersões em qualquer R no disco. Cerca de 37% das nossas regiões SFcc possuem $\Sigma_{\text{H}\alpha} < 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$. Na média, essas regiões SFc pouco brilhantes estão localizadas em $R = 1.3 \text{ HLR}$.

A área pintada em azul com estrelas na Figura 4.4 marca regiões em que $\Sigma_{\text{H}\alpha} < \Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$, porém com $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$, como vemos nos discos da CALIFA 0073 e na 0813. Se apoioando no exemplo da CALIFA 0886, vemos na área vermelha com bolas, regiões que seriam classificadas erroneamente utilizando o limite baseado em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ proposto por Zhang et al. (2017). Também podemos ver nessas áreas pintadas, agora com relevância estatística, esses casos onde regiões SFc com baixo brilho nas estão geralmente situadas nas regiões exteriores e regiões dominadas pelo regime hDIG, porém muito brilhantes, situadas em $R < 1$.

Em resumo, comparado com o método de classificação em hDIG/mDIG/SFc baseado em $W_{\text{H}\alpha}$ proposto neste trabalho, um critério baseado em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ tente a sobreestimar a população de regiões SF situadas nas regiões mais internas das galáxias. De maneira mais critica, como já foi mencionado, $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ não pode, por si, identificar a componente hDIG, maior fonte de emissão em $\text{H}\alpha$ em velhos esferóides. Realmente temos visto que bojos aposentados (*retired bulges*) muitas vezes são classificados como SFc quando o brilho excede $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$.

Trabalhos anteriores de utilizando dados do CALIFA por Kehrig et al. (2012), Singh et al. (2013), e Gomes et al. (2016a) também encontram valores $\Sigma_{\text{H}\alpha}$, acima do limite $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$ proposto por Zhang et al. (2017), nas regiões internas de galáxias *early-type*, onde incontestavelmente existe a ausência de estrelas jovens. (Veja também Sarzi et al. 2010 para resultados baseados nos dados do SAURON¹). Esses exemplos são realizações observacionais da inconsistência conceitual da soma de regiões DIG resultar em uma errônea classificação SF, apontada na Seção 3.2. O esquema apresentado nesta tese resolve esse problema extendendo para uma análise espacialmente resolvida, o conceito de galáxias aposentadas proposta por Stasińska et al. (2008) e Cid Fernandes et al. (2011) no contexto de espectros integrados.

4.4 O DIG pode ser identificado por razões de linha sensíveis à densidade do meio?

As densidades eletrônicas do DIG na Via Láctea, obtidas através da combinação de medidas de dispersão e emissão e das colunas de densidade de H_1 na direção de pulsares com

¹Spectrographic Area Unit for Research on Optical Nebulae survey

4.4 O DIG pode ser identificado por razões de linha sensíveis à densidade do meio?

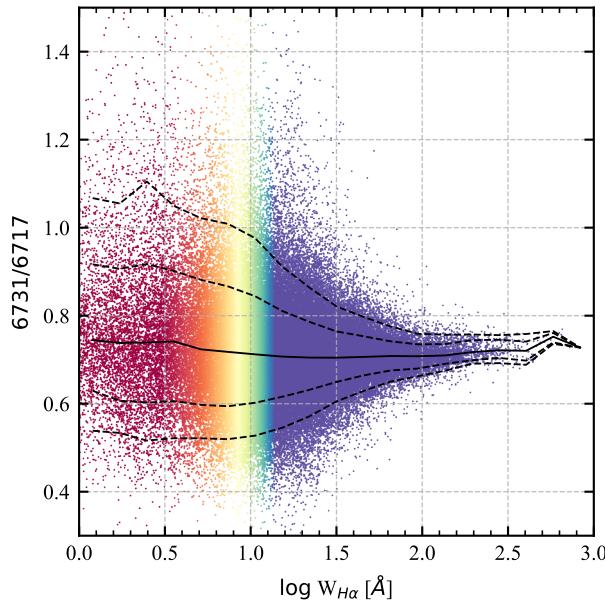


Figura 4.5: Razão do fluxo de [S II] $\lambda\lambda 6731,6716$ para 111 760 zonas em nossa amostra nas quais essa razão tem relação SN ≥ 3 . Pontos estão coloridos por $W_{H\alpha}$ como nas figuras anteriores. A linha sólida representa a curva mediana, enquanto linhas tracejadas mostram os intervalos equivalentes a 1 e 2 σ respectivamente.

distâncias conhecidas, são tipicamente abaixo de 10^{-1} cm^{-3} (Berkhuijsen & Fletcher 2008), ordens de magnitude menores que aqueles para regiões H II. Poderíamos então pensar que uma estudo espacialmente resolvido da razão de linhas [S II] $\lambda\lambda 6731,6716$ indicaria uma menor densidade nas regiões de DIG do que nos SFc. Nesse caso, tal razão mostraria uma tendência com $W_{H\alpha}$. As linhas do [S II] resultam da população através de excitação colisional de níveis muito próximos energeticamente e a razão da população dos níveis energéticos é proporcional à densidade do meio. Restringimos nossa amostra àquelas zonas onde SN ≥ 3 na razão de linha [S II] e mostramos na Figura 4.5 a razão [S II] 6731/6716 em função de $W_{H\alpha}$. Nela vemos a curva mediana e os intervalos de 1 e 2 σ plotados. Não pudemos encontrar nenhuma relação entre a razão [S II] 6731/6716 e $W_{H\alpha}$. O aumento no espalhamento de pontos na direção de baixos $W_{H\alpha}$ é consistente com a queda na relação SN das linhas. Mesmo nas regiões onde essa razão pode ser medida com segurança seu valor é ~ 0.7 , limite inferior (baixa densidade) do intervalo sensível à densidade eletrônica através da razão [S II]. Claro que essa figura não pode falar nada para as regiões onde SN < 3.

Nossa interpretação é que a razão de linhas [S II] não nos mostra uma diferença quantitativa entre regiões DIG que puderam ter [S II] medido e aquelas sob regime SFc por duas razões: (i) na resolução de nossos dados, as regiões SFc contém uma quantidade significativa de gás

difuso; (ii) a razão de linhas [S II] não é sensitiva à densidades menores de $\sim 50 \text{ cm}^{-3}$.

Poderíamos imaginar que um cenário diferente se formaria com estudos utilizando um dubbleto sensitivo a baixas densidades, como o $[\text{N II}]\lambda 6584$ presente no infravermelho distante. Observações recentes mapearam essa razão na Via Láctea e outras galáxias ([Goldsmith et al. 2015](#); [Herrera-Camus et al. 2016](#)). As densidades derivadas estão no intervalo de 1 a 300 cm^{-3} com um valor mediano de 30 cm^{-3} . Esses valores não chegam perto das densidades do DIG obtidas por medidas através de pulsares.

Portanto concluímos que estimadores clássicos de densidade não são hábeis para detectar o DIG, pelo menos não na resolução do CALIFA ou *surveys* similares. Entretanto, não é bem certo se eles farão um melhor trabalho sob resolução espacial melhor pois, como percebido por [Rubin \(1989\)](#) sob outro contexto, inomogeneidades na densidade dificultam profundamente qualquer interpretação qualitativa de tais razões de linhas sensitivas à densidade do meio.

4.5 $W_{\text{H}\alpha}$ e o diagrama BPT

Diferentes processos de aquecimento e regimes de ionização no hDIG, mDIG e SFc devem resultar em diferentes razões entre fluxos de linhas colisionais e de recombinação, portanto distintas posições em diagramas de excitação como o $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$ versus $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$. Esse famoso diagrama BPT (após [Baldwin, Phillips, & Terlevich 1981](#)) é amplamente utilizado para separar galáxias SF daquelas onde uma fonte de ionização mais dura contribui de forma significante para a ionização do gás. Uma maneira de caracterizar regimes nebulares de forma independente serve de palco ideal para um teste de consistência da nossa classificação baseada em $W_{\text{H}\alpha}$.

A Figura 4.6 mostra o diagrama BPT obtido para todas as zonas onde $\text{SN} \geq 3$ nas quatro linhas envolvidas. Os dados estão distribuídos de forma em que na coluna mais à esquerda estejam presentes regiões espalhadas em todas as partes das galáxias. Demais colunas separam regiões em três intervalos de distância radial como na Figura 3.1. Na primeira linha vemos toda a amostra e, nas seguintes, os dados divididos entre hDIG/mDIG/SFc. Em todos os painéis os pontos são coloridos por $W_{\text{H}\alpha}$ seguindo o mesmo esquema utilizado nos painéis da coluna da direita na Figura 2.5. As curvas plotadas são aquelas propostas por [Stasińska et al. \(2006, S06\)](#), [Kauffmann et al. \(2003, K03\)](#), e [Kewley et al. \(2001, K01\)](#). Essas curvas, teóricas ou empíricas, servem como divisórias demarcando distintos regimes de ionização no plano BPT – veja [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#) para uma discussão sobre o significado dessas

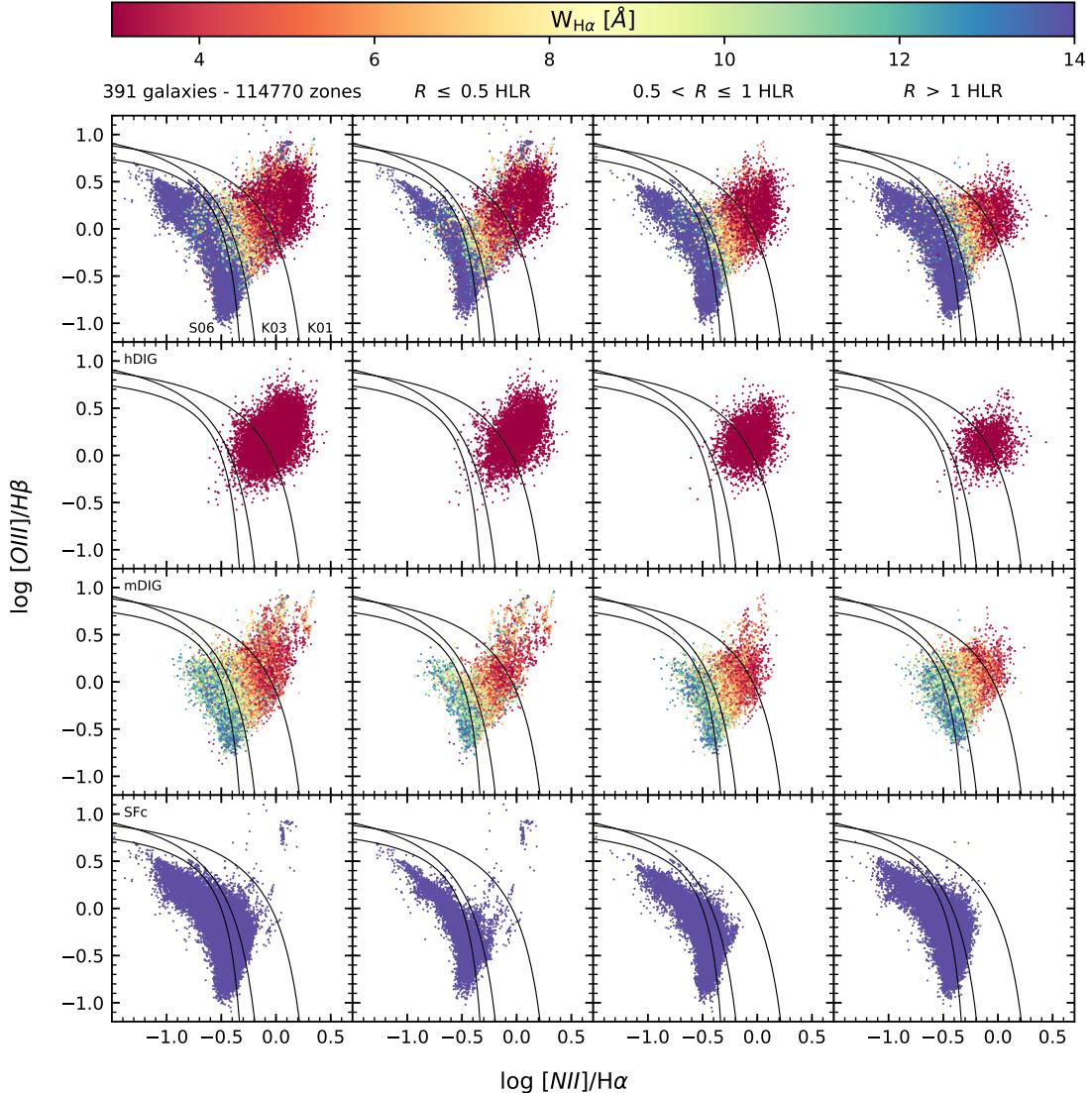


Figura 4.6: Diagrama BPT para nossa amostra. A primeira linha mostra todas as regiões em nossa amostra. Demais linhas dividem a amostra entre regiões SFC ($W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$), mDIG ($W_{\text{H}\alpha} = 3-14 \text{ \AA}$), e hDIG ($W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$). Em todos os painéis os pontos coloridos por $W_{\text{H}\alpha}$ como indicado. Enquanto na primeira coluna temos os pontos para todas as posições das galáxias, nas seguintes os pontos são classificados de acordo com suas distâncias radiais, R , como na Figura 3.1. Em todos os casos, plotamos apenas zonas com $SN \geq 3$ nas quatro linhas envolvidas. As curvas divisoras vêm de Stasińska et al. (2006, S06), Kauffmann et al. (2003, K03), e Kewley et al. (2001, K01) respectivamente.

curvas.

A forte correspondência entre $W_{\text{H}\alpha}$ e as coordenadas no BPT é evidente, como foi previamente percebida por [Morisset et al. \(2016\)](#) com dados do CALIFA e [Belfiore et al. \(2016\)](#) com o MaNGA. A asa esquerda é predominantemente populada por regiões SFc, enquanto o hDIG se distribui pela a asa direita, principalmente na ponta. Podemos notar que cada uma de nossas classes de regime de ionização preserva a área no plano BPT onde exerce uma predominância relativa, mesmo para diferentes intervalos de distância radial. Os pontos atípicos que aparecem nos dois painéis mais à esquerda na última linha, situados na região do plano BPT que é ocupado particularmente por regiões hDIG, se concentram nas regiões mais internas das galáxias. São regiões de nossa amostra onde $W_{\text{H}\alpha}$ é alto mas são dominadas por ionização proveniente de um AGN, como será discutido na Seção [4.7](#).

Restringindo nossa análise para pontos onde $R > 1$ HLR (coluna mais à direita) para mitigar contaminação por regiões ionizadas por núcleos ativos, verificamos que 58% (92%) de nossas zonas com $W_{\text{H}\alpha} > 14$ Å são classificadas como SF de acordo com o critério proposto por S06 (K03). O número relativamente grande de regiões SF que ultrapassam a linha de S06 não é surpreendente, já que a mesma foi traçada utilizando modelos de fotoionização desenvolvidos para estabelecer um limite para regiões puramente ionizadas por formação estelar. Como já argumentamos diversas vezes nesta tese, na resolução do CALIFA nossas regiões SFc não chegam nem perto de serem regiões H II puras, por isso possuem bastante emissão difusa, o que acaba inflando ambas razões de linhas no diagrama BPT.

Concluímos portanto que nosso esquema de separação hDIG/mDIG/SFc leva a razões de linhas qualitativamente compatíveis com as quais deveríamos esperar em regiões sob tais regimes nebulares. Juntamente com os argumentos conceituais e empíricos apresentados na Seção [3.1](#), essa análise utilizando o diagrama BPT adiciona força à nossa metodologia.

4.6 O mDIG como uma mistura de SF+hDIG

Esta seção surge como um *addendum* à anterior, com a finalidade de explorar a natureza de emissão das regiões mDIG. A forma com que as regiões mDIG (penúltima linha da Figura [4.6](#)) se distribuem no diagrama BPT, entre a asa clássica das regiões SF e o local predominantemente populado por regiões hDIG, leva a uma interpretação em termos de uma mistura de fenômenos. A Figura [4.7](#) trás em destaque o painel mais à direita da penúltima linha da Figura [4.6](#). Nela vemos os pontos associados às regiões mDIG situadas em $R > 1$ HLR (= 5.3 kpc

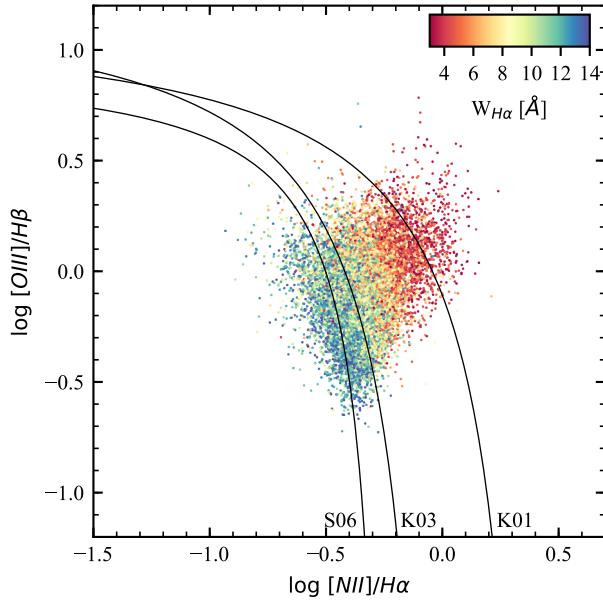


Figura 4.7: Diagrama BPT filtrando apenas regiões mDIG (i.e., aquelas onde $W_{H\alpha}$ está no intervalo 3–14 Å), com pontos coloridos de acordo com $W_{H\alpha}$, e excluindo zonas até $R = 1$ HLR.

na média), coloridos por $W_{H\alpha}$ como indicado.

A mesma progressão regular de $W_{H\alpha}$ observada no painel do topo à esquerda na Figura 4.6 é observada na Figura 4.7, sugerindo fortemente um cenário composto pela mistura de emissão SFc e hDIG. A população de regiões mDIG com $W_{H\alpha}$ perto do limite de 14 Å provavelmente corresponde a um cenário ionização devido ao escape de fótons de regiões SFc. De fato esses pontos se sobrepõem às coordenadas do BPT dominada por SFc. Acima da asa SF do BPT, o processo de ionização continua sendo principalmente governado por estrelas jovens e massivas, porém a influência do aquecimento por HOLMES aumenta gradativamente enquanto $W_{H\alpha}$ diminui. Quando $W_{H\alpha}$ chega próximo ao limite de 3 Å, o campo de radiação ionizante gerado por HOLMES começa a dominar o processo de fotoionização.

4.7 AGN e outras fontes de linhas de emissão

Nosso método de classificação hDIG/mDIG/SFc ignora outros mecanismos de produção de linhas. Dentre eles, o AGN é o mais notável. AGNs são encontrados nas partes centrais de galáxias e reconhecíveis através do diagrama BPT. Por exemplo, os pontos na ponta da

asa direita com $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$ na Figura 4.6 são provenientes das regiões internas da galáxias CALIFA 0897 (UGC 12348), um tipo conhecido de Seyfert tipo 2 (Cusumano et al. 2010; Asmus et al. 2014). Notamos que outros pontos erráticos que possuem $W_{\text{H}\alpha} > 3$ e situados em regiões internas (R pequeno) tendem a ocupar a área do BPT geralmente ocupado por regiões hDIG.

AGNs podem prover energia para emissão de linhas em regiões muito distantes do núcleo (até distâncias de 20kpc; Veilleux et al. 2003). Essas são conhecidas como EELRs (*extended emission-line regions*) ou cones de ionização. Esses cones podem ser originadas por fotoionização de fótons de raio-X que deixam o núcleo com um pequeno ângulo de abertura ou por interação entre *radio jets* e o meio interestelar da galáxias produzindo fortes choques (Wilson 1996). Entretanto, na linha do presente estudo, o qual é avaliar a importância do DIG em galáxias em pontuar seus diferentes regimes, EELRs em galáxias Seyfert são um problema secundário, pois afetam apenas regiões específicas de galáxias com um AGN bem definido – e talvez nem todas elas. Entender as EELRs é um tópico de estudo *per se* para ser investigado com espectroscopia 3D, e alguns estudos já começaram a fazê-lo (e.g., Dopita et al. 2014), porém está fora do escopo desta tese.

Choques estão também entre outros processos que podem gerar linhas de emissão e são negligenciados neste trabalho. No caso do vento galáctico na CALIFA 0811, presente na Figura 4.2, encontramos $W_{\text{H}\alpha} = 3\text{--}12 \text{ \AA}$ na área de choque, i.e., valores presentes nas regiões que classificamos como mDIG. Novamente argumentamos que $W_{\text{H}\alpha}$ por si não pode identificar a origem dessa emissão nebulosa, apenas que fotoionização por HOLMES não é uma explicação factível. Apenas um estudo detalhado da geometria, razões de linhas e cinemática objetos poderiam revelar os processos que governam a emissão de linhas nesses objetos (Kreckel et al. 2014; Beirão et al. 2015; López-Cobá et al. 2017). Devido ao seu número relativamente pequeno e por sua limitação espacial, tais objetos também não influenciam muito na estatística hDIG/mDIG/SFc presente neste estudo, entretanto não devem ser negligenciados em estudos individuais.

Finalmente, uma discussão sobre a tão conhecida região composta no BPT diagrama, comumente definida pela região abaixo da linha K01 e acima da K03 ou S06. Os objetos que ali se situam são interpretados geralmente como uma composição de SF + AGN, porém AGN e hDIG possuem razões de linha indistinguíveis em relação ao BPT. Portanto, a priori, não podemos afirmar realmente de que processos essa região é composta.

A forma de quebrar essa degenerescência é através de $W_{\text{H}\alpha}$. Sabemos que estrelas velhas e quentes, diferentemente de AGN ou SF, ocupam toda a extensão de galáxias. Consequentemente,

mente, o regime hDIG deve ser considerado nível fundamental de ionização, ou seja, aquele que é energéticamente relevante quando nenhum outro é. Sempre que o contínuo ao redor de $H\alpha$ for dominado por estrelas velhas, que é o caso mesmo para regiões SF na resolução na casa de *kiloparsec*, a razão entre o fluxo ionizante e aquele proveniente do contínuo estelar deve gerar valores de $W_{H\alpha} \sim 1\text{--}2 \text{ \AA}$ de acordo com os modelos de população estelar (ver [Cid Fernandes et al. 2011](#) e referências ali). Logo, espectros que possuam $W_{H\alpha}$ próximo desse valor e caiam na região composta do BPT certamente representam uma mistura SFc + hDIG. Entretanto, enquanto $W_{H\alpha}$ estiver acima do intervalo hDIG, uma mistura formada por SF + AGN é mais plausível.

O estudo de [Davies et al. \(2014\)](#) ilustra este ponto. Usando cubos de dados do CALIFA de quatro galáxias, duas Seyfert (NGC 2410 e NGC 6394) e outras duas onde a classificação Seyfert–LINER é incerta (IC 0540 e NGC 6762), eles identificam distribuições praticamente unidimensionais no diagrama BPT e outros diagramas de excitação. Essas distribuições sugerem uma sequência de mistura SF + AGN. No entanto eles verificaram que na NGC 6762 a maioria ($> 90\%$) dos *spaxels* possuem $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$ e, por essa razão, a contribuição de HOLMES não pode ser ignorada. Por outro lado, as galáxias NGC 2410 e NGC 6394 possuem regiões centrais com $W_{H\alpha}$ bem acima do limite de hDIG, portanto uma mistura SF + AGN é mais provável. Na IC 0540 os valores de $W_{H\alpha}$ estão no intervalo hDIG–mDIG, o qual torna qualquer interpretação sob estes argumentos menos exata, embora eles pendem para uma mais favorável à mistura SF + AGN. Cremos que o ponto principal aqui é que $W_{H\alpha}$ deve ser levado sempre em conta em estudos de sistemas compostos a fim de evitarmos confusão entre os efeitos do hDIG e de AGN.

Capítulo 5

Conclusões e perspectivas

5.1 DIG no CALIFA: a classificação

No artigo principal desta tese utilizamos uma amostra de 307 958 zonas de 391 galáxias do CALIFA Survey dos mais variados tipos de Hubble. Estudos baseados em espectros integrados, como os do *SDSS*, tiveram grande importância na determinação da existência ou não de núcleos ativos em galáxias. Em uma amostra espacialmente resolvida como a nossa, um questionamento mais relevante seria veririficar o regime de ionização de cada região é dominado por fôtons que escapam de estrelas massivas (seja por regiões $H\,\mathrm{II}$ ou pelo gás difuso que as circulam) ou por fôtons criados por populações estelares velhas. E esta é a linha principal do artigo

Nesse artigo mostramos que o método comumente adotado de seleção de regiões SF/DIG baseado no brilho superficial de $H\alpha$, $\Sigma_{H\alpha}$ é conceitualmente falho. Mostramos que a através da largura equivalente de $W_{H\alpha}$ esses dois regimes são diferenciados qualitativamente de uma maneira mais evidente. Além disso, talvez de forma mais importante, $W_{H\alpha}$ consegue identificar os casos onde o regime de ionização é dominado por HOLMES, uma população estelar omnipresente que serve de nível mínimo de radiação ionizante em galáxias.

Propusemos uma classificação baseada na distribuição observada de $W_{H\alpha}$ entre, e ao longo de, galáxias. As regiões onde $W_{H\alpha} \leq 3 \text{ \AA}$ foram classificadas como ionizadas por HOLMES (hDIG), que são responsáveis pelo pico de 1 \AA na distribuição fortemente bimodal de $W_{H\alpha}$. Essa definição observational do hDIG é identica àquela para galáxias aposentadas. Na falta de um argumento (astro)físico, criamos o conceito de complexos de formação estelar, SFC, definido como regiões onde $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$, a moda da população com alto $W_{H\alpha}$ em nossa

amostra. As regiões com valores intermediários chamamos de DIG misto (mDIG).

A seguir alguns dos principais resultados obtidos com este estudo motivado tanto teoricamente quanto empiricamente.

- (i) De acordo com suas populações, que são predominantemente velhas, o hDIG é o regime de ionização prevalente em galáxias *early-type*
- (ii) A emissão extraplanar em galáxias espirais *edge-on* também é hDIG, sustentando o cenário proposto e elaborado por [Flores-Fajardo et al. \(2011\)](#). Em sistemas *face-on* a emissão extraplanar hDIG é parte negligenciável relativamente quando estamos sob regime SFc. Já quando é projetada sobre regiões classificadas como mDIG essa contribuição é potencialmente relevante.
- (iii) Uma classificação SF/DIG baseada em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ tende a classificar bojos aposentados dominados por hDIG como SFc, uma incosistência criada por construção pela natureza extensiva de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$.
- (iv) A contribuição percentual para a luminosidade de H α proveniente dos regimes hDIG, mDIG e SFc variam entre (100, 0, 0)% para sistemas elípticos e S0, passando por (9, 60, 31)% em galáxias Sa–Sb até (0, 13, 87)% para tipos mais tardios.
- (v) As regiões SFc e hDIG ocupam locais bem definidos no diagrama BPT independentemente da distância radial ao núcleo da galáxia, R . As regiões mDIG, se espalham por todo o plano BPT, porém se concentrando mais na parte conhecida como composta (entre as linhas K01 e K03), formando uma sequência contínua entre as razões de linha SFc e hDIG, indicativo de um cenário de mistura mDIG = SFc + hDIG.

5.2 Outros trabalhos

Antes do estudo sobre as regiões DIG no CALIFA participei de outros estudos espacialmente resolvidos envolvendo populações estelares e linhas de emissão. Como primeira etapa construí uma classe em PYTHON, descrita no Apêndice A, que permitiu os estudos descritos no Apêndice B onde comparamos propriedades estelares e nebulares. Esses estudos fizeram parte da discussão de diversos artigos no CALIFA. Parte dessa pesquisa, em particular das comparações entre da taxa de formação estelar proveniente da síntese e aquela estimada pela luminosidade de H α , foi publicada no artigo ([González Delgado et al. 2016](#)), e também utilizado em comparações nos artigos [Cortijo-Ferrero et al. \(2017a,b,c\)](#).

Também participei dos estudos de controle de qualidade para o segundo lançamento pú-

blico de dados do CALIFA [García-Benito et al.](#) (DR2; [2015](#), Apêndice ??). Repetimos essa análise para o DR3 e comparações com os resultados das amostras anteriores mostraram uma gradativa melhora nos erros estimados pela pipeline de redução do CALIFA, resultando em melhores espectros residuais e máscaras de linhas de emissão utilizadas na síntese.

5.3 O futuro próximo do IFS

5.3.1 DIG no MaNGA: a fração relativa do fluxo de linhas de emissão referente ao DIG – f_λ^{DIG}

Estudos que utilizam espectros integrados (i.e., não resolvidos espacialmente) como aqueles do *SDSS* negligenciam a contribuição fracional de cada regime de ionização para o fluxo das linhas de emissão. Quando a intenção é calcular a taxa de formação estelar através da luminosidade de H α (ver Seção A.2.2) temos que considerar apenas os fótons ionizantes provenientes de estrelas massivas. Similarmente, ao estimar a abundância relativa de oxigênio de galáxias SF, fica impossível descontar a contribuição do DIG para o fluxo das linhas de emissão necessárias para o cálculo de O/H (veja [Sanders et al. 2017](#) e referências ali) utilizando dados integrados.

Com uma amostra estatisticamente mais robusta, utilizando dados espacialmente resolvidos do MaNGA, nossa intenção é aplicar o mesmo método de classificação de

5.3.2 Estatística com melhor resolução espacial

Referencio 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. São $\sim 200\,000$ espectros amostrando cada parte da galáxia até dois raios efetivos, cobrindo uma área de $\sim 2' \times 1'$ arcmin 2 . A resolução espacial é muito melhor que a maioria dos surveys atuais de IFS, e com uma análise individual de cada espectro podemos construir mapas como o de $W_{\text{H}\alpha}$ da galáxia NGC 6754, reproduzido aqui na Figura 5.1. Essa figura mostra um domínio completo de regiões SFc permeadas por emissão mDIG em todo disco.

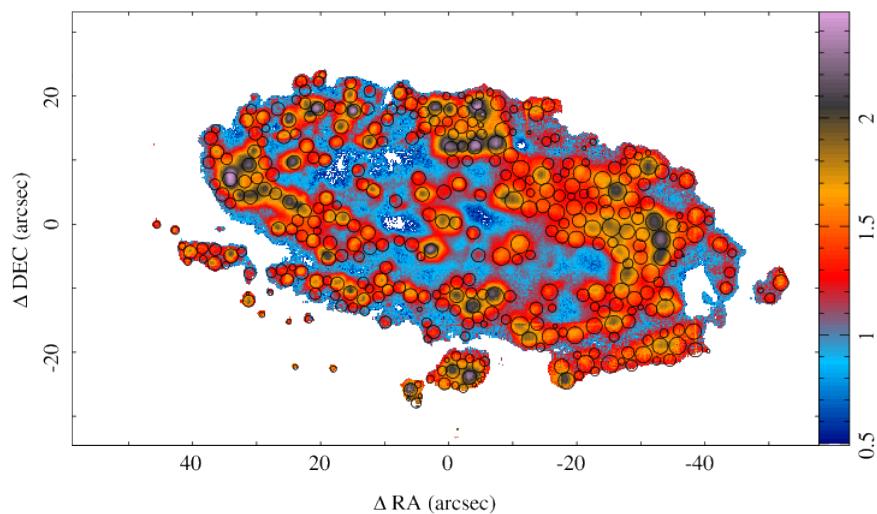


Figura 5.1: Mapa da galáxias NGC 6754 obtido por Sánchez et al. (2015) colorido por $\log W_{\text{H}\alpha}$. Regiões com detecção de fluxo de $\text{H}\alpha$ abaixo de $\sim 3\sigma$ são mascaradas. Os círculos marcam regiões HII detectadas.

Apêndice A

Organizando os ajustes nebulares

Quero iniciar esse Apêndice dizendo que esse ensaio foi feito antes do artigo [Lacerda et al. \(2018\)](#) e por isso engloba uma amostra diferentes escolhida com outros objetivos, porém, por ser um estudo de grande importância, vale seu detalhamento nesta tese.

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, 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 PyCASSO para facilitar a utilização dos demais membros do projeto. Com esse módulo fica fácil acessar as medidas dos fluxos integrados, a posição central, amplitudes e σ das principais linhas de emissão, coeficientes para reconstrução do contínuo ao redor de cada linha de emissão, os erros nestas medidas, as propriedades mencionadas anteriormente e seus erros propagados.

A.1.1 Ensaio

Um programa feito da união entre o PyCASSO e o EmLineDataCube nos instiga a comparar medidas nebulares com as propriedades estelares. O gás é o combustível da formação estelar. As nuvens de gás molecular, formadas pelo esfriamento de gás do meio interestelar, se fragmentam formando estruturas menores e cada vez mais densas, que são chamadas

clumps. A formação estelar acontece quando o centro dessas massas de gás colapsam devido ao desbalanceamento entre pressão e gravidade. Essas regiões, que podem ser pequenas ou se estenderem a gigantes berçários estelares, estão geralmente cobertas por uma densa camada de poeira. No final do ciclo de vida das estrelas, diversos elementos são jogados no meio interestelar através das explosões de supernovas, alterando assim a composição química do gás disponível para produção de novas estrelas.

[Schmidt \(1959\)](#) foi o primeiro a propor a existência de uma lei de potências que liga a taxa de formação estelar (*star formation rate*; SFR) e o gás. Anos depois, [Kennicutt \(1998\)](#) estuda essa relação observationalmente, utilizando diversos indicadores de formação estelar em diferentes faixas espectrais. Em seu trabalho, Kennicutt estabelece a ligação entre a densidade superficial do gás e da SFR. Hoje em dia essa é comumente chamada de relação de Kennicutt-Schmidt (KS) ou lei de formação estelar. A equação parametrizada por [Kennicutt](#) foi:

$$\Sigma_{\text{SFR}} = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \left(\frac{\Sigma_{\text{gas}}}{M_{\odot} \text{ pc}^{-2}} \right)^{1.4 \pm 0.15} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}. \quad (\text{A.1})$$

Diferentemente da área típica das regiões que estamos observando (regiões de galáxias com tamanhos típicos de ~ 0.8 kpc, ver Seção 2.2), essa equação foi parametrizada para valores integrados de galáxias e representa basicamente que a escala de depleção do gás é constante. Discute-se se essa é uma relação global ([Bigiel et al. 2008; Blanc et al. 2009; Leroy et al. 2013](#)) ou local (e.g., dependente da densidade superficial de gás; [Kennicutt et al. 2007; Liu et al. 2011; Calzetti et al. 2012; Shetty et al. 2013](#)) em galáxias e, por isso diversos estudos resolvidos espacialmente discutem sua aplicação sob tal resolução espacial. Diferentes manifestações dessa relação entre gás e estrelas sempre figuraram entre os objetivos da astronomia moderna. O número de fôtons que podem excitar H α deve ser proporcional a quantidade de estrelas que os produzem (estrelas jovens e massivas). Dessa forma podemos ter uma ideia da taxa recente com que se formam estrelas utilizando a luz que é emitida dessas estrelas mais massivas, dominantes da emissão em H α , com escala de tempo de vida bem conhecido ($\sim 10^7$ anos). Utilizando os modelos da síntese podemos calcular teoricamente a relação entre a SFR e a luminosidade de H α , L_{H α} (ver Seção A.2.2). Também com a síntese é possível obter a história de formação estelar, contudo através da fração de populações estelares com distintas idades ([Asari et al. 2007](#)), não necessitando assim prender-se às zonas das galáxias onde o espectro tenha relação sinal ruído suficiente para a medida de todas as linhas espectrais necessárias para os cálculos sobre o gás e poeira. Uma comparação entre essas duas formas independentes de estimar a mesma propriedade é importante por diversas razões, além de ser

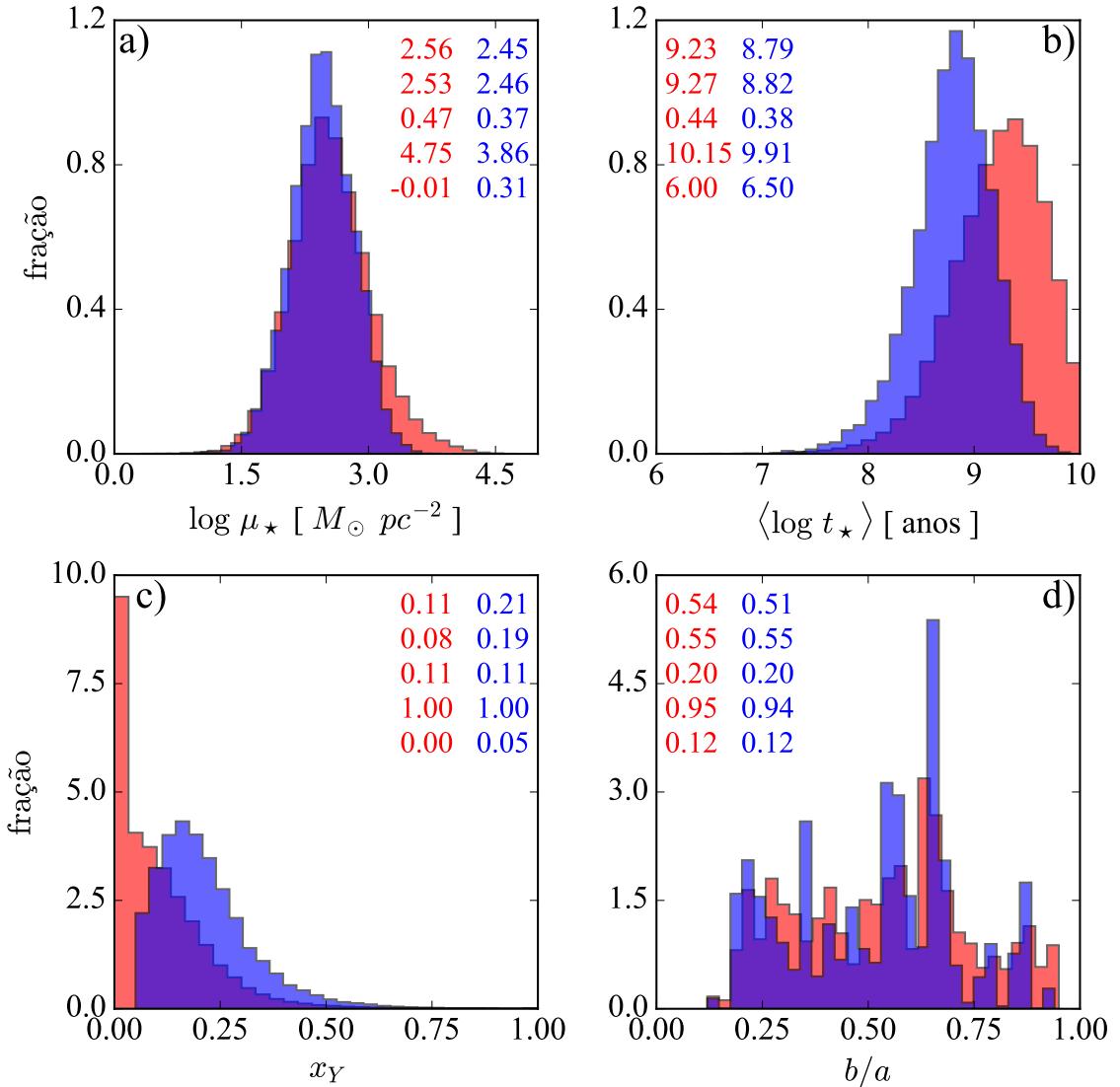


Figura A.1: Histogramas da densidade superficial de massa (*painel a*), idade média das populações estelares (*painel b*), fração em luz proveniente de populações jovens ($x_Y \equiv x_Y(t_\star < 31.62$ milhões de anos, *painel c*) e relação axial (*painel d*). Em vermelho temos a distribuição de valores de 226176 regiões em 305 galáxias e, em azul, a de 16479 zonas de 184 galáxias resultantes da seleção. Em cada gráfico temos os valores da média, mediana, desvio padrão, máximo e mínimo de cada distribuição.

um *sanity-check* para a síntese. Talvez a mais importante razão seja que calibrando uma parametrização de SFR recente baseado na síntese proporciona a avaliação dessa propriedade em regiões onde a emissão de H α não é regida pela a formação estelar e sim por outros regimes de ionização (e.g., AGN, HOLMES).

Neste apêndice, desenvolvo alguns cálculos de propriedades que estão presentes no módulo EMLINESDATACUBE graças às medidas de linhas de emissão, para uma amostra do CALIFA com os dados preparados pela *pipeline* de redução utilizada no DR2. Começamos com uma amostra de 226176 regiões de 305 galáxias espirais. Nos estudos que envolvem linhas de emissão, neste e no Apêndice B, fixamos um limite $SN > 3$ para cada linha presente em cada cálculo. Além dessa censura, mascaramos todas as regiões presentes nos bojos ($R > 0.7$ HLR) de maneira a nos assegurarmos da influência majoritária de formação estelar em nossas regiões. Ainda dentro dessas limitamos todas as regiões onde não pudemos nos assegurar que 5% da luz seja proveniente de populações jovens (x_Y). Esse parâmetro é produto da síntese, onde podemos saber qual a fração de luz provém de cada população estelar de diferentes idades e metalicidades.

Na Figura A.1, os histogramas normalizados (a integral dentro do intervalo do histograma é 1) de algumas propriedades evidenciam os efeitos da máscara que forma esta amostra. Em vermelho temos as 226176 regiões em 305 galáxias e, em azul, as 16479 zonas de 184 galáxias (19 Sa, 38 Sb, 59 Sbc, 55 Sc e 13 Sd) restantes após a censura dos dados. É notável que nossa seleção busca zonas mais densas e mais jovens (maior fração de populações jovens diminuindo a idade média).

A.2 Propriedades calculadas no EmLinesDataCube

A.2.1 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:

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

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 Cardelli et al. (1989) nos dá uma calibração empírica da razão entre os coeficientes de extinção em um comprimento de onda e na banda V. Com isso podemos desenvolver (A.2) de maneira que possamos escrever uma equação para

τ_V :

$$F_\lambda^{obs} = F_\lambda^{int} e^{-(\frac{\tau_\lambda}{\tau_V})\tau_V} \quad (\text{A.3})$$

$$q_\lambda \equiv \frac{\tau_\lambda}{\tau_V} \quad (\text{A.4})$$

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

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

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

$$\tau_V = \frac{1}{(q_{\lambda'} - q_\lambda)} \left[\ln\left(\frac{F_\lambda^{obs}}{F_{\lambda'}^{obs}}\right) - \ln\left(\frac{F_\lambda^{int}}{F_{\lambda'}^{int}}\right) \right] \quad (\text{A.8})$$

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

Utilizando (A.8) 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, $H\alpha$ e $H\beta$, 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 $T_e = 10^4 \text{ K}$; [Osterbrock & Ferland 2006](#)). Também utilizamos $q_{H\alpha} = 0.81775$ e $q_{H\beta} = 1.16427$ (valores da calibração empírica feita por [Cardelli et al.](#)). Com isso temos:

$$\tau_V^{\text{neb}} = 2.886 \ln\left(\frac{F_{H\alpha}^{obs}/F_{H\beta}^{obs}}{2.86}\right). \quad (\text{A.9})$$

O valor de τ_V^{neb} varia tipicamente entre 0.6 e 0.65 (média e mediana) nas regiões aqui

estudadas (ver também Seção B.2). O erro propagado para τ_V^{neb} é:

$$\tau_V^{\text{neb}} \equiv \tau_V^{\text{neb}}(F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}, F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}) \quad (\text{A.10})$$

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) = \sqrt{\left(\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}}\right)^2 \epsilon(F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}})^2 + \left(\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}}\right)^2 \epsilon(F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}})^2} \quad (\text{A.11})$$

$$\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}} = \frac{1}{F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}(q_{\text{H}\beta} - q_{\text{H}\alpha})} \quad (\text{A.12})$$

$$\frac{\partial \tau_V^{\text{neb}}}{\partial F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}} = -\frac{1}{F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}(q_{\text{H}\beta} - q_{\text{H}\alpha})} \quad (\text{A.13})$$

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) = \frac{1}{(q_{\text{H}\beta} - q_{\text{H}\alpha})} \sqrt{\left(\frac{\epsilon(F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}})}{F_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}}\right)^2 + \left(\frac{\epsilon(F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}})}{F_{\text{H}\beta}^{\text{obs}}}\right)^2} \quad (\text{A.14})$$

Os termos de dentro da raiz em (A.14) são o inverso das relações sinal-ruído (S/N) de $\text{H}\alpha$ e $\text{H}\beta$. Como $\text{H}\beta$ é sempre a mais ruidosa das duas, podemos aproximar a incerteza em τ_V^{neb} por:

$$\epsilon(\tau_V^{\text{neb}}) \approx \frac{2.886}{(S/N)_{\text{H}\beta}} \quad (\text{A.15})$$

com valor típico ~ 0.14 .

A.2.2 Cálculo da taxa de formação estelar

Um dos métodos mais utilizados para medida da 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, as quais produzem basicamente todos os fótons que geram as linhas de emissão em $\text{H}\alpha$.

Nós queremos calibrar $L_{\text{H}\alpha}$ como um indicador de SFR usando uma relação linear:

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha} = k \times L_{\text{H}\alpha}. \quad (\text{A.16})$$

Portanto, nosso trabalho é encontrar k . Faremos isso investigando a natureza dos fótons H-ionizantes.

Chamamos Λ o valor total de luz (I) que recebemos de estrelas que se formaram t anos atrás. $I(t)$ 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*):

$$\Lambda(t) = \int_0^t l(t') dM(t'). \quad (\text{A.17})$$

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

$$dM(t) = \text{SFR}(t) dt \quad (\text{A.18})$$

Utilizando (A.18) em (A.17) e integrando dentro do tempo do Universo ($T_U \sim 14$ bilhões de anos) teremos hoje um total de luz:

$$\Lambda(t = T_U) = \int_0^{T_U} l(t) dM(t) \quad (\text{A.19})$$

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

Assumindo o caso B de recombinação do hidrogênio, um em cada 2.226 fótons ionizantes produzem um fóton de H α (Osterbrock & Ferland 2006). Esse número não varia muito em função da temperatura e da densidade nas regiões H II. Portanto:

$$L_{H\alpha} = h\nu_{H\alpha} \frac{Q_H}{2.226}, \quad (\text{A.21})$$

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 $L_{H\alpha}$ 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.17).

$$Q_H(t) = \int dQ_H = \int q_H(t) dM(t) \quad (\text{A.22})$$

Nas equações acima, q_H (que assume o mesmo papel de $l(t)$ na Equação A.17) 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:

$$q_H(t) = \int_0^{912\text{\AA}} \frac{l_\lambda \lambda}{hc} d\lambda. \quad (\text{A.23})$$

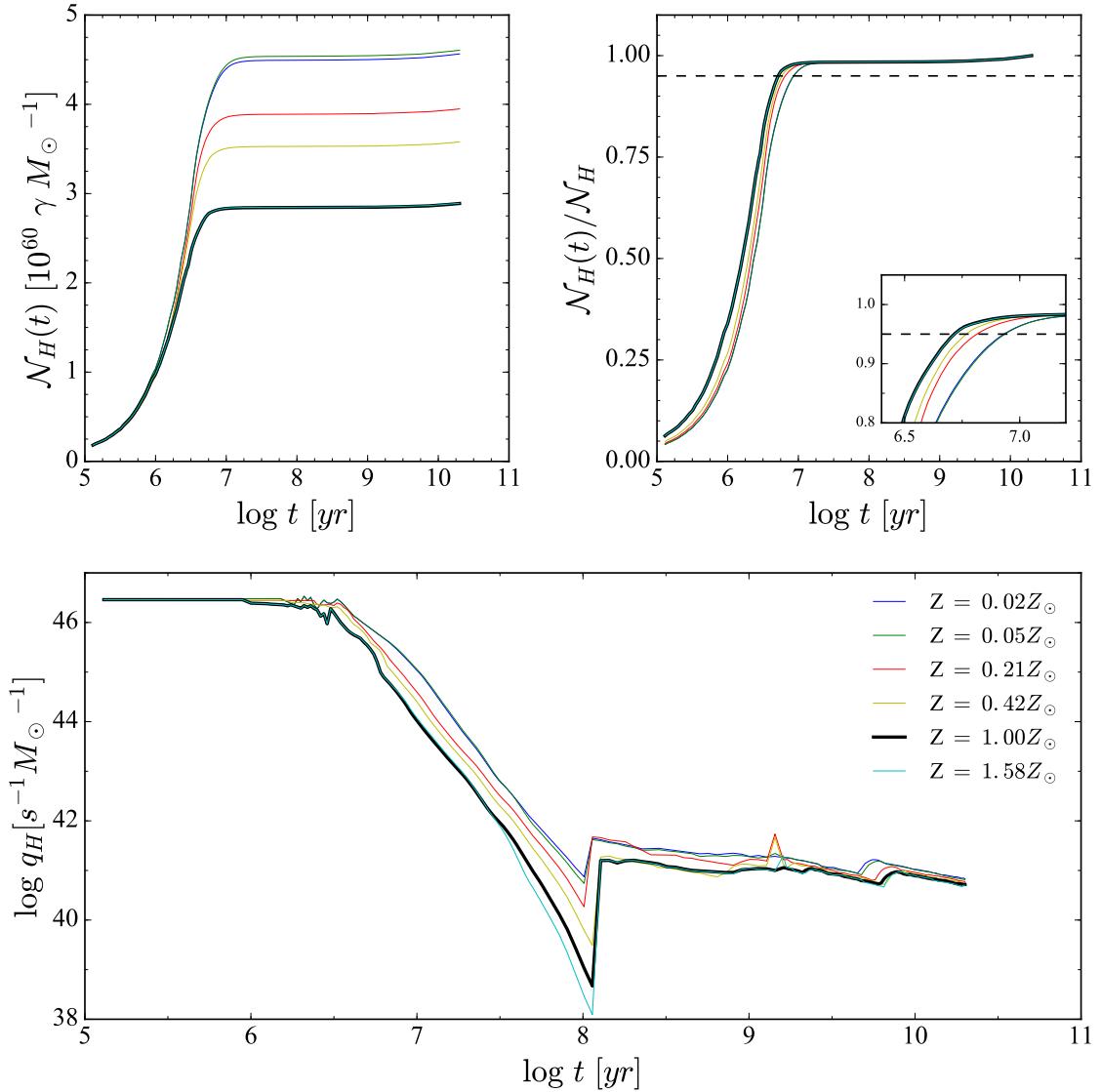


Figura A.2: *Painel superior esquerdo:* A evolução no tempo do número de fótons (\mathcal{N}_H) para 6 metalicidades (de $0.02 Z_\odot$ até $1.58 Z_\odot$) que compõem nossos modelos de SSP. A linha preta grossa representa a evolução utilizando metalicidade solar. *Painel superior direito:* O mesmo que 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.

Nesta equação, l_λ é a luminosidade por unidade de massa formada e comprimento de onda em unidades solares [$L_\odot/\text{ÅM}_\odot$] para uma SSP¹. 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 :

$$\mathcal{N}_H = \int_0^{T_U} q_H(t) dt \quad (\text{A.24})$$

Utilizamos a base de populações estelares de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) com as isócronas de Padova 2000, juntamente com a IMF de [Salpeter \(1955\)](#). Neste caso, podemos ver na Figura A.2 a evolução temporal de \mathcal{N}_H em valores absolutos (painel superior esquerdo) e relativamente ao total de \mathcal{N}_H (painel superior direito). Em [Cid Fernandes et al. \(2011, Figura 2b\)](#) nós podemos ver a evolução temporal de q_H sob todas as idades e metalicidades². 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. Deste mesmo gráfico mostramos que q_H atinge um valor mínimo constante depois de uma certa idade. Nessa escala de tempo, dominam o regime de ionização estrelas velhas e quentes (ver Capítulo 3). Também conclui-se que \mathcal{N}_H é dependente da metalicidade, portanto o valor de k em (A.16) também³. Utilizando (A.18) em (A.22) e com uma simplificação graças a SFR constante dentro desta escala temporal ($\text{SFR}(t) \rightarrow \text{SFR}$), podemos reescrever (A.22) usando (A.24):

$$Q_H = \text{SFR } \mathcal{N}_H(t_{\text{ion}} = 10^7 \text{ anos, IMF, } Z_\star). \quad (\text{A.25})$$

Substituindo (A.25) em (A.21) podemos escrever:

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha} = \frac{2.226}{\mathcal{N}_H h\nu_{\text{H}\alpha}} \times L_{\text{H}\alpha} \quad (\text{A.26})$$

Este método resulta em uma SFR recente, em termos de que, baseados na Figura A.2, assumimos que o tempo para produção de fótons ionizantes relevantes para estimar a SFR baseada em $L_{\text{H}\alpha}$ é de $t_{\text{ion}} = 10^7$ anos. Finalmente, resolvendo (A.26) encontramos o valor para k em

¹Apesar de não escritas aqui, existem dependências com Z , IMF e isócronas em l_λ (portanto, também em q_H e todos os seus produtos)

²Naquele estudo, o grupo [SEAGal/STARLIGHT](#) utilizou as isócronas de Padova 1994 com a IMF de [Chabrier \(2003\)](#).

³O valor de k em nossa análise varia de 2.00 até 3.13 de acordo com a metalicidade indo de $0.02Z_\odot$ a $1.58Z_\odot$.

(A.16):

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha} [\text{M}_\odot \text{ yr}^{-1}] = 3.13 \times \left(\frac{\text{L}_{\text{H}\alpha}}{10^8 \text{ L}_\odot} \right) = 8.1 \times 10^{-42} \text{ L}_{\text{H}\alpha} [\text{ergs s}^{-1}] \quad (\text{A.27})$$

Em Kennicutt (1998) esse coeficiente é calculado utilizando diferentes modelos estelares mas utilizando a mesma IMF. Nossa valor é bem próximo daquele obtido no artigo (7.9×10^{-42}).

A.2.3 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 ($\text{H}\alpha$, $\text{H}\beta$, [O III] e [N II]) pode ser visto na Figura A.3. 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`⁴.

Na Figura A.4 podemos ver uma imagem produzida por um programa como o do exemplo anterior. Neste caso utilizamos os dados da galáxia NGC 2916 (objeto CALIFA 277). Clasificada com tipo morfológico Sb, é considerada uma galáxia azul e com massa intermediária ($\sim 10^{11} M_\odot$). Todas as zonas neste gráfico possuem $\text{SN} > 3$ em todas as quatro linhas do BPT ($\text{H}\beta$, [O III], $\text{H}\alpha$ e [N II]). Podemos ver que as zonas mais próximas ao núcleo da galáxia estão distribuídas na ponta da asa direita no plano BPT, lado associado às regiões geralmente ionizadas por HOLMES ou por núcleos ativos (para uma discussão acerca ver Seção 4.5). Já do outro lado do gráfico, local associado às regiões de formação estelar, se encontram as zonas pertencentes ao disco da galáxia ($R > 1 \text{ HLR}$).

⁴<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 todos 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/H $\alpha$  e O3/H $\beta$ 
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'$\log([N II]/H\alpha)$')
30 ax.set_ylabel(r'$\log([O III]/H\beta)$')
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.3: Exemplo de programa utilizando os fluxos de H α , H β , [O III] $\lambda 5007$ e [N II] $\lambda 6584$ para construção de um gráfico BPT utilizando o objeto EMLINESDATACUBE juntamente com o PyCASSO.

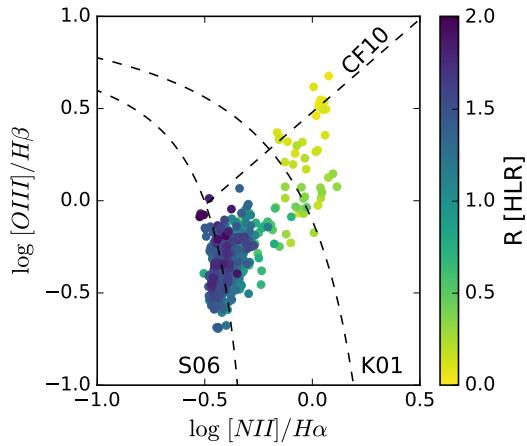


Figura A.4: Diagrama BPT para as regiões com $S/N > 3$ nas linhas $H\beta$, $[O\text{ III}]\lambda 5007$, $H\alpha$ e $[N\text{ II}]\lambda 6584$, da galáxia NGC2916 (objeto CALIFA 277) produzida por um programa como o do exemplo da Figura A.3. As cores marcam a distância ao centro da galáxia em unidades 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. \(2010, CF10\)](#).

Apêndice B

Comparações entre propriedades estelares e propriedades nebulares

As propriedades da síntese são relacionadas às populações estelares e comparações com as nebulares podem nos ajudar a entender melhor a história de formação estelar de cada região. Durante os últimos anos esses estudos cruzados entre propriedades sintéticas e nebulares de quase um milhão de galáxias do *SDSS* renderam ótimos resultados para o GAS-UFSC. Neste Apêndice faço uso do *EMLINESDATACUBE* e do *PyCASSO* para comparar a taxa de formação estelar e o coeficiente de extinção por poeira, estimados através de linhas de emissão e da síntese. Esses experimentos foram executados também, em um formato mais completo, porém com dados de espectroscopia integrada do *SDSS*, em [Schlickmann \(2016\)](#).

B.1 Comparação entre as taxas de formação estelar

Com a síntese de populações estelares podemos calcular a história de formação estelar utilizando o vetor cumulativo de massa, $\eta_\star(t_\star)$, que integra a fração total de massa convertida em estrelas para cada idade das populações da base (μ_j). Dado um intervalo de tempo t_\star , podemos parametrizar a SFR como:

$$\eta_\star(t_\star) = \sum_{t_{\star,j} > t_\star} \mu_j \quad (\text{B.1})$$

$$\overline{\text{SFR}_\star}(t_\star) = M_\star \frac{(1 - \eta_\star(t_\star))}{t_\star}, \quad (\text{B.2})$$

onde M_\star é a massa total convertida em estrelas durante toda a história de formação estelar de uma galáxia.

Como explicado na Sec. A.2.2, podemos medir a taxa de formação estelar recente medindo a luminosidade intrínseca de H α . Na figura B.1 vemos as duas taxas de formação estelar, uma referente às estrelas com idade menor que 10 milhões de anos e estimada pela linha de emissão de H α (Equação A.27), outra proveniente da síntese de populações estelares, que pode ser avaliada em diferentes tempos t_\star , modelada pela Equação B.2. Essa calibração entre as taxas de formação estelar procura encontrar a idade que melhor relaciona as duas medidas (t_{SF} , relativo à *star-forming*). Em todos os painéis vemos a comparação das duas densidades superficiais da taxa de formação estelar para diferentes valores de t_\star , além de um ajuste *OLS bisector* e os coeficiente de correlação de Spearman e Pearson (números abaixo da idade no canto superior esquerdo). Os pontos representam médias azimutais em cada galáxia (bins em forma de anéis elípticos concêntricos de espessura 0.1 HLR). Vemos que entre 12 e 56 milhões de anos o coeficiente de correlação quase não muda (veja a Figura ??, painel superior), chegando ao máximo (0.7880) em 31.62 milhões de anos, e por isso escolhemos este valor como t_{SF} . Este tipo de análise utilizando as correlações entre densidades superficiais são mais confiáveis já que removem o termo d^2 existente no cálculo da SFR, que induz uma correlação direta entre SFR_\star e $\text{SFR}_{\text{H}\alpha}$. De fato o valor de t_{SF} não está muito distante da escala de tempo de vida das estrelas que produzem a maioria dos fótons capazes de produzirem a linha de H α ($\sim 10^7$ anos).

Esse estudo fez parte da pesquisa publicada no artigo (González Delgado et al. 2016) onde nosso grupo analisou as estruturas radiais de Σ_{SFR} em uma amostra de 416 galáxias do CALIFA, mostrando que as galáxias espirais possuem Σ_{SFR} basicamente constante com uma dispersão pequena. Anteriormente, tal procedimento de comparação foi feito por Asari et al. (2007), no qual os autores encontraram t_{SF} igual a 25 milhões de anos, para 82302 galáxias do SDSS. A síntese de populações estelares foi realizada utilizando o STARLIGHT, mas com uma diferente IMF. Apesar dessa diferença a concordância entre os resultados é boa. Além de figurar nesse artigo, esse estudo serviu de comparação nos artigos Cortijo-Ferrero et al. (2017a,b,c) que dissecaram a história de formação estelar de diversos objetos em interação.

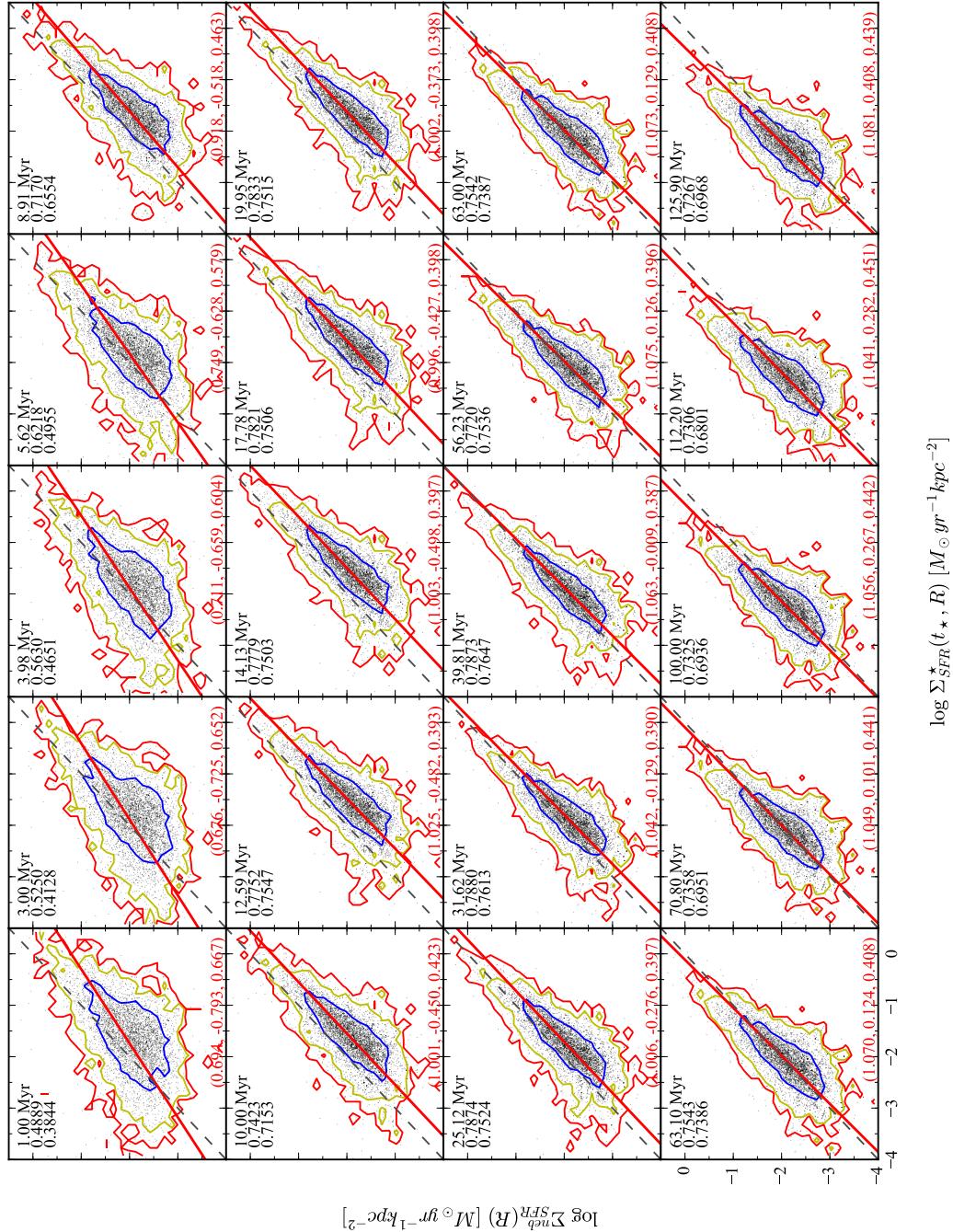


Figura B.1: comparação das duas densidades superficiais da taxa de formação estelar em bins radiais, para diferentes valores de t_* . Em cada gráfico temos os contornos em 1σ (azul), 2σ (verde) e 3σ (vermelho) da distribuição. A linha vermelha indica o ajuste *OLS bisector*, e os números em vermelho são o coeficiente angular, o ponto de interceptação com o eixo x e o valor *rms* em torno do ajuste. No canto superior esquerdo está indicado t_* , o coeficiente de correlação de Spearman e o de Pearson.

B.2 Comparação entre os coeficientes de extinção

A síntese de populações estelares realizadas pelo STARLIGHT adota o mesmo modelo de extinção por poeira explicado em A.2.1, onde todas as populações são atenuadas pelo mesmo fator $e^{-\tau_\lambda}$. Essa simplificação contraria tanto evidências observacionais quanto estudos teóricos, que caminham para um cenário onde populações mais jovens são mais atenuadas pela poeira que populações mais velhas. [Calzetti et al. \(1994\)](#) encontraram evidências diretas de que a extinção em regiões H II é aproximadamente duas vezes maior do que a das estrelas ($\tau_V^* \sim 0.44\tau_V^{neb}$). [Charlot & Fall \(2000\)](#) propõem um modelo onde populações jovens são atenuadas por poeira na nuvem de gás que a gerou e encontram que o coeficiente de extinção das *birth-clouds* (BC) é cerca de 3 vezes maior que do meio interestelar (ISM). [Kreckel et al. \(2013\)](#) através de dados de espectrografia de campo integrado do KINGFISH ([Kennicutt et al. 2011](#)) calculam a densidade superficial de poeira dessas galáxias e chegam a conclusão que o coeficiente de extinção derivados do contínuo estelar não correlaciona com a quantidade total de massa de poeira, diferentemente daquele derivado do decremento Balmer.

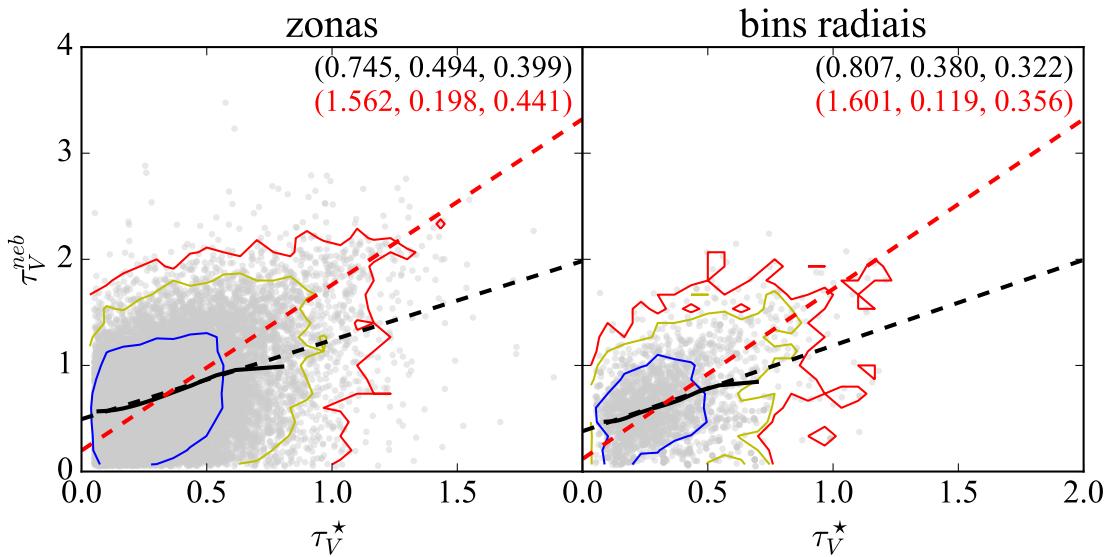


Figura B.2: Comparação entre os coeficientes de extinção por poeira provenientes da síntese (τ_V^*) e do decremento de Balmer (τ_V^{neb}). Os contornos azul, amarelo e vermelho representam os intervalos de confiança (1σ , 2σ e 3σ). A linha preta representa a mediana e as linhas pontilhadas representam o ajuste utilizando *OLS bisector* (vermelha) e mínimos quadrados (preta). Como em todos os gráficos com ajustes lineares, em detalhe temos o coeficiente angular, a interceptação da reta com o eixo vertical, e a média quadrática dos desvios em relação a cada ajuste.

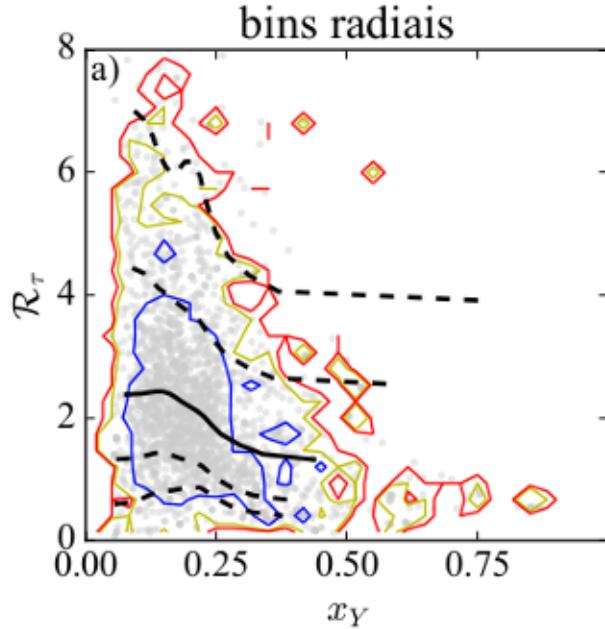


Figura B.3: Relação entre a razão dos coeficientes de extinção nebulosa (decremento de Balmer) e estelar (modelado pela síntese com o STARLIGHT), \mathcal{R}_τ , e a fração da luz na janela de normalização dos espectros que é proveniente das populações jovens, x_Y . No caso utilizamos $t_Y = t_{SF} \equiv 31.62$ milhões de anos. A linha contínua marca a mediana e as tracejadas marcam os intervalos de 1 e 2σ .

Apesar do modelo de extinção ser o mesmo, o coeficiente calculado por cada um dos procedimentos é diferente, como podemos ver através dos resultados da Figura B.2 contendo as 16479 zonas que passaram pela máscara imposta e descrita na Seção A.1.1. Essa figura apresenta a comparação entre os coeficientes de extinção para zonas e também para os perfis radiais. τ_V^* , proveniente do STARLIGHT, é calculado no processo de ajuste espectral, já τ_V^{neb} só pode ser medido onde existam os observáveis necessários para seu cálculo. Apesar do espalhamento, resulta que τ_V^* e τ_V^{neb} se correlacionam e a extinção de Balmer se mantém ~ 2 vezes maior que aquela proveniente do contínuo estelar. Trabalhos anteriores mostram essa correlação para espectros integrados de galáxias (Stasińska et al. 2004; Cid Fernandes et al. 2005; Asari et al. 2007).

Referencio aqui o trabalho de Schlickmann (2016), que dentre outras comparações, verificou que a razão entre os coeficientes τ_V^{neb} e τ_V^* , \mathcal{R}_τ , se aproxima de 1 quando nos aproximamos de regiões onde a fração de luz proveniente de populações estelares jovens (x_Y) é maior. Para nosso estudo espacialmente resolvido o resultado pode ser apreciado na Figura B.3. A medida que as regiões são dominadas por populações jovens (x_Y alto) vemos que os coeficientes se aproximam quantitativamente.

Vemos que o cenário de extinção diferencial se confirma e que a medida que vamos para regiões mais com populações estelares mais jovens, o valor da extinção mode lada pela síntese se torna semelhante aquele estimado através do decremento de Balmer.

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
- Asmus, D., Höning, S. F., Gandhi, P., Smette, A., & Duschl, W. J. 2014, MNRAS, 439, 1648
- 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
- Beirão, P., Armus, L., Lehnert, M. D., Guillard, P., Heckman, T., Draine, B., Hollenbach, D., Walter, F. et al. 2015, MNRAS, 451, 2640
- 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
- Berkhuijsen, E. M. & Fletcher, A. 2008, MNRAS, 390, L19
- Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., Brinks, E., de Blok, W. J. G., Madore, B., & Thornley, M. D. 2008, AJ, 136, 2846

- 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
- Blanc, G. A., Heiderman, A., Gebhardt, K., Evans, II, N. J., & Adams, J. 2009, *ApJ*, 704, 842
- 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., Bershady, M. A., Law, D. R., Yan, R., Drory, N., MacDonald, N., Wake, D. A., Cherinka, B. et al. 2015, *ApJ*, 798, 7
- Calzetti, D., Kinney, A. L., & Storchi-Bergmann, T. 1994, *ApJ*, 429, 582
- Calzetti, D., Liu, G., & Koda, J. 2012, *ApJ*, 752, 98
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763
- Charlot, S. & Fall, S. M. 2000, *ApJ*, 539, 718
- 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
- Cusumano, G., La Parola, V., Segreto, A., Ferrigno, C., Maselli, A., Sbarufatti, B., Romano, P., Chincarini, G. et al. 2010, A&A, 524, A64
- Davies, R. L., Kewley, L. J., Ho, I.-T., & Dopita, M. A. 2014, MNRAS, 444, 3961
- 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
- Dopita, M. A., Scharwächter, J., Shastri, P., Kewley, L. J., Davies, R., Sutherland, R., Kharb, P., Jose, J. et al. 2014, A&A, 566, A41
- 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
- Goldsmith, P. F., Yıldız, U. A., Langer, W. D., & Pineda, J. L. 2015, *ApJ*, 814, 133
- 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., Giannanco, C., Madsen, G. J., Zurita, A. et al. 2009, *Reviews of Modern Physics*, 81, 969

- Herrera-Camus, R., Bolatto, A., Smith, J. D., Draine, B., Pellegrini, E., Wolfire, M., Croxall, K., de Looze, I. et al. 2016, *ApJ*, 826, 175
- 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., Bekerait*error*é, 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, R. C., Calzetti, D., Aniano, G., Appleton, P., Armus, L., Beirão, P., Bolatto, A. D., Brandl, B. et al. 2011, *PASP*, 123, 1347
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt, Jr., R. C., Calzetti, D., Walter, F., Helou, G., Hollenbach, D. J., Armus, L., Bendo, G., Dale, D. A. et al. 2007, *ApJ*, 671, 333
- 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
- Kreckel, K., Armus, L., Groves, B., Lyubenova, M., Díaz-Santos, T., Schinnerer, E., Appleton, P., Croxall, K. V. et al. 2014, *ApJ*, 790, 26
- Kreckel, K., Groves, B., Schinnerer, E., Johnson, B. D., Aniano, G., Calzetti, D., Croxall, K. V., Draine, B. T. et al. 2013, *ApJ*, 771, 62

- 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
- Leroy, A. K., Walter, F., Sandstrom, K., Schruba, A., Muñoz-Mateos, J.-C., Bigiel, F., Bolatto, A., Brinks, E. et al. 2013, AJ, 146, 19
- Liu, G., Koda, J., Calzetti, D., Fukuhara, M., & Momose, R. 2011, ApJ, 735, 63
- López-Cobá, C., Sánchez, S. F., Moiseev, A. V., Oparin, D. V., Bitsakis, T., Cruz-González, I., Morisset, C., Galbany, L. et al. 2017, MNRAS, 467, 4951
- 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., Knezeck, 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
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei
- Otte, B., Gallagher, III, J. S., & Reynolds, R. J. 2002, ApJ, 572, 823
- Papaderos, P., Gomes, J. M., Vílchez, J. M., Kehrig, C., Lehnert, M. D., Ziegler, B., Sánchez, S. F., Husemann, B. et al. 2013, A&A, 555, L1

- 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
- Rubin, R. H. 1989, *ApJS*, 69, 897
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- 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-Blazquez, P. et al. 2014, *A&A*, 563, A49
- Sanders, R. L., Shapley, A. E., Zhang, K., & Yan, R. 2017, *ApJ*, 850, 136
- Sarzi, M., Shields, J. C., Schawinski, K., Jeong, H., Shapiro, K., Bacon, R., Bureau, M., Cappellari, M. et al. 2010, *MNRAS*, 402, 2187
- Schlickmann, M. d. S. 2016, PhD thesis, Curso de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Seon, K.-i., Witt, A. N., Shinn, J.-h., & Kim, I.-j. 2014, *ApJ*, 785, L18
- Shetty, R., Kelly, B. C., & Bigiel, F. 2013, *MNRAS*, 430, 288

- 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., Mateus, Jr., A., Sodré, Jr., L., & Szczerba, R. 2004, A&A, 420, 475
- 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
- Veilleux, S., Shopbell, P. L., Rupke, D. S., Bland-Hawthorn, J., & Cecil, G. 2003, AJ, 126, 2185
- 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
- Wilson, A. S. 1996, Vistas in Astronomy, 40, 63
- 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