

Sumário

1	Introdução	1
1.1	O todo e as partes	2
1.2	O GAS-UFSC e o IAA-CSIC	3
1.2.1	STARLIGHT + CALIFA	4
1.2.2	Linhas de emissão	6
1.3	Gás ionizado difuso (DIG)	7
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 de galáxias	11
2.1	CALIFA data-releases	11
2.2	Definição da amostra deste trabalho	12
2.2.1	Mascarando elementos e removendo <i>outliers</i>	12
2.2.2	Classificação Morfológica	13
2.3	Perfis radiais	16
3	Classificação	21

3.1	O papel de $W_{H\alpha}$ na classificação das regiões: hDIG, mDIG e SFC	21
3.2	A distribuição observada de $W_{H\alpha}$ e a componente hDIG	22
3.2.1	Identificação das componentes hDIG, mDIG e SFC	27

Referências Bibliográficas**I**

Lista de Figuras

1.1	Exemplo de ajuste de linha de emissão	7
2.1	Histogramas: densidade superficial de massa, idade média, fração de populações jovens e relação axial.	14
2.2	Classificação por morfologia	15
2.3	Imagem e exemplos de mapas e perfis radiais	17
2.4	Perfis radiais das propriedades físicas	18
2.5	Histogramas dos perfis radiais das propriedades físicas	19
3.1	Distribuição de $W_{H\alpha}$ entre 307 958 zonas de 391 galáxias do CALIFA. A amostra é segmentada pela clonagem dos primeiros 0.5 HLR internos (segunda coluna), $R = 0.5 - -1$ HLR (terceira) e regiões exteriores com $R > 1$ HLR (quarta). Linhas tracejadas verticais marcam $3e14 \text{ \AA}$, as divisões entre hDIG/mDIG e DIG, associada a cada componente (valor médio entre as zonas das galáxias apresentadas em cada painel).	23
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 da nossa amostra. Os pontos são coloridos como vermelho/amarelo/azul (hDIG/mDIG/SFc), mostrando que as regiões com $W_{H\alpha}$ mais altas são mais jovens.	24
3.3	Mapa da galáxia NGC 6754 obtido por Sánchez et al. (2015) colorido por $\log W_{H\alpha}$. Regiões com densidade de fluxo de $H\alpha$ abaixo de $\sim 3\sigma$ são mascaradas. Os círculos marcam regiões H II detectadas.	28

Capítulo 1

Introdução

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

¹Quantidade de energia em cada comprimento de onda.

1.1 O todo e as partes

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

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

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

²*Sloan Digital Sky Survey.*

³2dF Galaxy Redshift Survey.

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

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

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

1.2 O GAS-UFSC e o IAA-CSIC

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

⁵Calar Alto Legacy Integral Field Area survey.

⁶Data-release 3.

⁷PPAK IFS Nearby Galaxies survey.

⁸Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory.

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

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

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

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

¹³<http://starlight.ufsc.br>

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

1.2.1 STARLIGHT + CALIFA

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

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

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

¹⁴Half-light radius. Raio que contém metade da luz da galáxia na janela espectral de normalização dos espectros.

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

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

1.2.2 Linhas de emissão

Espectros observados carregam uma mistura de luz 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. Essas linhas 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 em nosso projeto. Esse processo foi feito utilizando o SHERPA IFU line fitting software (SHIFU; García-Benito et al. 2017), baseado no pacote CIAO’s SHERPA (Freeman et al. 2001; Doe et al. 2007). Esse programa ajusta perfis gaussianos nas linhas de emissão presentes nos espectros residuais, além de estimar os erros envolvidos neste processo. Um exemplo pode ser observado na Fig. 1.1. Nela vemos a linha de H β na zona central do objeto UGC00148 e o ajuste feito pelo programa.

¹⁵Galaxy Evolution Explorer survey.

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

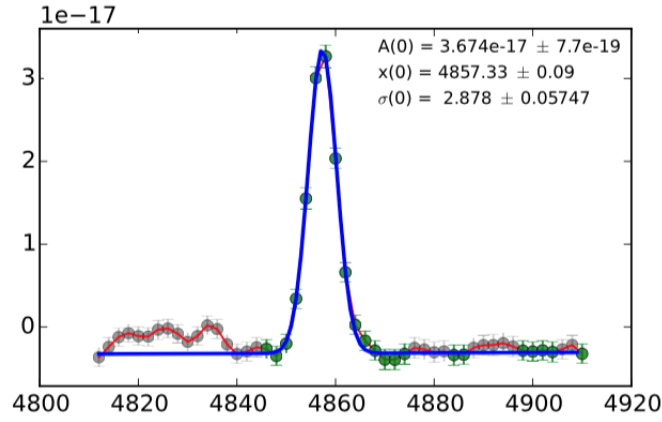


Figura 1.1: Espectro na região da linha de em emissão para a zona central da galáxia UGC00148 (objeto CALIFA 12) juntamente com o melhor ajuste utilizando uma gaussiana. Em destaque a amplitude (A), o comprimento de onda central (x) e o desvio padrão neste ajuste (σ).

1.3 Gás ionizado difuso (DIG)

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

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

¹⁸Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey.

adicionais (ou alternativas) de ionização. [Hoopes & Walterbos \(2003\)](#) estudaram essas razões de linhas em regiões de DIG em algumas galáxias e chegam a conclusão que nem ionização por estrelas quentes e massivas e nem fótons que escaparam de regiões H II podem explicar por si a ionização do DIG.

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

Independentemente da fonte que alimenta o DIG, seu regime nebular é diferente daquele das regiões H II, com densidades menores, menor parâmetro de ionização e temperaturas eletrônicas mais altas, portanto, não podemos negligenciar sua existência quando estamos derivando propriedades de galáxias.

1.3.3 Como separar regiões DIG e SF

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

A fim de solucionar esse problema levamos em conta o papel do contínuo espectral utilizando a largura equivalente de H α , $W_{H\alpha}$, em nosso sistema de classificação. Como mostramos no artigo [Lacerda et al. \(2018, Apêndice ??\)](#), linha principal desta tese, $W_{H\alpha}$ consegue com

sucesso diferenciar qualitativamente regimes SF e DIG. Seguindo a linha traçada por [Binette et al. \(1994\)](#), [Stasińska et al. \(2008\)](#) e [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#) na identificação de HOLMES como fonte de ionização de galáxias elípticas e de [Flores-Fajardo et al. \(2011\)](#) identificando esses como a provável fonte de ionização do DIG extra-planar, somos capazes de identificar elegantemente o gás presente no DIG que é ionizado por HOLMES, o hDIG. As regiões remanescentes (nem ionizadas apenas por HOLMES nem por SF) são provavelmente uma mistura de processos, e serão classificadas como DIG misto, o mDIG (*mixed DIG*).

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

1.4 Este trabalho

Essa tese é um apanhado de alguns dos trabalhos no qual participei durante o tempo do doutorado, com foco principal no artigo sobre a natureza das linhas de emissão das regiões das galáxias do CALIFA, separando aquelas SF daquelas melhores caracterizadas como DIG. No Cap. ?? apresento a amostra de galáxias utilizadas neste trabalho. O artigo principal será dividido em dois capítulos. A apresentação do método de caracterização está no Cap. 3, e no próximo (Cap. ??) fazemos a discussão sobre esse método de classificação de regiões e a análise das regiões classificadas. Por fim, demais artigos e trabalhos são apresentados no Cap. ??.

¹⁹Complexos de formação estelar.

Capítulo 2

Amostra de galáxias

Nem todas as regiões das galáxias que estudamos têm medidas das linhas espectrais necessárias para este estudo. Essa falta não é um defeito de observação e sim uma característica intrínseca de determinada região. As linhas em emissão geralmente estão ligadas ao gás e nem todas as partes da galáxia possuem gás. Nesse capítulo vamos descrever todas as características de nossa amostra, que faz parte do DR3 do CALIFA.

2.1 CALIFA data-releases

Houveram dois lançamentos públicos de dados do CALIFA (DR2, [García-Benito et al. 2015](#); DR3, [Sánchez et al. 2016](#)) ao longo desse trabalho. Este último, o *data-release* final do *survey*, descreve uma amostra de 667 galáxias ($\sim 1,5$ milhões de espectros) com tipos morfológicos cobrindo toda a classificação de Hubble e redshifts variando entre 0.005 e 0.03 (distâncias de 20 a 130 Mpc). Nos encarregamos de escrever um pacote de análise da qualidade da síntese de populações estelares com o STARLIGHT em ambas publicações, além de realizarmos comparações com os resultados para as amostras anteriores. Foi notável a melhora nos espectros residuais desde a primeira versão. Um exemplo de figura produzida em nossa análise pode ser vista na Fig ?? Esta mesma análise nos ajudou a melhorar a máscara de remoção de linhas telúricas¹ dos espectros. Também verificamos que os erros relacionados aos espectros observados possuem uma distribuição muito próxima a uma gaussiana.

¹Linhas provenientes de fenômenos que ocorrem na Terra.

2.2 Definição da amostra deste trabalho

A amostra de galáxias deste trabalho faz parte da amostra total de galáxias do CALIFA. Os dados passaram pelos mesmos pré-processamento e controle de qualidade daqueles liberados pelo DR2, porém possui dados que ainda não foram disponibilizados publicamente, abarcando 226176 regiões (zonas) de 305 galáxias espirais. Cada uma dessas zonas é composta por um ou mais pixels, com um espectro resultante da soma dos espectros destes, para que tenhamos relação sinal-ruído maior ou igual a 20 na janela de normalização deste espectro. Esse procedimento, conhecido como *Voronoi binning*, está detalhado, juntamente com o procedimento de derivação das propriedades estelares através do código STARLIGHT para cada uma das regiões destas galáxias, em [Cid Fernandes et al. \(2013\)](#).

2.2.1 Mascarando elementos e removendo *outliers*

Para que possamos focar nossos estudos nas regiões de formação estelar, aplicamos uma máscara nos dados selecionando as regiões que possuam:

- medidas do fluxo integrado das linhas de $H\delta$, $H\gamma$, e $H\beta$ com relação sinal-ruído maior do que 3;
- medidas para as seis propriedades comparadas neste capítulo:
 - coeficiente de extinção proveniente da síntese - τ_V^* ;
 - coeficiente de extinção estimado através do decremento de Balmer - τ_V^{neb} ;
 - densidade superficial da taxa de formação estelar calculado através da síntese - Σ_{SFR}^* ;
 - densidade superficial da taxa de formação estelar calculado através da luminosidade de $H\alpha$ - Σ_{SFR}^{neb} ;
 - metalicidade média das populações estelares, pesada pela massa estelar - $\langle \log Z_\star \rangle_M$;
 - metalicidade nebular - $\log(O/H)$.
- fração de luz proveniente de populações estelares jovens maior que 0.05 (5%) ($x_Y > 0.05$);
- τ_V e τ_V^{neb} maiores que 0.05;
- mais do que cinco zonas contribuindo para o cálculo dos perfis radiais;
- distância ao núcleo maior que 70% do raio que contém metade da luz (*half-light radius* - HLR) e menor que 3 HLR.

O que aqui chamamos de população jovem discutiremos um pouco mais adiante, na Sec. ??.

A última imposição é feita para que não haja contaminação por zonas do bojo da galáxia (partes centrais onde as linhas são produzidas por diferentes fenômenos físicos, relacionados a um núcleo ativo). Esse valor (0.7 HLR) foi definido por nossos colaboradores analisando as curvas de brilho das galáxias e representa um valor máximo para localização de zonas centrais.

Na Fig. 2.1 podemos ver os histogramas normalizados (a integral dentro do intervalo do histograma é 1) de algumas propriedades de modo que evidencie os efeitos da máscara que forma nossa 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). É notável que nossa seleção busca zonas mais densas e mais jovens (maior fração de populações jovens diminuindo a idade média). O corte mais brusco em nossa amostra é devido a baixa relação sinal-ruído da linha de $(S/N < 3)$ em 91142 zonas.

2.2.2 Classificação Morfológica

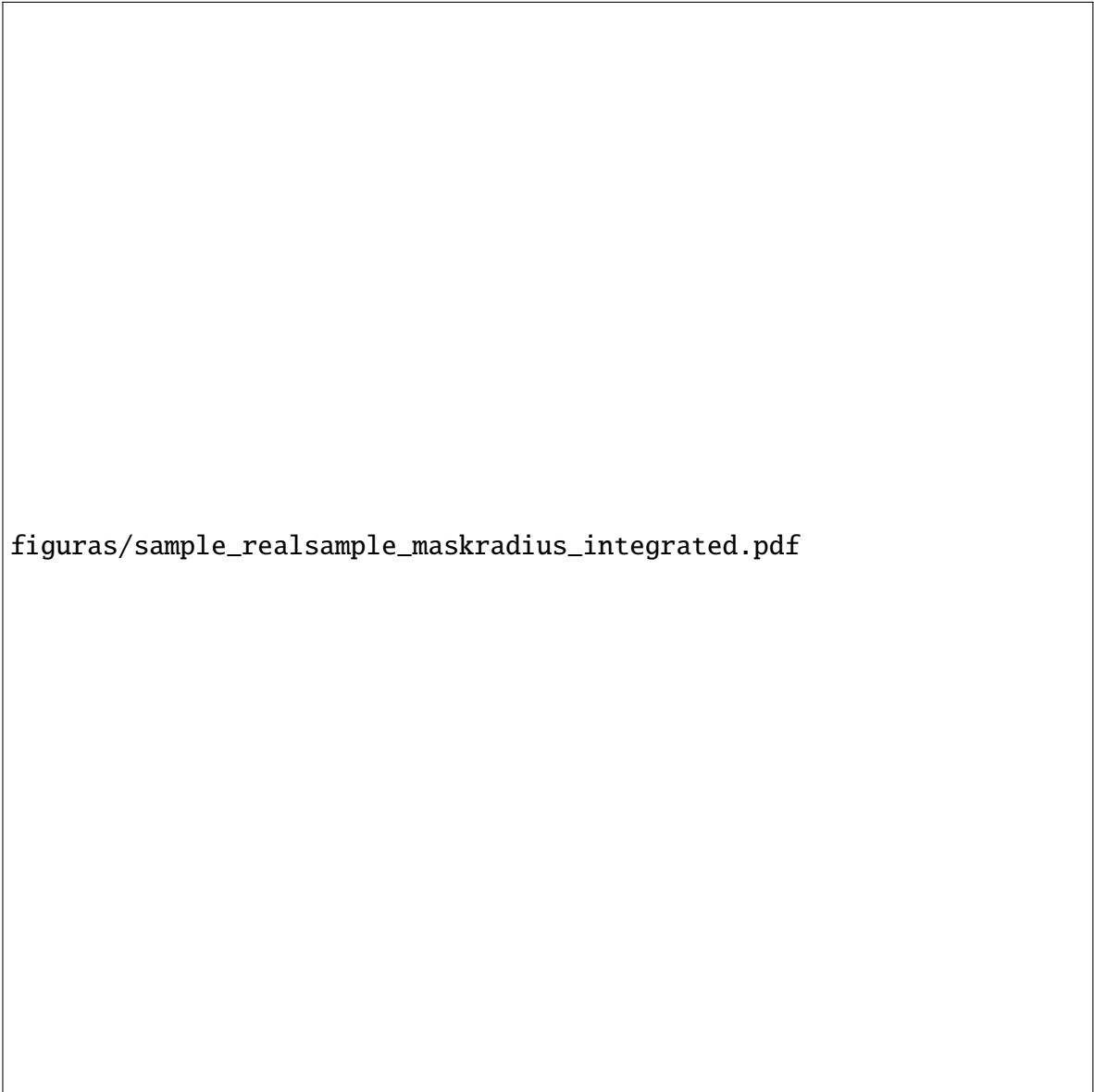
Com tipos morfológicos variando entre Sa e Sd, massas estelares entre 10^9 e $10^{11.5} M_{\odot}$ e populações estelares com idades médias entre 10^8 e 10^{10} anos, podemos ver na Fig. 2.2 que as galáxias se ordenam de forma interessante quando agrupadas por tipo morfológico, anticorrelacionando com a idade média estelar e a massa estelar (M_{\star} e t_{\star}) e correlacionando com a fração de luz proveniente das população jovens ($x_Y \equiv x_Y(t_{\star} < 31.62$ milhões de anos)). Cada galáxia contribui com um ponto em cada painel deste gráfico, ou seja, são propriedades integradas. Os intervalos entre primeiro e terceiro quartil quase não se sobrepõem quando analisamos as classes morfológicas por idade média.

Esse resultado parece ser interessante visto que a classificação morfológica foi feita por colaboradores do CALIFA totalmente através de inspeção visual das imagens na banda-r do SDSS das mesmas galáxias. Vemos também que as galáxias tipo Sd possuem as populações estelares mais jovens e menos massivas na média. Por ser um fenômeno apenas de posição do referencial de observação não deveríamos ver preferência por valor de relação axial (b/a) quando dividimos em classes morfológicas, o que realmente acontece.

Estamos em fase de finalização de um artigo em que comparamos a relação entre a taxa de formação estelar e a massa para diferentes classes morfológicas. Esse artigo já foi submetido e deve sair logo agora no início de 2016.

figuras/histosample.pdf

Figura 2.1: 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.



figuras/sample_realsample_maskradius_integrated.pdf

Figura 2.2: Valores integrados das mesmas propriedades da Fig. 2.1 para as 184 galáxias da amostra, separadas em classes morfológicas. No primeiro painel, temos o número de galáxias dentro de cada classe morfológica. Cada caixa tem altura definida pelo primeiro e terceiro quartil da distribuição dentro de um tipo morfológico. Uma faixa preta marca a mediana e uma estrela a média. Em cada caixa, a linha pontilhada vertical se estende mostrando o intervalo de 3σ . Valores que ficam fora do intervalo de 3σ são marcados por uma cruz vermelha.

2.3 Perfis radiais

Uma maneira interessante de analisar galáxias é produzir perfis radiais para as propriedades físicas. Esse tipo de média azimutal (tanto em classes definidas por anéis circulares quanto em anéis elípticos) diminui o espalhamento dos pontos. Para a análise individual de cada galáxia também permite estudo da evolução das propriedades ao longo do raio. Quando colocamos todas as galáxias na mesma análise, a vantagem dos *bins* radiais vem do balanceamento da influência de cada galáxia quando analisamos todas juntas. Para que seja possível este “empilhamento” de galáxias, estas médias radiais são feitas definindo-se um raio efetivo para cada galáxia. No nosso caso utilizamos como raio efetivo aquele que comporta metade da luz da galáxia (HLR) e definimos 30 anéis com espessura de 0.1 HLR (ou seja, indo até 3 HLR) partindo do pixel central de cada galáxia.

No artigo de [González Delgado et al. \(2014b\)](#) os autores discutem as estruturas radiais de algumas propriedades estelares, aplicando este tipo de estudo para 107 galáxias no CALIFA. Nele são derivados os raios que contêm metade da luz (HLR) e metade da massa (*half-mass radius* - HMR) e deste resultado concluem que as galáxias são em geral 15% mais compactas em massa do que em luz. Também mostram que algumas propriedades, como idade estelar média, extinção por poeira e densidade superficial de massa estelar são bem representados pelo seus valores medidas a 1 HLR.

Escolhemos utilizar perfis radiais em anéis elípticos neste trabalho, calculando a média entre todas as zonas não mascaradas dentro de cada anel em cada galáxia. Como um exemplo, podemos observar na Fig. 2.3 três exemplos de mapas e perfis radiais (x_Y , τ_V^* e τ_V^{neb}) da galáxia NGC1667 (objeto CALIFA 140). Em destaque (azul) temos o valor integrado para a galáxia. Dentro de nosso trabalho utilizamos as medidas em zonas, em perfis radiais e quando necessário, integradas (resolvendo para o disco ou para a galáxia completa), nos possibilitando portanto verificar diferenças nestes tipos de abordagens.

O perfil radial médio das principais propriedades utilizadas neste trabalho podem ser vistas na Fig. 2.4 juntamente com seus histogramas na Fig. 2.5. Note que estamos apenas colocando os pontos onde o raio esteja entre 0.7 e 3 HLR. Elas são muito importantes em todos os aspectos que abordaremos: formação estelar, poeira e a conversão de densidade superficial de poeira em densidade superficial de gás em discos de galáxias espirais. Podemos ver que existem alguns gradientes negativos (crescem de fora para dentro) bem definidos de densidade superficial da taxa de formação estelar (Σ_{SFR}), a metalicidade nebular, ($\log O/H$), densidade superficial de massa estelar (μ_*). Outras propriedades parecem não variar muito dentro do

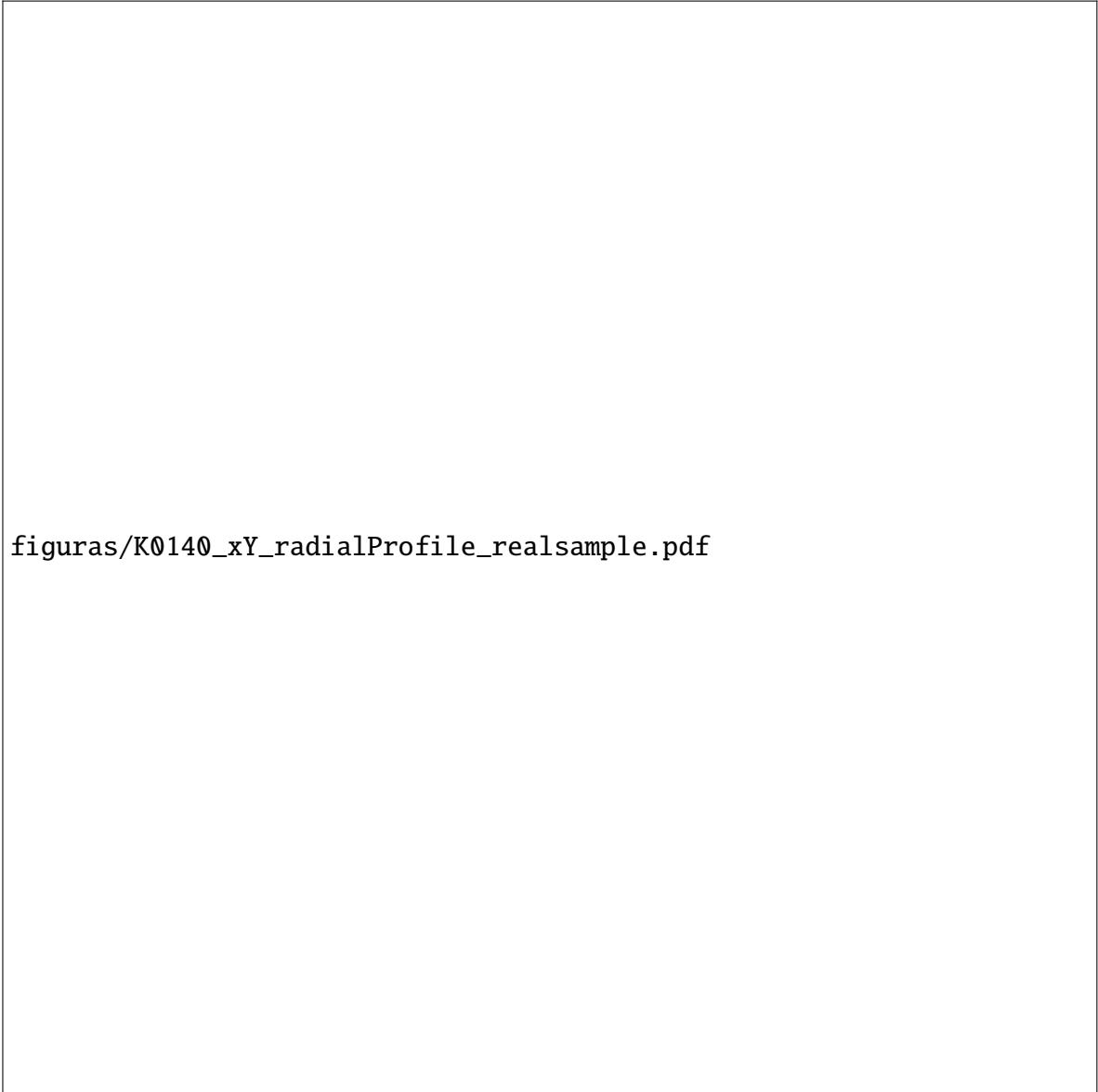


Figura 2.3: Imagem do *SDSS* da galáxia NGC1667 (CALIFA 140). Em cada fileira aparece o mapa e o perfil radial da fração de luz proveniente das populações jovens (x_Y - *primeira fileira*), do coeficiente de extinção resultante da síntese de populações estelares (τ_V^* - *segunda fileira*) e do coeficiente de extinção por decremento de Balmer (τ_V^{neb} - *terceira fileira*). Nos mapas duas elipses concêntricas marcam 1 e 2 HLR. Em cada gráfico do perfil radial aparece no fundo em cinza os valores para as zonas, em linha tracejada preta a mediana da distribuição ao longo do raio e em azul tracejado o valor integrado para a galáxia, além do perfil radial (linha preta contínua).

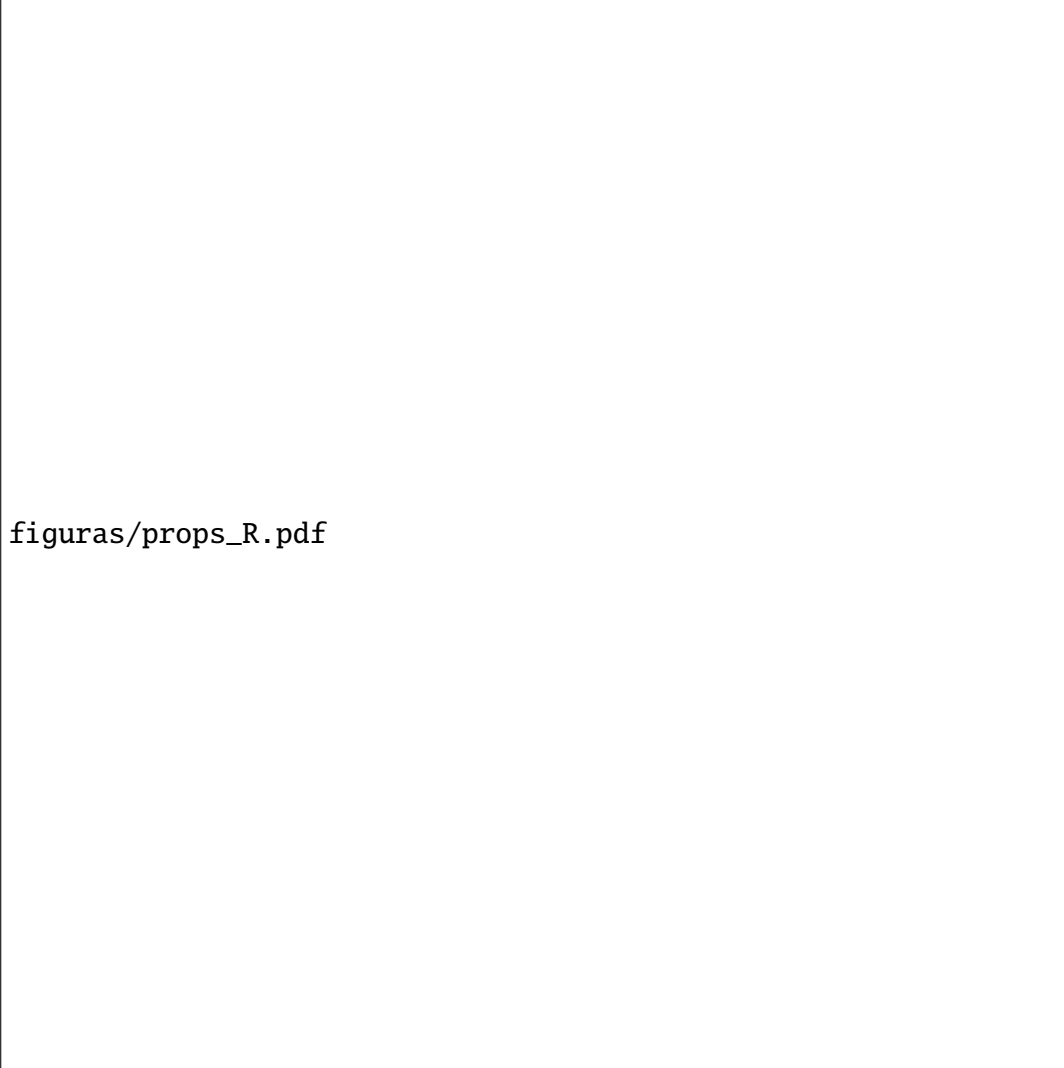


Figura 2.4: Perfis radiais médios (entre 0.7 e 3 HLR) das principais propriedades físicas abordadas neste trabalho. Densidade superficial da taxa de formação estelar detectada por e pela síntese (*painéis a e b*), idade média das populações estelares (*painel c*), metalicidade nebular (*painel d*), fração em luz de populações jovens (*painel e*), densidade superficial de massa estelar (*painel f*), metalicidade média das populações estelares (*painel g*), coeficiente de extinção da síntese e do decremento de Balmer (*painéis h e i*). Em cada painel vemos também os contornos definindo 1σ , 2σ e 3σ da distribuição. As linhas marcam a mediana (linha contínua) e os 5, 16, 64, 95 percentis (linhas tracejadas).

disco. Alguns perfis mudam de tendência ao passar de 2 HLR, mas vale ressaltar que na maioria das distribuições, os pontos acima de 2 HLR ultrapassam 1σ da distribuição. Embora não seja tão forte, existe um gradiente positivo na fração em luz de populações jovens.

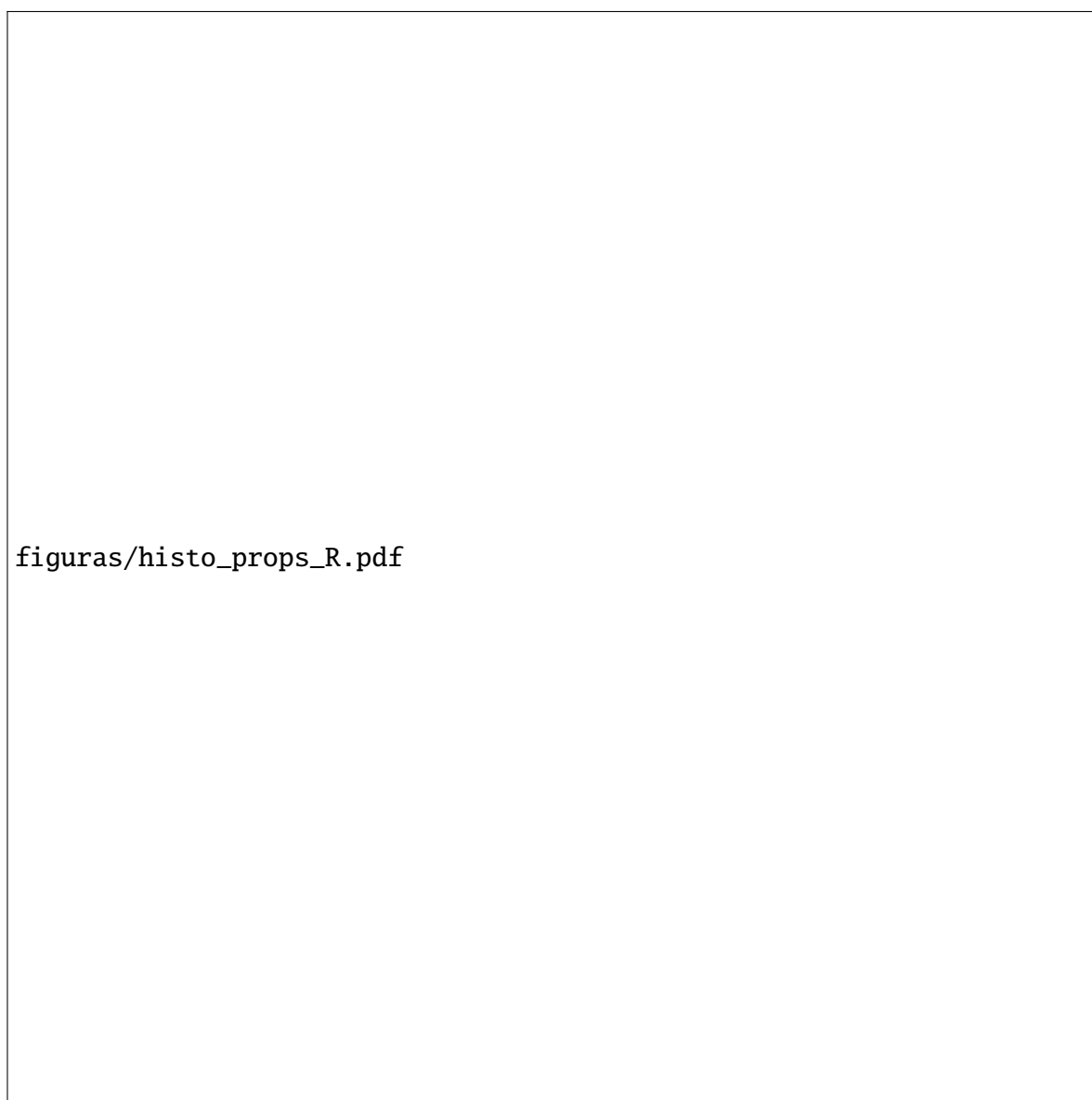


Figura 2.5: Histogramas normalizados de todas as propriedades físicas da Fig. 2.4. Os valores no canto superior direito marcam a média, mediana, desvio padrão, máximo e mínimo das distribuições.

Capítulo 3

Classificação

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

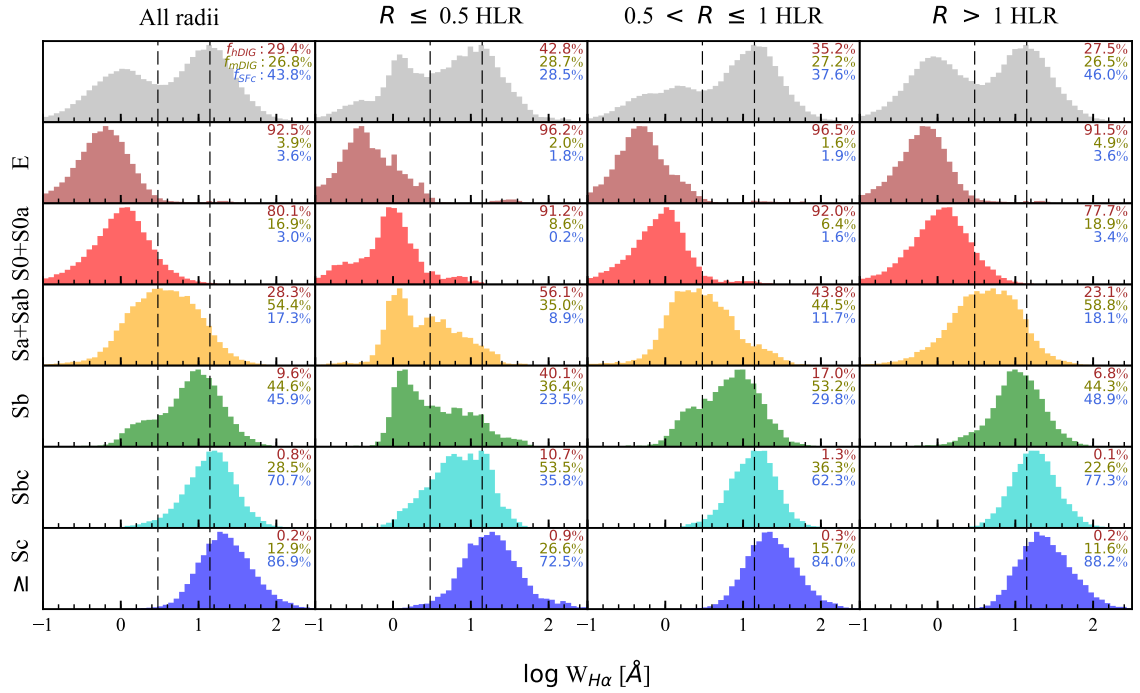


Figura 3.1: Distribuição de $W_{H\alpha}$ entre 307 958 zonas de 391 galáxias do CALIFA. A amostra está segmentada pela classificação de Hubble, de elípticas (segunda linha) até Sc ou mais tardias (última linha). Resultados para a amostra completa estão na primeira linha. Histogramas na primeira coluna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

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

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

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

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

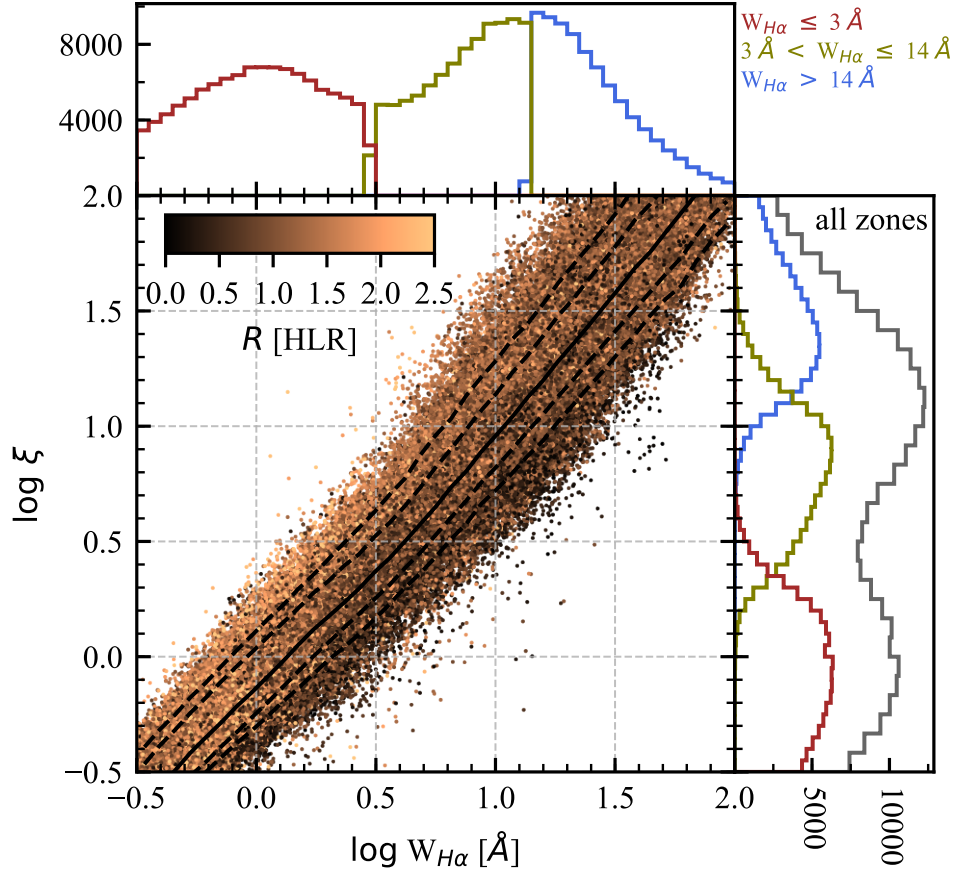


Figura 3.2: Razão entre a luminosidade de $H\alpha$ observada e aquela prevista pelas populações mais velhas que 10^8 anos (ξ) em função de $W_{H\alpha}$ para todas as zonas de nossa amostra. Os pontos estão coloridos conforme a distância até o núcleo (em unidades de HLR). Os histogramas de ξ e de $W_{H\alpha}$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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

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

3.2.1 Identificação das componentes hDIG, mDIG e SFc

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

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

Nosso esquema final de classificação é, portanto

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

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

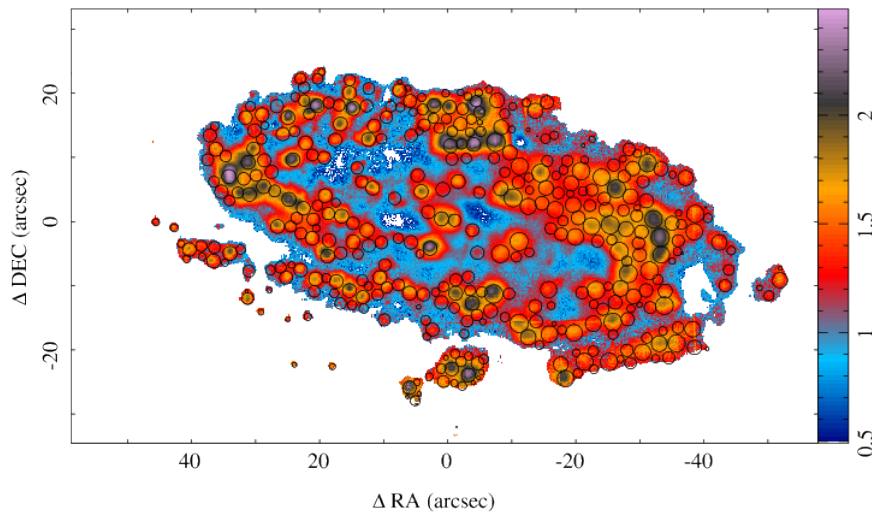


Figura 3.3: Mapa da galáxia NGC 6754 obtido por [Sánchez et al. \(2015\)](#) colorido por $\log W_{H\alpha}$. Regiões com detecção de fluxo de $H\alpha$ abaixo de $\sim 3\sigma$ são mascaradas. Os círculos marcam regiões H II detectadas.

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

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

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

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
- Bamford, S. P., Rojas, A. L., Nichol, R. C., Miller, C. J., Wasserman, L., Genovese, C. R., & Freeman, P. E. 2008, *MNRAS*, 391, 607
- Belfiore, F., Maiolino, R., Maraston, C., Emsellem, E., Bershady, M. A., Masters, K. L., Bizyaev, D., Boquien, M. et al. 2017, *MNRAS*, 466, 2570
- Belfiore, F., Maiolino, R., Maraston, C., Emsellem, E., Bershady, M. A., Masters, K. L., Yan, R., Bizyaev, D. et al. 2016, *MNRAS*, 461, 3111
- Binette, L., Drissen, L., Ubeda, L., Raga, A. C., Robert, C., & Krongold, Y. 2009, *A&A*, 500, 817
- Binette, L., Magris, C. G., Stasińska, G., & Bruzual, A. G. 1994, *A&A*, 292, 13
- Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, Jr., R. C. 2004, *ApJ*, 615, 228
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Tremonti, C., Kauffmann, G., Heckman, T., & Brinkmann, J. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., Yan, R., Drory, N., MacDonald, N., Wake, D. A., Cherinka, B. et al. 2015, *ApJ*, 798, 7
- Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., Stasińska, G., Mateus, A., Torres-Papaqui, J. P., & Schoenell, W. 2007, *MNRAS*, 375, L16

- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2014, *A&A*, 561, A130
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasi ska, 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., Stasi ska, G., Mateus, A., & Vale Asari, N. 2011, *MNRAS*, 413, 1687
- Cid Fernandes, R., Stasi ska, G., Schlickmann, M. S., Mateus, A., Vale Asari, N., Schoenell, W., & Sodré, L. 2010, *MNRAS*, 403, 1036
- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., Sutherland, W., Norberg, P., Cole, S., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T. et al. 2001, *MNRAS*, 328, 1039
- Collins, J. A. & Rand, R. J. 2001, *ApJ*, 551, 57
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Di Matteo, P., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L. et al. 2017a, *A&A*, 607, A70
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017b, *MNRAS*, 467, 3898
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Sánchez, S. F., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017c, *ArXiv e-prints*
- de Amorim, A. L. 2015, PhD thesis, Curso de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina
- de Amorim, A. L., García-Benito, R., Cid Fernandes, R., Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R., Pérez, E. et al. 2017, *MNRAS*, 471, 3727
- Dettmar, R.-J. 1990, *A&A*, 232, L15
- Doe, S., Nguyen, D., Stawarz, C., Refsdal, B., Siemiginowska, A., Burke, D., Evans, I., Evans, J. et al. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 376, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, ed. R. A. Shaw, F. Hill, & D. J. Bell, 543
- Flores-Fajardo, N., Morisset, C., Stasi ska, G., & Binette, L. 2011, *MNRAS*, 415, 2182

- Freeman, P., Doe, S., & Siemiginowska, A. 2001, in Proc. SPIE, Vol. 4477, Astronomical Data Analysis, ed. J.-L. Starck & F. D. Murtagh, 76–87
- García-Benito, R., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., Cortijo-Ferrero, C., López Fernández, R., de Amorim, A. L., Lacerda, E. A. D. et al. 2017, ArXiv e-prints
- García-Benito, R., Zibetti, S., Sánchez, S. F., Husemann, B., de Amorim, A. L., Castillo-Morales, A., Cid Fernandes, R., Ellis, S. C. et al. 2015, A&A, 576, A135
- Garnett, D. R. & Shields, G. A. 1987, ApJ, 317, 82
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, A&AS, 141, 371
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Kehrig, C., Vílchez, J. M., Lehnert, M. D., Sánchez, S. F., Ziegler, B., Breda, I. et al. 2016a, A&A, 588, A68
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., Kehrig, C., Iglesias-Páramo, J., Breda, I., Lehnert, M. D., Sánchez, S. F. et al. 2016b, A&A, 586, A22
- González Delgado, R. M., Cerviño, M., Martins, L. P., Leitherer, C., & Hauschildt, P. H. 2005, MNRAS, 357, 945
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2014a, ApJ, 791, L16
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., García-Benito, R., López Fernández, R., Lacerda, E. A. D., Cortijo-Ferrero, C., de Amorim, A. L. et al. 2016, A&A, 590, A44
- González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2015, A&A, 581, A103
- González Delgado, R. M. & Pérez, E. 2000, MNRAS, 317, 64
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Cortijo-Ferrero, C. et al. 2014b, A&A, 562, A47
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., López Fernández, R., Vale Asari, N., Cortijo-Ferrero, C., de Amorim, A. L. et al. 2017, A&A, 607, A128
- Green, A. W., Croom, S. M., Scott, N., Cortese, L., Medling, A. M., D'Eugenio, F., Bryant, J. J., Bland-Hawthorn, J. et al. 2017, ArXiv e-prints

- Haffner, L. M., Dettmar, R.-J., Beckman, J. E., Wood, K., Slavin, J. D., Giammanco, C., Madsen, G. J., Zurita, A. et al. 2009, *Reviews of Modern Physics*, 81, 969
- 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
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., Charlot, S., Tremonti, C., Peng, E. W., Seibert, M., Brinkmann, J. et al. 2003, *MNRAS*, 341, 54
- Kehrig, C., Monreal-Ibero, A., Papaderos, P., Vílchez, J. M., Gomes, J. M., Masegosa, J., Sánchez, S. F., Lehnert, M. D. et al. 2012, *A&A*, 540, A11
- Kennicutt, Jr., R. C. & Garnett, D. R. 1996, *ApJ*, 456, 504
- Lacerda, E. A. D., Cid Fernandes, R., Couto, G. S., Stasińska, G., García-Benito, R., Vale Asari, N., Pérez, E., González Delgado, R. M. et al. 2018, *MNRAS*, 474, 3727
- López Fernández, R., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Vale Asari, N., Pérez, E., García-Benito, R., de Amorim, A. L., Lacerda, E. A. D. et al. 2016, *MNRAS*, 458, 184
- Luridiana, V. & Peimbert, M. 2001, *ApJ*, 553, 633
- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., Morrissey, P., Friedman, P. G., Barlow, T. A., Conrow, T., Grange, R. et al. 2005, *ApJ*, 619, L1
- Mateus, A., Sodré, L., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2006, *MNRAS*, 370, 721
- McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, *ApJS*, 57, 1
- 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
- Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García-Benito, R., Sánchez, S. F., Husemann, B., Mast, D., Rodón, J. R. et al. 2013, *ApJ*, 764, L1
- Reynolds, R. J. 1971, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF WISCONSIN - MADISON.

- Reynolds, R. J., Sterling, N. C., Haffner, L. M., & Tufte, S. L. 2001, *ApJ*, 548, L221
- Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., Sánchez, S. F., Díaz, A. I., Pasquali, A., Johnson, B. D., & Hao, C. N. 2010, *MNRAS*, 405, 735
- Rousseau-Nepton, L., Robert, C., Drissen, L., Martin, R. P., & Martin, T. 2017, *ArXiv e-prints*
- Sánchez, S. F., Galbany, L., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez-Menguiano, L., Marino, R. et al. 2015, *A&A*, 573, A105
- Sánchez, S. F., García-Benito, R., Zibetti, S., Walcher, C. J., Husemann, B., Mendoza, M. A., Galbany, L., Falcón-Barroso, J. et al. 2016, *A&A*, 594, A36
- Sarzi, M., Shields, J. C., Schawinski, K., Jeong, H., Shapiro, K., Bacon, R., Bureau, M., Cappellari, M. et al. 2010, *MNRAS*, 402, 2187
- Singh, R., van de Ven, G., Jahnke, K., Lyubenova, M., Falcón-Barroso, J., Alves, J., Cid Fernandes, R., Galbany, L. et al. 2013, *A&A*, 558, A43
- Slavin, J. D., Shull, J. M., & Begelman, M. C. 1993, *ApJ*, 407, 83
- Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., & Asari, N. V. 2006, *MNRAS*, 371, 972
- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., Schoenell, W., Sodré, Jr., L. et al. 2008, *MNRAS*, 391, L29
- 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
- Vale Asari, N., Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., & Schoenell, W. 2009, *MNRAS*, 396, L71
- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., Cenarro, A. J., Beasley, M. A., Cardiel, N., Gorgas, J., & Peletier, R. F. 2010, *MNRAS*, 404, 1639
- Vogt, F. P. A., Pérez, E., Dopita, M. A., Verdes-Montenegro, L., & Borthakur, S. 2017, *A&A*, 601, A61
- Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraité, S., Husemann, B., Iglesias-Páramo, J., Backsmann, N., Barrera Ballesteros, J., Catalán-Torrecilla, C. et al. 2014, *A&A*, 569, A1

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