

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	8
1.3.3	Como separar regiões DIG e SF	8
1.4	Este trabalho	9
2	Amostra de galáxias	11
2.1	CALIFA DR2 e DR3	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
	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 popula- ções 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

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 (SDSS², 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 porestrelas 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

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.

maior o intervalo de comprimento de onda e melhores as resoluções espacial e espectral teremos uma melhor 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 os tipos de Hubble¹², que resultou no artigo já publicado e anexado no Apêndice ?? (Lacerda et al. 2018). 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/Sitelle/>

¹²Edwin 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*), tudo descrito 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_\star (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_\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

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

estrelas por um periodo mais longo de tempo (González Delgado et al. 2017).

- (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 de populações estelares podemos ir além. Através dos espectros residuais podemos estudar as linhas de emissão que nos servem de fonte para estimar propriedades do gás, como veremos na próxima seção.

1.2.2 Linhas de emissão

Espectros observados carregam uma mistura de luz provenientes de 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

¹⁵Galaxy Evolution Explorer survey

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

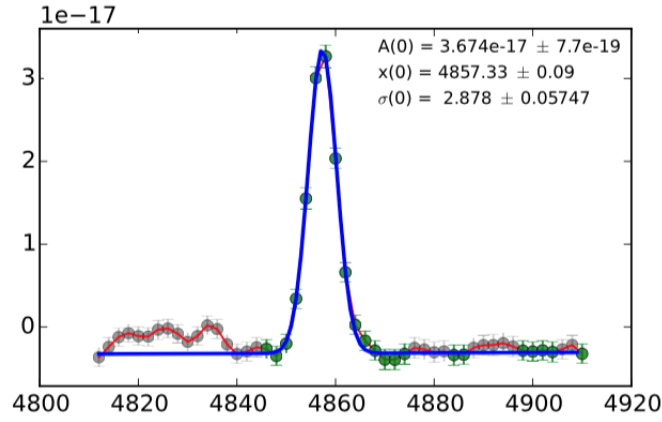


Figura 1.1: Espectro na região da linha de em emissão para a zona central da galáxia UGC00148 (objeto CALIFA 12) juntamente com o melhor ajuste utilizando uma gaussiana. Em destaque a amplitude (A), o comprimento de onda central (x) e o desvio padrão neste ajuste (σ).

erros envolvidos neste processo. Um exemplo pode ser observado na Fig. 1.1. Nela vemos a linha de na zona central do objeto UGC00148 e o ajuste feito pelo programa.

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.

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

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 $[N II]/H\alpha$, $[S II]/H\alpha$, and $[O III]/H\beta$ crescem com a altura em relação ao plano galáctico, fazendo com que seja necessário a inclusão de fontes adicionais (ou alternativas) de ionização. [Hoopes & Walterbos \(2003\)](#) estudaram essas razões de linhas em regiões de DIG em algumas galáxias e chegam a conclusão que nem ionização por estrelas quentes e massivas e nem fótons que escaparam de regiões H II podem explicar por si a ionização do DIG.

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

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. ??, 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. ??.

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 DR2 e DR3

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. Durante esse trabalho notamos que os resíduos reduziram sensivelmente desde a última versão. 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.



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

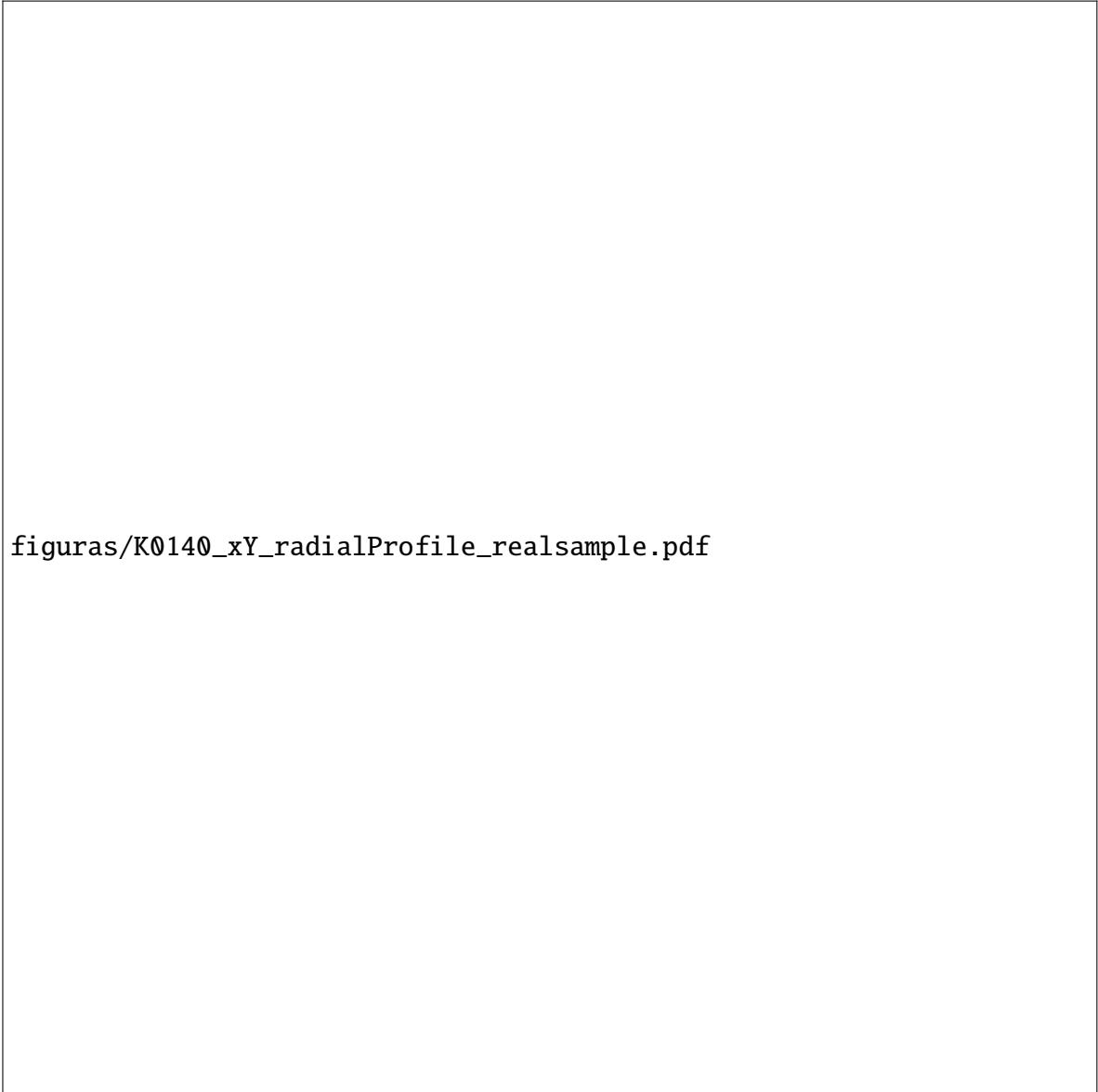


Figura 2.3: Imagem do *SDSS* da galáxia NGC1667 (CALIFA 140). Em cada fileira aparece o mapa e o perfil radial da fração de luz proveniente das populações jovens (x_Y - *primeira fileira*), do coeficiente de extinção resultante da síntese de populações estelares (τ_V^* - *segunda fileira*) e do coeficiente 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).

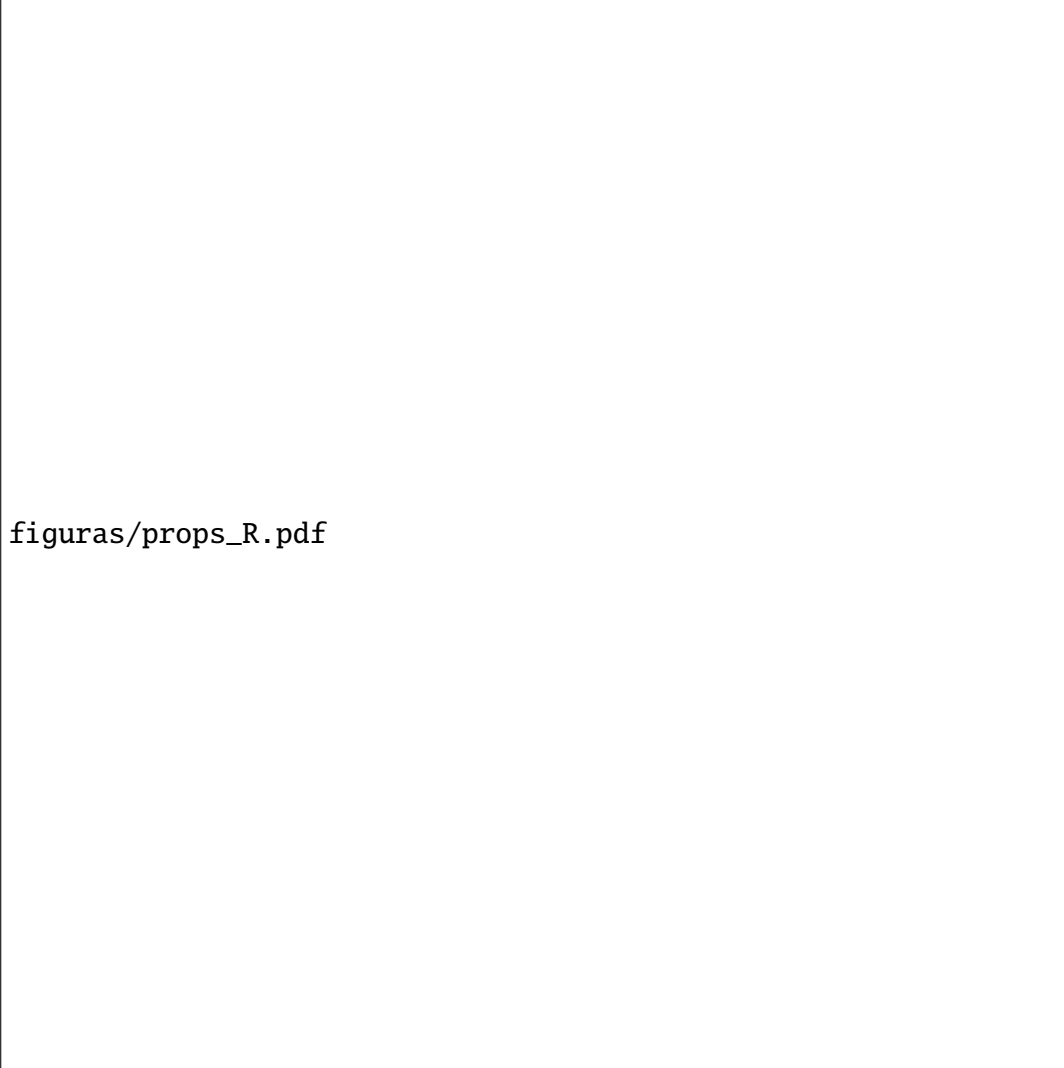


Figura 2.4: Perfis radiais médios (entre 0.7 e 3 HLR) das principais propriedades físicas abordadas neste trabalho. Densidade superficial da taxa de formação estelar detectada por e pela síntese (*painéis a e b*), idade média das populações estelares (*painel c*), metalicidade nebular (*painel d*), fração 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.

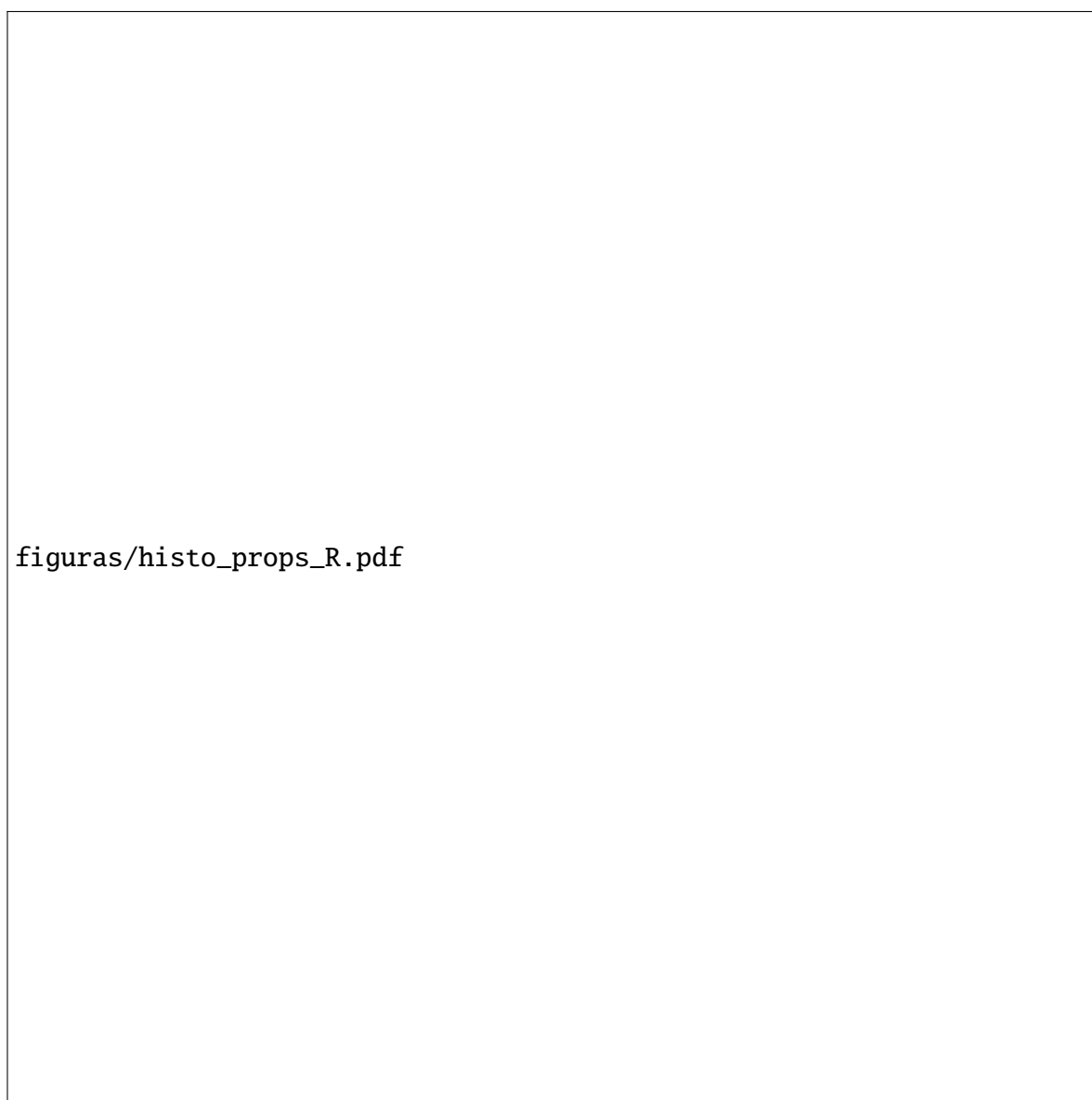


Figura 2.5: Histogramas normalizados de todas as propriedades físicas da Fig. 2.4. Os valores no canto superior direito marcam a média, mediana, desvio padrão, máximo e mínimo das distribuições.

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
- Belfiore, F., Maiolino, R., Maraston, C., Emsellem, E., Bershad, 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
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Tremonti, C., Kauffmann, G., Heckman, T., & Brinkmann, J. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., Stasińska, G., Mateus, A., Torres-Papaqui, J. P., & Schoenell, W. 2007, *MNRAS*, 375, L16
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2014, *A&A*, 561, A130
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, 358, 363
- Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., González Delgado, R. M., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2013, *A&A*, 557, A86
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Mateus, A., & Vale Asari, N. 2011, *MNRAS*, 413, 1687
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schlickmann, M. S., Mateus, A., Vale Asari, N., Schoenell, W., & Sodré, L. 2010, *MNRAS*, 403, 1036

- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., Sutherland, W., Norberg, P., Cole, S., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T. et al. 2001, MNRAS, 328, 1039
- Collins, J. A. & Rand, R. J. 2001, ApJ, 551, 57
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Di Matteo, P., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L. et al. 2017a, A&A, 607, A70
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017b, MNRAS, 467, 3898
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Sánchez, S. F., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017c, ArXiv e-prints
- de Amorim, A. L. 2015, PhD thesis, Curso de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina
- de Amorim, A. L., García-Benito, R., Cid Fernandes, R., Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R., Pérez, E. et al. 2017, MNRAS, 471, 3727
- Dettmar, R.-J. 1990, A&A, 232, L15
- Doe, S., Nguyen, D., Stawarz, C., Refsdal, B., Siemiginowska, A., Burke, D., Evans, I., Evans, J. et al. 2007, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 376, Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI, ed. R. A. Shaw, F. Hill, & D. J. Bell, 543
- 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
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., Kehrig, C., Iglesias-Páramo, J., Breda, I., Lehnert, M. D., Sánchez, S. F. et al. 2016, A&A, 586, A22

- 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., 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
- 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
- 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

- 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
- 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
- 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