

# Sumário

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>1</b>
1.1	O todo e as partes . . . . .	2
1.2	O GAS-UFSC e o IAA-CSIC . . . . .	3
1.2.1	<i>STARLIGHT + CALIFA</i> . . . . .	4
1.3	Gás ionizado difuso (DIG) . . . . .	6
1.3.1	Primeiras detecções . . . . .	7
1.3.2	Fonte de ionização do DIG . . . . .	7
1.3.3	Como separar regiões DIG e SF . . . . .	8
1.4	Este trabalho . . . . .	9
<b>2</b>	<b>Amostra e detalhes técnicos</b>	<b>11</b>
2.1	Participação no segundo <i>data-release</i> do CALIFA . . . . .	11
2.2	Definição da amostra deste trabalho . . . . .	14
<b>3</b>	<b>Classificação</b>	<b>19</b>
3.1	O papel de $W_{H\alpha}$ na classificação das regiões: hDIG, mDIG e SFc . . . . .	19
3.2	A distribuição observada de $W_{H\alpha}$ e a componente hDIG . . . . .	20
3.2.1	Identificação das componentes hDIG, mDIG e SFc . . . . .	25
<b>4</b>	<b>Discussão</b>	<b>27</b>

4.1	A relevância das componentes hDIG, mDIG e SFc . . . . .	27
4.2	Emissão extraplanar em sistemas <i>edge-on</i> . . . . .	29
4.3	Comparações com esquemas de separação SF/DIG baseados em $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ . . . . .	31
4.4	O DIG pode ser identificado por razões de linha sensíveis à densidade do meio? . . . . .	35
4.5	$W_{\text{H}\alpha}$ e o diagrama BPT . . . . .	37
4.6	O mDIG como uma mistura de SF+hDIG . . . . .	39
4.7	AGN e outras fontes de linhas de emissão . . . . .	40
<b>5</b>	<b>Conclusões e perspectivas</b> . . . . .	<b>43</b>
5.1	... acerca do estudo sobre o DIG em galáxias do CALIFA . . . . .	43
5.2	O futuro próximo do IFS . . . . .	43
<b>A</b>	<b>Organizando os ajustes nebulares</b> . . . . .	<b>45</b>
A.1	EmLinesDataCube . . . . .	45
A.1.1	Ensaio . . . . .	45
A.2	Propriedades calculadas no EmLinesDataCube . . . . .	49
A.2.1	Extinção estimada através do decremento de Balmer . . . . .	49
A.2.2	Metalicidade Nebular . . . . .	50
A.2.3	Cálculo da taxa de formação estelar . . . . .	52
A.2.4	Exemplo de utilização . . . . .	55
<b>B</b>	<b>Comparações entre propriedades estelares e propriedades nebulares</b> . . . . .	<b>59</b>
B.1	Comparação entre as taxas de formação estelar . . . . .	59
B.2	Comparação entre os coeficientes de extinção . . . . .	61
B.3	Comparação entre as metalicidades . . . . .	65
B.3.1	Metais em galáxias - $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ e $\log(O/H)$ . . . . .	65

B.3.2 Artigo - Insights on the Stellar Mass-Metallicity Relation from the CALIFA Survey. . . . .	65
B.3.3 Artigo - The CALIFA Survey across the Hubble sequence. Spatially resolved stellar population properties in galaxies. . . . .	69
<b>C Artigos publicados</b>	<b>71</b>
C.1 Diffuse ionized gas in galaxies across the Hubble sequence at the CALIFA resolution . . . . .	71
C.2 CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. III. Second public data release . . . . .	87
<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>I</b>



# Listas de Figuras

2.1	DR2: Espectros médios: observado, sintético e residual	12
2.2	DR2: Distribuição dos resíduos reduzidos	13
2.3	DR2: Espectros residuais nucleares	14
2.4	Exemplo de ajuste de linha de emissão	15
2.5	Imagen <i>SDSS</i> e mapas de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ e $W_{\text{H}\alpha}$	17
3.1	Histogramas de $W_{\text{H}\alpha}$	21
3.2	$\log \xi \times \log \text{H}\alpha$	23
4.1	Fração cumulativa do fluxo de $\text{H}\alpha$ com o crescimento de $W_{\text{H}\alpha}$ para diferentes classes morfológicas	28
4.2	Imagen <i>SDSS</i> e mapas de $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ e $W_{\text{H}\alpha}$ : sistemas <i>edge-on</i>	30
4.3	Perfis radiais de $W_{\text{H}\alpha}$ e $\Sigma_{\text{H}\alpha}$	32
4.4	$\log \Sigma_{\text{H}\alpha} \times \log W_{\text{H}\alpha}$	34
4.5	$\log [\text{S II}] \times \log W_{\text{H}\alpha}$	36
4.6	Diagramas BPT	38
4.7	Diagrama BPT – mDIG	40
5.1	MUSE: Mapa de $W_{\text{H}\alpha}$ da galáxia NGC 6754	44

---

A.1	Histogramas: densidade superficial de massa, idade média, fração de populações jovens e relação axial. . . . .	48
A.2	Calibração da abundância de oxigênio no gás . . . . .	51
A.3	Evolução temporal do número e da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada. . . . .	53
A.4	Exemplo de programa utilizando o EmLinesDataCube . . . . .	56
A.5	Diagrama BPT da galáxia NGC2916 . . . . .	57
B.1	Comparação entre $\Sigma_{\text{SFR}}^*$ e $\Sigma_{\text{SFR}}^{\text{neb}}$ em <i>bins</i> radiais para diversas idades . . . . .	60
B.2	Comparação entre as SFR . . . . .	61
B.3	Comparação entre os coeficientes de extinção . . . . .	63
B.4	Comparação entre os coeficientes de extinção da amostra selecionada . . . . .	64
B.5	$\langle \log Z_\star \rangle_M$ vs. $\log (O/H)$ - perfis radiais . . . . .	66
B.6	Relação $\mu\text{ZR}$ e comparação entre as metalicidades . . . . .	68

# Capítulo 1

## Introdução

A forma empírica usual de estudarmos galáxias é através da luz emitida pelos seus constituintes. Mais precisamente, das imagens e da distribuição espectral de energia (*Spectral energy distribution; SED*<sup>1</sup>) que chegam até nossos telescópios, em terra ou no espaço. Diferentes componentes e eventos os modificam produzindo assinaturas características, nos possibilitando a busca de padrões e a criação de modelos que se propõem a explicar sua constituição, formação e dinâmica. Atualmente, existem diversos projetos astronômicos de levantamento de informações ou mapeamento de regiões do céu, chamados de *surveys*, formando uma rede de gigantescos bancos de dados de imagens, espectros e metainformação. Com diferentes faixas espetrais (desde raios- $\gamma$  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.

---

<sup>1</sup>Quantidade 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*<sup>2</sup>, York et al. 2000; *2dFGRS*<sup>3</sup>, 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 nebular<sup>4</sup> por exemplo. Nesse caso, devemos levar em conta apenas os fôtons gerados nas regiões de formação estelar (*star-forming*; SF), isolando-os daqueles que vêm de outros regimes nebulares, como o gás difuso ionizado (*diffuse ionized gas*; DIG), fotoionização pelo núcleo ativo ou estrelas velhas. Dessa forma, para um estudo mais preciso das propriedades derivadas dos espectros integrados e, por consequência, do viés causado por construção dos espectros, um melhor entendimento desses efeitos se faz necessário.

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

---

<sup>2</sup>Sloan Digital Sky Survey.

<sup>3</sup>2dF Galaxy Redshift Survey.

<sup>4</sup>Quantidade 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 (CALIFA<sup>5</sup> DR3<sup>6</sup>, Sánchez et al. 2016; PINGS<sup>7</sup>, Rosales-Ortega et al. 2010), outros ainda estão em fase de observação e com alguns dados já disponíveis (MaNGA<sup>8</sup> SDSS-IV DR13, Albareti et al. 2017; SAMI<sup>9</sup> DR1, Green et al. 2017). Com o desenvolvimento de novos equipamentos como o MUSE<sup>10</sup> e o SITELLE<sup>11</sup> poderemos estudar galáxias e suas interações com ainda mais detalhes.

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

## 1.2 O GAS-UFSC e o IAA-CSIC

Nos últimos anos nosso grupo de Astrofísica (GAS-UFSC) aqui na Universidade Federal de Santa Catarina vem trabalhando com dados de diversos *surveys*. Nossa grupo foi pioneiro no estudo das propriedades físicas das populações estelares de aproximadamente um milhão de galáxias do SDSS através do projeto SEAGal/STARLIGHT<sup>13</sup> 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).

<sup>5</sup>Calar Alto Legacy Integral Field Area survey.

<sup>6</sup>Data-release 3.

<sup>7</sup>PPAK IFS Nearby Galaxies survey.

<sup>8</sup>Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory.

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

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

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

<sup>12</sup>Tipos 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*).

<sup>13</sup><http://starlight.ufsc.br>

Temos uma parceria de estudo de populações estelares com pesquisadores do Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA), na cidade de Granada, Comunidade autônoma de Andalucía, ao sul da Espanha. Esse instituto pertence ao *Consejo Superior de Investigaciones Científicas* (CSIC), o maior órgão público (estatal) de pesquisas científicas na Espanha, e o terceiro maior da Europa. Conta com pesquisadores participantes do CALIFA survey, funcionando como centro físico do projeto. Lá passei um ano (2014–2015) fazendo parte de meu doutorado. Trabalhei junto a diversos pesquisadores, sob co-orientação da pesquisadora Rosa M. González Delgado, uma das principais líderes desse projeto e também, na época, atuante como Pesquisadora Visitante Especial (PVE-CsF) aqui na UFSC. Durante os últimos cinco anos nosso grupo de populações estelares no CALIFA publicou diversos artigos e quatro teses de doutorado. Paralelamente participamos de diversos congressos e conferências [EDU: !○j○! Há necessidade de listar aquelas que participei? Se sim, existe algum lugar específico na tese?] publicando nossos resultados. Detalhes técnicos e comparações entre surveys IFS podem ser encontrados em [de Amorim \(2015\)](#).

### 1.2.1 STARLIGHT + CALIFA

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

- (i) Através da história de formação estelar (*star-formation history*; SFH) espacialmente resolvida, em [Pérez et al. \(2013a\)](#) pudemos, pela primeira vez, traçar a história do crescimento da massa estelar de  $\sim 100$  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,  $\Sigma_*$ , 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  $\Sigma_*$  ([González Del-](#)

- gado et al. 2014a); (c) a densidade superficial da taxa de formação estelar,  $\Sigma_{\text{SFR}}$ , que funciona como um sensor de intensidade de formação estelar, e  $\Sigma_{\star}$  (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 HLR<sup>14</sup> González Delgado et al. (2014b).
- (iii) Estudando os perfis radiais de diversas propriedades físicas como a extinção estelar,  $A_V$ ,  $\Sigma_{\star}$ ,  $\langle \log t \rangle_L$ ,  $\langle \log Z \rangle_M$  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  $\Sigma_{\text{SFR}}$  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  $\Sigma_{\text{SFR}}$ . 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 ( $\Sigma_{\text{SFR}}$ ) e a sSFR. Nós encontramos que galáxias se formam muito rápido independentemente de sua massa estelar, resultando em um pico de formação estelar em alto *redshift* ( $z \sim 2$ ), e que a formação estelar subsequente é guiada por  $M_{\star}$  e pela morfologia, com os tipos espirais mais tardios formando estrelas por um período mais longo de tempo (González Delgado et al. 2017).
  - (vi) Estudos de objetos em interação (*mergers*) e suas comparações com galáxias espirais

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

‘não-interagentes’ nos revelam o papel que a interação tem sobre as história de formação estelar, qual sua extensão de atividade e também uma estimativa da época do início da interação (Cortijo-Ferrero et al. 2017a,b,c).

- (vii) Atualização do STARLIGHT que nos possibilitou a análise das populações estelares de uma forma mais precisa unindo dados fotométricos no ultra-violeta (UV) do GALEX<sup>15</sup> (Martin et al. 2005) com os espectros ópticos do CALIFA (López Fernández et al. 2016). Dessa forma, há uma significante diminuição nas incertezas nas propriedades estelares. Também obtemos uma melhora na resolução das populações mais jovens, pois elas contribuem majoritariamente no UV.
- (viii) Publicação de um banco de dados<sup>16</sup> com todos os resultados da síntese de populações estelares utilizando o STARLIGHT para 445 galáxias do DR3 do CALIFA (de Amorim et al. 2017).

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

Todos esses resultados provém da análise das populações estelares, porém através dos espectros residuais podemos estudar as linhas de emissão que nos servem de fonte para estimar propriedades do gás (Asari et al. 2007), como veremos na próxima seção.

## 1.3 Gás ionizado difuso (DIG)

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

---

<sup>15</sup>Galaxy Evolution Explorer survey.

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

### 1.3.1 Primeiras detecções

O DIG foi detectado pela primeira vez no disco Galáctico através de linhas de emissão fracas fora de regiões H II<sup>17</sup> clássicas (Reynolds 1971). Observações de galáxias espirais *edge-on* através de imageamento em H $\alpha$  (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 SINGS<sup>18</sup>, chegaram à conclusão que emissão difusa em H $\alpha$  está presente em galáxias de todos os tipos de Hubble e representa  $\sim 60\%$  da emissão total em H $\alpha$ , 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 $\alpha$ , [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 à conclusão que nem ionização por estrelas quentes e massivas e nem fótons que escaparam de regiões H II podem explicar por si a ionização do DIG.

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

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

<sup>17</sup>Regiões 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.

<sup>18</sup>*Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey*.

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

### 1.3.3 Como separar regiões DIG e SF

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

A fim de solucionar esse problema levamos em conta o papel do contínuo espectral utilizando a largura equivalente de H $\alpha$ ,  $W_{\text{H}\alpha}$ , em nosso sistema de classificação. Como mostramos no artigo [Lacerda et al. \(2018, Apêndice C.1\)](#), linha principal desta tese,  $W_{\text{H}\alpha}$  consegue com sucesso diferenciar qualitativamente regimes SF e DIG. Segundo a linha traçada por [Binette et al. \(1994\)](#), [Stasińska et al. \(2008\)](#) e [Cid Fernandes et al. \(2011\)](#) na identificação de HOLMES como fonte de ionização de galáxias elípticas e de [Flores-Fajardo et al. \(2011\)](#) identificando esses como a provável fonte de ionização do DIG extraplanar, somos capazes de identificar elegantemente o gás presente no DIG que é ionizado por HOLMES, o hDIG. As regiões remanescentes (nem ionizadas apenas por HOLMES nem por SF) são provavelmente uma mistura de processos, e serão classificadas como DIG misto, o mDIG (*mixed DIG*).

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

---

<sup>19</sup>Complexos de formação estelar.

## 1.4 Este trabalho

Essa tese tem como cerne o artigo sobre o DIG nas regiões de galáxias de todos os tipos de Hubble presentes no CALIFA ([Lacerda et al. 2018](#), Apêndice C.1), sobre o qual trabalhei nos dois últimos anos sob orientação do Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr [EDU: **!obj!** e **coorientação da Natalia?**]. Nele separamos regiões com o regime de ionização dominado por formação estelar (SF) daquelas com gás ionizado difuso (DIG).

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

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

[EDU: No capítulo 5 Por fim, demais artigos e trabalhos são apresentados no Cap. ??.]



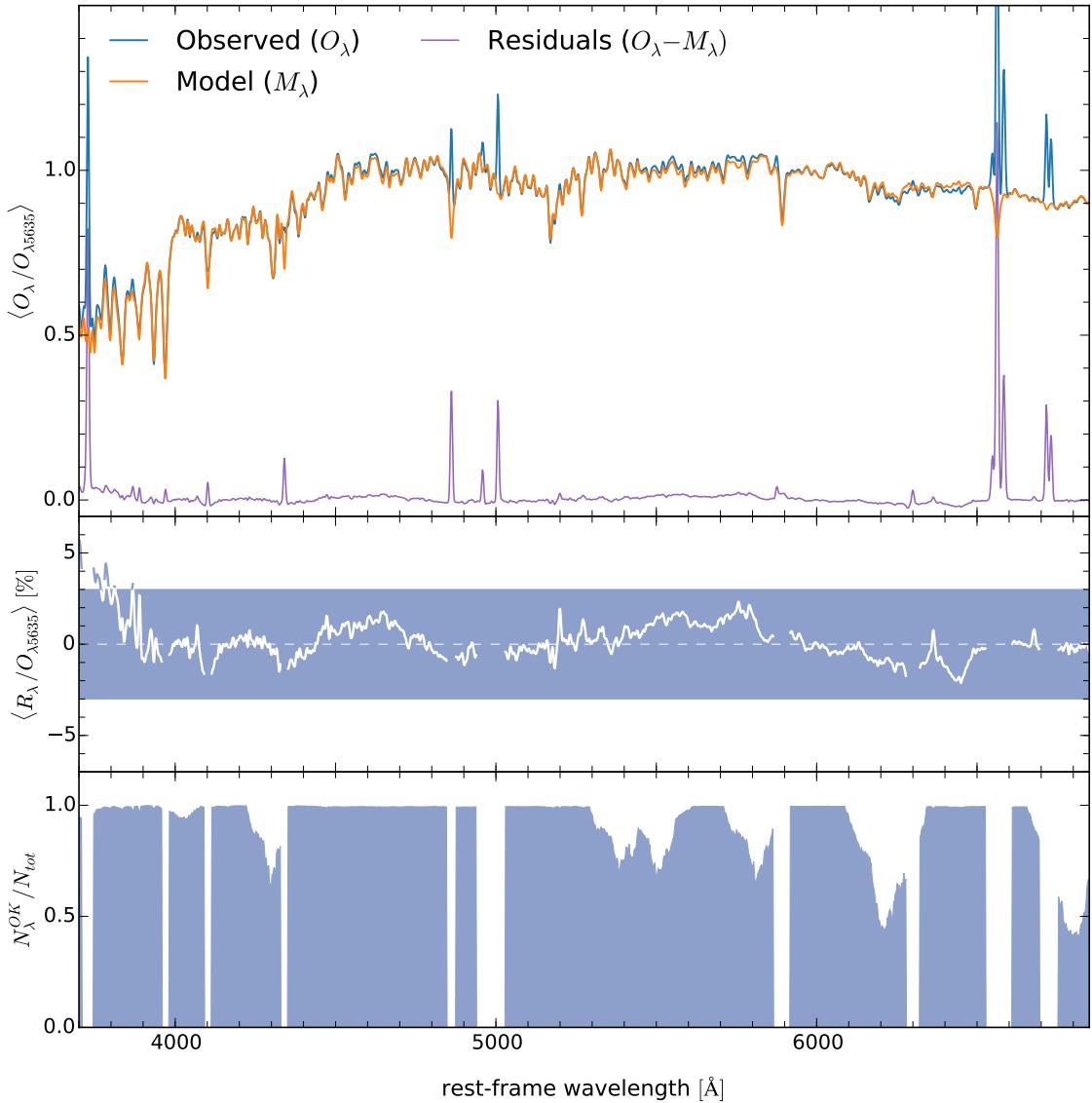
# Capítulo 2

## Amostra e detalhes técnicos

Houveram três lançamentos públicos de dados do CALIFA (DR1, [Husemann et al. 2013](#); DR2, [García-Benito et al. 2015](#), Apêndice ??; DR3, [Sánchez et al. 2016](#)). Este último, o *data-release* final do *survey*, descreve uma amostra de 667 galáxias ( $\sim 1,5$  milhões de espectros) com tipos morfológicos cobrindo toda a classificação de Hubble e redshifts variando entre 0.005 e 0.03 (distâncias de 20 a 130 Mpc). Neste capítulo apresento minha participação no artigo ([García-Benito et al. 2015](#), Apêndice C.2) o qual descreve o segundo *data-release* do CALIFA. Também descrevo a amostra de regiões de galáxias, todas presentes no DR3 do CALIFA, presentes no estudo do DIG. Permeio o texto com alguns detalhes técnicos, como a criação de um módulo em `PYTHON` que adicionou ao PyCASSO as medidas de linhas de emissão sob o mesmo formato e organização da síntese, permitindo estudos comparativos entre propriedades estelares e nebulares de maneira ágil e intuitiva.

### 2.1 Participação no segundo *data-release* do CALIFA

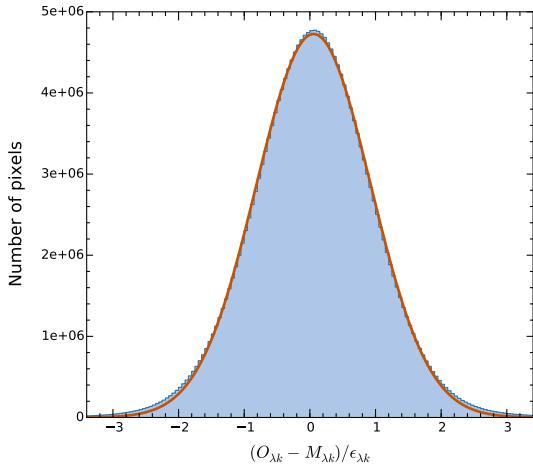
A confiança na qualidade dos dados observacionais é primordial para o desenvolvimento de qualquer estudo empírico. Sempre que um conjunto de dados tão grande passa por um processo complexo, como a síntese de populações estelares, a análise espectro por espectro se torna impossível, necessitando um arcabouço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



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

[et al. 2015](#)). Para o último, a análise publicada foi feita através de outro grupo dentro do projeto CALIFA, contudo, seguindo a linha dos dois primeiros, a repeti utilizando os resultados do STARLIGHT como controle de qualidade dos nossos ajustes espectrais. Comparações com os resultados das amostras anteriores mostram uma importante e gradativa melhora nos espectros residuais.

O espectro observado médio de 170 670 zonas presentes no DR2 aparece no primeiro painel da Figura 2.1. Antes, cada espectro de cada zona é normalizado pelo fluxo da janela de 90 Å ao redor de 5635 Å. Na mesma figura temos os espectros sintético médio (linha laranja)

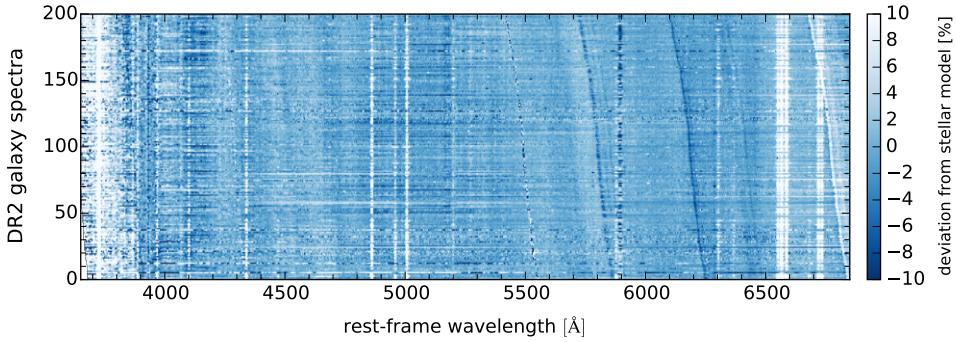


**Figura 2.2:** Distribuição do resíduo reduzido,  $(O_{\lambda,k} - M_{\lambda,k})/\epsilon_{\lambda,k}$ , para todos os comprimentos de onda  $\lambda$  e todos os espectros  $k$  de todas as galáxias presentes no DR2 (209 151 086 pontos no total). A linha laranja mostra o melhor ajuste Gaussiano para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

e residual médio (linha roxa). No painel central vemos um *zoom* do espectro residual e, em destaque pintado de azul, o intervalo entre  $\pm 3\%$ . Nele as linhas de emissão e píxeis defeituosos mascarados durante o processo da síntese estão removidos. Finalmente, no último painel, a fração de píxeis não mascarados para cada  $\lambda$ . Essa figura deve ser comparada com a Figura 13 do artigo [Cid Fernandes et al. \(2014\)](#), mostrando que a nova versão do pacote de redução dos dados leva a menores resíduos, principalmente na parte azul do espectro ( $\lambda < 5000 \text{ \AA}$ ).

A Figura 2.2 põe à prova a qualidade dos ajustes espetrais e também dos erros formais estimados para cada comprimento de onda. Supondo que um espectro residual seja inteiramente formado por ruído, ou seja, modelos estelares e ajustes tão bons quanto se possam ter, sua distribuição deveria ser gaussiana e centrada em zero. Além disso, quando temos um erro formal no fluxo perfeitamente estimado, a distribuição do espectro residual normalizado pelo erro formal no fluxo deveria ser formada basicamente de ruído, por isso, centrada em zero e com  $\sigma \sim 1$ . Nessa figura vemos o histograma do resíduo reduzido, ou seja, a diferença entre o fluxo observado ( $O_{\lambda,k}$ ) e o modelado ( $M_{\lambda,k}$ ), obtido através da síntese com o STARLIGHT, dividida pelo erro associado ( $\epsilon_{\lambda,k}$ ). Os índices  $\lambda$  e  $k$  representam um certo comprimento de onda de um certo espectro respectivamente. Dessa análise são excluídos intervalos em  $\lambda$  que representam linhas de emissão e dados espúrios. A distribuição é muito bem descrita por uma gaussiana com centro 0.03 e  $\sigma = 0.87$ , ambos muito próximos dos valores óptimos.

A Figura 2.3 é formada pelos espectros nucleares ajustado para o referencial de laboratórios das 200 galáxias presentes no DR2 e ordenados por *redshift*. As cores codificam o



**Figura 2.3:** NOMNOMNONMNONMNONM. Retirado de García-Benito et al. (2015).

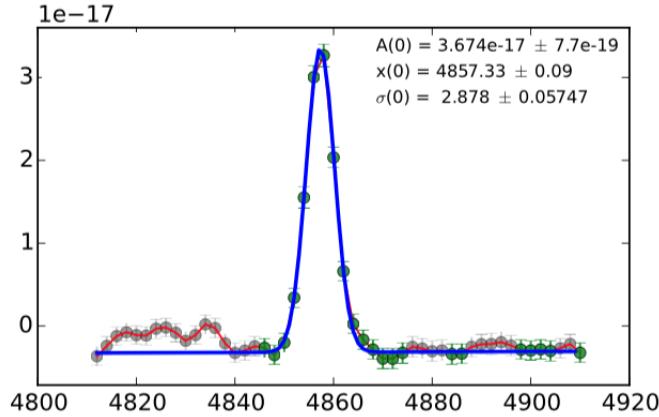
desvio relativo entre o fluxo observado e o modelado  $(O_\lambda - M_\lambda)/O_\lambda$ , sem nenhuma máscara espectral. As linhas verticais mostram os desvios sistemáticos dos modelos do STARLIGHT, presentes no referencial de laboratório (e.g., modelos estelares imperfeitos, linhas de emissão). Já as linhas inclinadas mostram desajustes no referencial de observação (e.g., modelo imperfeito do céu). Esta análise nos ajudou a melhorar a máscara de remoção de linhas telúricas<sup>1</sup> e linhas de emissão dos espectros.

## 2.2 Definição da amostra deste trabalho

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

Essas galáxias se distribuem morfológicamente como segue: 57 elípticas, 47 S0–S0a, 62 Sa–Sab, 67 Sb, 70 Sbc e 88 Sc ou mais tardias. Essas classes morfológicas serão utilizadas neste trabalho para avaliar como as componentes de nossa classificação (hDIG, mDIG e SF) variam através da sequência de Hubble. Sistemas irregulares (morfologicamente distorcidos como aqueles estudados por Wild et al. 2014; Barrera-Ballesteros et al. 2015b,a; Cortijo-

<sup>1</sup>Linhas provenientes de fenômenos que ocorrem na Terra.



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

Ferrero et al. 2017a,b) foram removidos de nossa análise. Além da diversidade de tipos morfológicos, a amostra também abarca objetos com inclinações desde *edge-on* até *face-on*.

Como mencionado na Seção 1.2.1, todos os cubos de dados foram pré-processados através do PyCASSO, descrito em Cid Fernandes et al. (2013), Cid Fernandes et al. (2014) e de Amorim et al. (2017). De forma resumida, após dados espúrios e regiões de muito baixo sinal-ruído (*signal-to-noise*; SN) serem mascaradas, os spaxels são reamostrados em zonas de *Voronoi*. Nesse tipo de agrupamento espacial, espectros de regiões vizinhas são somados de forma que obtenhamos SN 20 em uma janela de 90 Å no contínuo ao redor de 5635 Å. Os espectros das zonas são processado pelo código STARLIGHT (Cid Fernandes et al. 2005) modelando um espectro  $M_\lambda$  para o contínuo estelar de cada zona. Esta amostra engloba 307 958 zonas ( $\sim 800$  por galáxia). O módulo/*pipeline* PyCASSO fez parte da vanguarda em estudos de populações estelares resolvidas espacialmente (Pérez et al. 2013b; González Delgado et al. 2014a, 2015, 2016, 2017). O artigo base desta tese se vale da intersecção entre o gás e as populações estelares que o permeiam.

As linhas em emissão geralmente estão ligadas a processos de ionização do gás. O processo de ajuste das linhas de emissão foi feito utilizando o SHERPA IFU line fitting software (SHIFU; García-Benito et al. em prep.), baseado no pacote CIAO's SHERPA (Freeman et al. 2001; Doe et al. 2007). Esse programa ajusta perfis gaussianos nas linhas de emissão presentes nos espectros residuais, além de estimar os erros envolvidos neste processo. Em um ajuste normal Gaussiano, os parâmetros geralmente são livres, todavia o ajuste leva em conta uma série de linhas de emissão que estão interligadas, regidas pela física de processos radiativos. Portanto,

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

Um exemplo pode ser observado na Fig. 2.4. Nela vemos a linha de H $\beta$  na zona central do objeto UGC00148 e o ajuste feito pelo programa. Essas medidas podem ser muito sensíveis no caso das linhas serem fracas, como é o caso de H $\beta$ . Nossa estudo usa basicamente o fluxo de H $\alpha$ , que é muito menos afetado por incertezas. De fato, a mediana de  $SN_{H\alpha}$  para todas as zonas é 16 e apenas em 5% dos casos  $SN_{H\alpha} < 1$ . No Apêndice A apresento o programa criado para organizar os resultados dos ajustes das linhas de emissão bem como alguns exemplos de utilização. Com essa classe em mãos, produzi estudos comparativos entre propriedades nebulares e estelares, expostos no Apêndice B

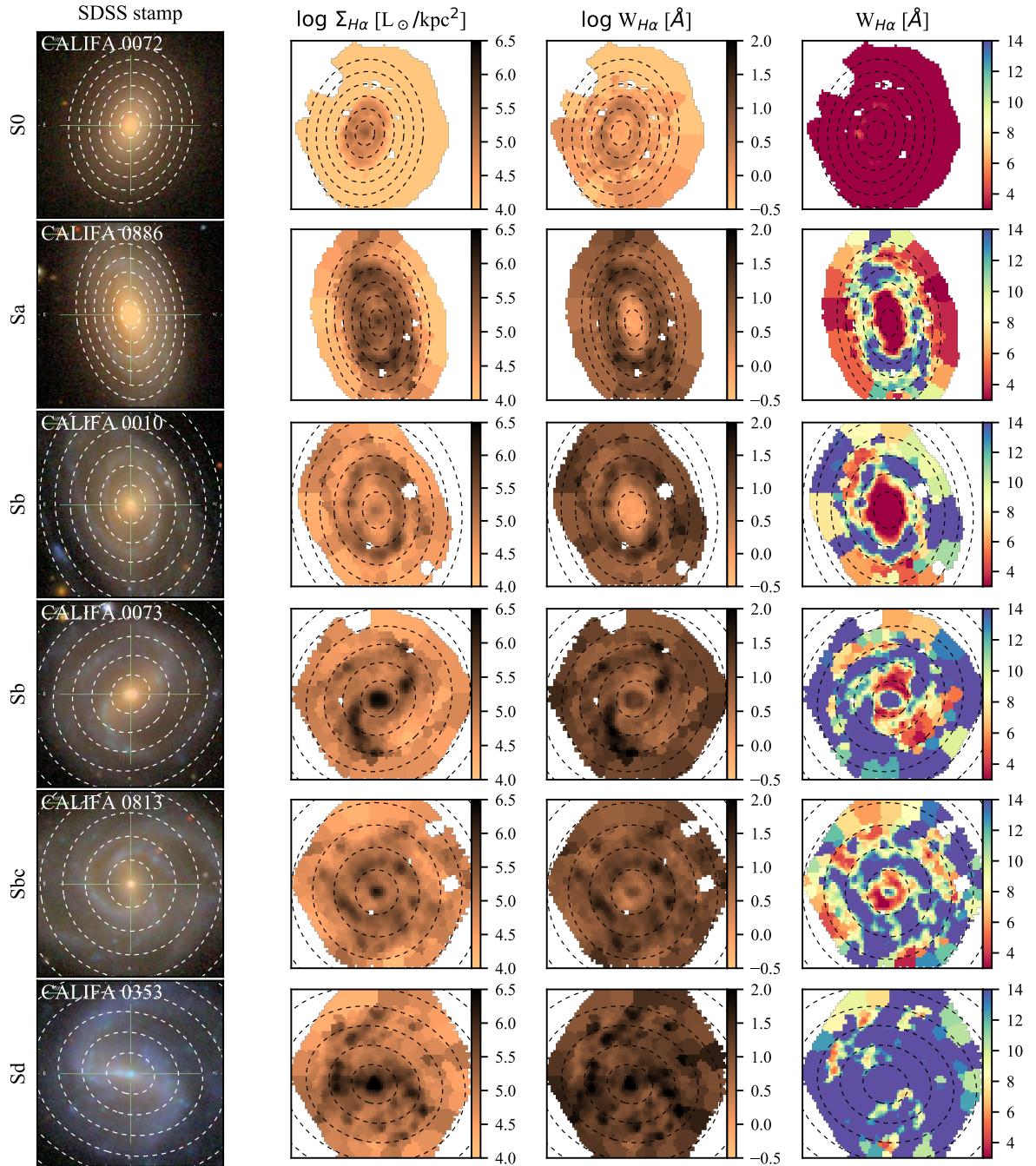
Uma seleção de galáxias de nossa amostra com imagem retirada do SDSS, assim como os mapas de  $\Sigma_{H\alpha}$  e  $W_{H\alpha}$  pode ser visto na Figura 2.5. Elipses tracejadas marcam até 3 HLR, em passos de 0.5 HLR. Como demonstrado em Pérez et al. (2013b), Sánchez et al. (2014) e González Delgado et al. (2016), o HLR é uma boa unidade para comparação entre galáxias de diferentes tamanhos. Para nossa amostra, o  $HLR = 3.9 \pm 1.7$  kpc (média  $\pm$  dispersão). Em galáxias espirais, podemos associar  $R > 1$  HLR com o disco e  $R < 0.5$  com o bojo. Para sistemas muito inclinados  $R$  perde o sentido, porém essa é uma limitação que não afeta nossos resultados.

Nos mapas presentes na Figura 2.5 podemos notar algumas regiões mais largas. Essas regiões correspondem às zonas de Voronoi, usadas para garantir a qualidade dos espectros para serem processados pelo STARLIGHT. Como podemos ver essas regiões são proeminentes nas partes externas, menos brilhantes, das galáxias. Porém, até 1 HLR, 97% dos spaxels possuem  $SN > 20$ , portanto nenhuma binagem espacial é feita. Das 309 958 zonas em nossa amostra, 274 534 (89%) são formadas de apenas 1 spaxel. As zonas restantes são formadas de 6 spaxels na mediana.

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

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

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



**Figura 2.5:** Imagens do SDSS e os mapas de  $\Sigma_{H\alpha}$  e  $W_{H\alpha}$  para algumas galáxias do CALIFA. Os mapas da coluna mais à direita mostram  $W_{H\alpha}$  com as cores saturadas em 3 e 14 Å, evidenciando a classificação proposta para hDIG, mDIG e SFc. Anéis elípticos tracejados demarcam distâncias radiais ao núcleo de  $R = 0.5, 1.0, 1.5, \dots$  em unidades do raio de meia luz (*half-light radius*; HLR). Píxels em branco são fontes externas, como estrelas de campo, ou outros artefatos.

discussões que resultaram nesta tese, contudo o texto dos Capítulos 3 e 4 estão escritos em primeira pessoa do plural. Explico: (i) este é um estudo no qual todos os autores trabalharam, em maior ou menor intensidade porém sempre com relevância; (ii) o texto que segue é uma tradução do artigo Lacerda et al. (2018, Apêndice C.1) entremeado com algumas informações e gráficos adicionais, o qual está escrito dessa forma; por tais razões essa será a linha dos dois próximos capítulos. ]

# Capítulo 3

## Classificação

Nosso objetivo neste trabalho é desenvolver uma maneira de caracterizar as regiões de galáxias pelo seu regime de ionização, ou seja, separar regiões SF e DIG, diferenciar componentes do DIG e ir além, servir de legado para futuros trabalhos que possam utilizar essa classificação no estudo do comportamento de diferentes propriedades estelares sob distintas componentes do ISM. Com isso poderemos, através de comparações com os espectros integrados, 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  $\Sigma_{H\alpha} > \Sigma_{H\alpha}^{\text{SF,min}} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$  são confiavelmente dominados por SF.

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

Imagine dois elementos de volume dominados por DIG, ambos com área superficial  $A$  emitindo um fluxo  $F_{H\alpha} = A \times \Sigma_{H\alpha}$  [EDU: !ojo! Há necessidade de uma figura aqui como

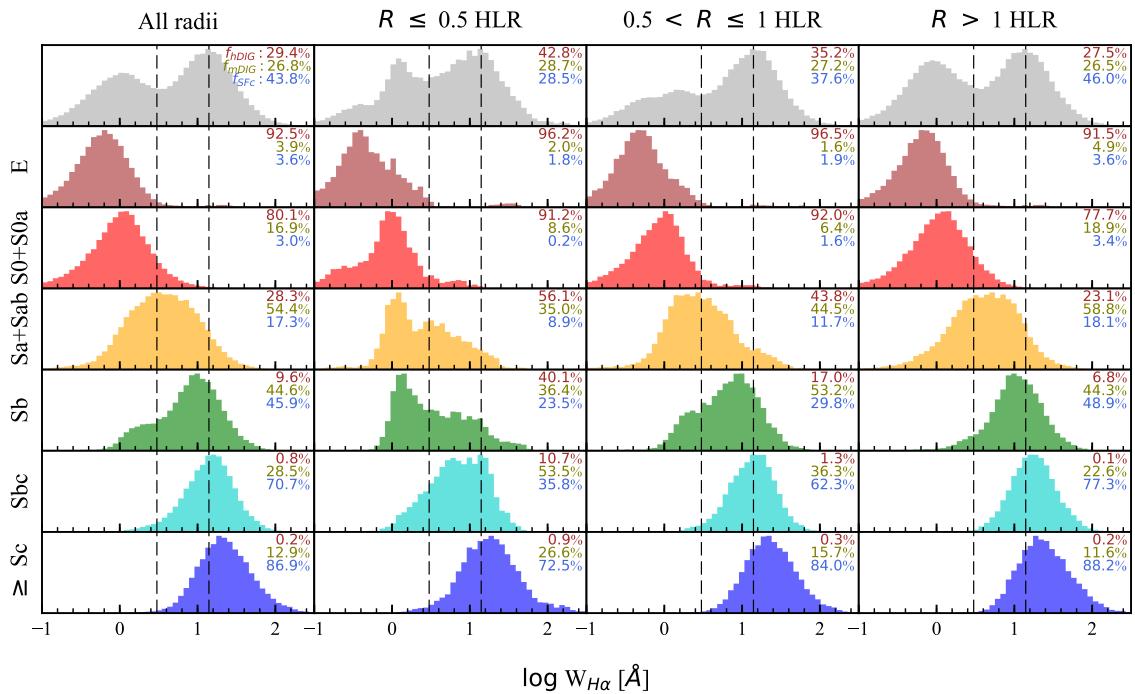
aquela que você criou para o referee e eu coloquei na minha apresentação em Puebla?]. Assuma que o meio é opticamente translúcido para os fótons de  $H\alpha$  (não há extinção), como é apropriado para regiões de DIG, de maneira que o volume inteiro seja visto. Obviamente uma operação de soma com duas regiões DIG não deve alterar a natureza da região observada. Quando vemos uma região ao lado da outra, medimos o mesmo brilho superficial, pois temos duas vezes o mesmo fluxo e duas vezes a mesma área,  $\Sigma_{H\alpha} = (2 \times F_{H\alpha})/(2 \times A)$ , mantendo uma possível classificação através de um limite no brilho superficial válido. Por outro lado, quando vemos os dois elementos sobrepostos (ambos sobre a mesma linha de visada) medimos o dobro do brilho superficial,  $\Sigma_{H\alpha} = (2 \times F_{H\alpha})/A$ , fazendo com que uma operação DIG+DIG possa resultar em SF, conceitualmente errada. Uma classificação utilizando  $W_{H\alpha}$  não carrega essa inconsistência por construção pois a largura equivalente final é a mesma independente da forma que os elementos são vistos. Como veremos na Seção 4.3, nos bojos de galáxias, onde há um percurso óptico maior, essa diferença nos critérios de classificação tem particular importância, podendo levar  $\Sigma_{H\alpha} > \Sigma_{H\alpha}^{\text{SF,min}}$  mesmo em absência de formação estelar.

De forma independente, podemos argumentar também que propriedades que possuam uma dependência radial, como cor, densidade de massa estelar, quantidade de gás, entre outras, fazem com que uma classificação usando um limite constante não seja apropriada para todas as partes de uma galáxia. Particularmente, quando o regime de ionização do DIG é orquestrado por HOLMES, a razão do número de fótons que podem ionizar  $H\alpha$  por massa estelar é basicamente constante, gerando  $W_{H\alpha} \sim 1 \text{ \AA}$  independentemente dos fluxos envolvidos (Binette et al. 1994; Cid Fernandes et al. 2011; Belfiore et al. 2016; – ver também a Seção A.2.3 que discute o cálculo da taxa específica de fótons que ionizam H por unidade de massa formada,  $q_h$ ). Dessa forma é fácil entender que, quando o parâmetro é um limite constante em  $\Sigma_{H\alpha}$ , regiões DIG ionizadas por HOLMES (hDIG) com  $H\alpha$  muito brilhante possam ser erroneamente classificadas como SF. Da mesma forma podemos ter regiões SF fracas classificadas como DIG devido a um baixo  $\Sigma_{H\alpha}$ .

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

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

A Figura 3.1 mostra a distribuição observada de  $W_{H\alpha}$  para  $\sim 300$  mil zonas de 391 galáxias. Na primeira linha temos a amostra inteira e nas linhas seguintes classificamos as zonas con-



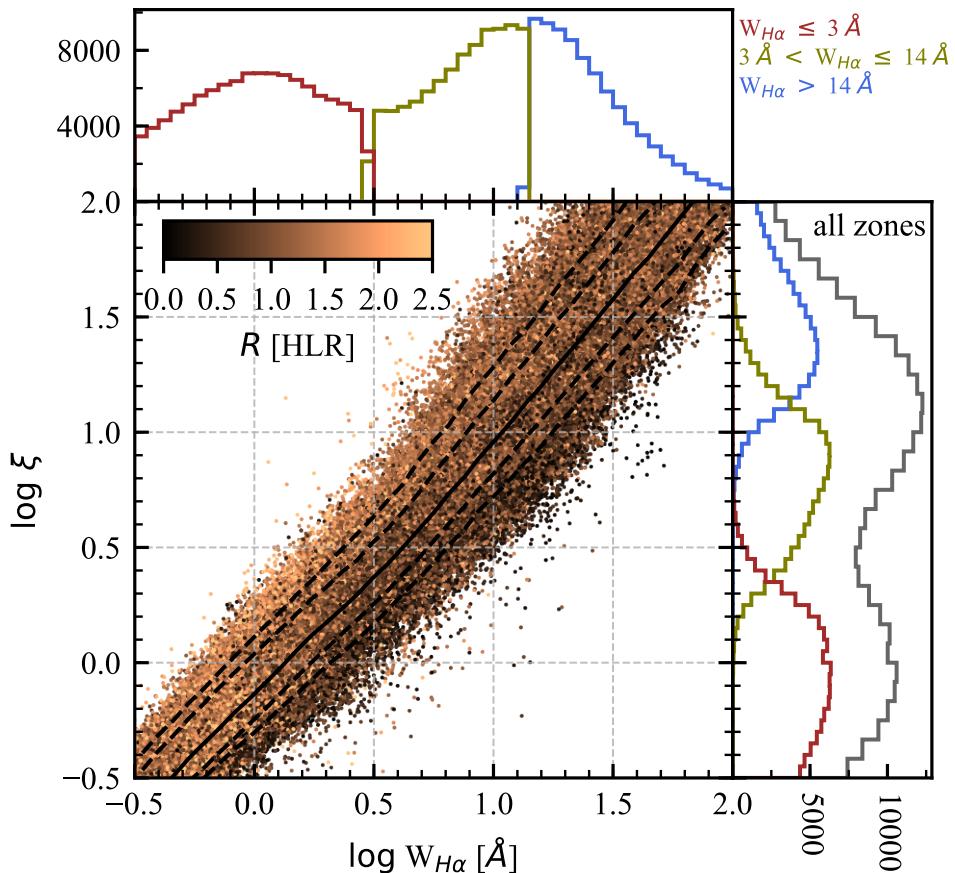
**Figura 3.1:** Distribuição de  $W_{H\alpha}$  entre 307 958 zonas de 391 galáxias do CALIFA. A amostra está segmentada pela classificação de Hubble, de elípticas (segunda linha) até Sc ou mais tardias (última linha). Resultados para a amostra completa estão na primeira linha. Histogramas na primeira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

forme a morfologia da galáxia de onde a zona pertence; (6 classes morfológicas: E, S0-S0a, Sa-Sab, Sb, Sbc e  $\geq$  Sc). Na primeira coluna temos dados de todas as regiões das galáxias, nas demais colunas classificamos as zonas por intervalos de diferentes raios:  $R \leq 0.5$  HLR,  $0.5 < R \leq 1$  HLR,  $R > 1$  HLR.

Podemos ver que o histograma com todas as regiões de todas as galáxias (paineel topo esquerdo) é claramente bimodal. Podemos distinguir duas populações com picos em  $\sim 1$  Å (baixo  $W_{H\alpha}$ ) e  $\sim 14$  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  $\sim 1$  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  $\xi$ , a razão entre a luminosidade de  $H\alpha$  observada e aquela esperada pelos fótons produzidos pelas populações mais velhas que  $10^8$  anos, através da análise com o STARLIGHT, seguindo a metodologia aplicada em Cid Fernandes et al. (2011). Como os modelos de populações estelares utilizados pela síntese (González Delgado et al. 2005; Vazdekis et al. 2010) não possuem a parte ionizante nos espectros ( $h\nu \geq 13.6$  eV) tomamos emprestado aqueles de Bruzual & Charlot (2003) utilizando uma função inicial de massa (*initial mass function*; IMF) de Salpeter e as trilhas estelares de Girardi et al. (2000). Como discutido em Cid Fernandes et al. (2011) distintos modelos produzem diferenças sistemáticas de 0.2–0.5 dex na quantidade prevista de fótons ionizantes. A Figura 3.2 mostra  $\xi$  em função de  $W_{H\alpha}$ , com os histogramas coloridos por nossa classificação hDIG/mDIG/SFc. Verificamos que  $\xi$  é de ordem 1 para as regiões com baixo  $W_{H\alpha}$ . Consequentemente, apesar de todas as incertezas envolvidas nesse cálculo (Cid



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

(Fernandes et al. 2011; Belfiore et al. 2016; Morisset et al. 2016), o resultado final corrobora a interpretação de que HOLMES são responsáveis pela população de baixo  $W_{H\alpha}$ .

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

sentadas daquelas com regime de ionização dominado por SF ou por AGN. Por esse motivo nós firmemente indicamos que as populações com  $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$  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: Figura?] Para esse experimento primeiro eliminamos galáxias elípticas (E e S0) de nossa amostra. Então dividimos a amostra por classes de diferentes  $b/a$  (elipticidade<sup>1</sup>, 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  $\sim 0.2\text{--}0.3$

---

<sup>1</sup>a razão entre o eixo maior e o eixo menor de uma elipse

na direção de valores mais baixos de  $W_{H\alpha}$ . Isso acontece pois enquanto regiões centrais em galáxias *face-on* amostram o bojo, que tem características hDIG, ao aumentarmos a inclinação partes do disco ficam projetadas sob a linha de visada, resultando numa mistura de regiões SFc e hDIG. Porém, assim como os efeitos da binagem espacial usando zonas de Voronoi, os efeitos de inclinação também não apagam a dicotomia fundamental entre esses dois regimes nebulares.

### 3.2.1 Identificação das componentes hDIG, mDIG e SFc

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

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

Nosso esquema final de classificação é, portanto

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

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

dem carregar alguma formação estelar e que regiões SFc não isolam regiões SF puras. Regiões H II gigantes genuínas, objetos base para qualquer estudo de linhas de emissão em galáxias, possuem  $W_{H\alpha}$  uma ordem de grandeza maior (McCall et al. 1985; Garnett & Shields 1987; Kennicutt & Garnett 1996; Luridiana & Peimbert 2001; Bresolin et al. 2004), porém, como mencionado anteriormente, com a resolução de nossos dados esses objetos estão muito diluídos.

Com nossas regiões classificadas podemos retornar ao painel mais à esquerda da Figura 2.5. Nele vemos os mapas de  $W_{H\alpha}$  saturados pelos intervalos  $< 3 \text{ \AA}$  (hDIG, vermelho) e  $> 14 \text{ \AA}$  (SFc, azul). Cores intermediárias representam o intervalo de 3–14 Å (mDIG). A galáxia S0 no topo da figura exemplifica o domínio do hDIG sobre as galáxias *early-type* como foi previamente inferido dos histogramas de  $W_{H\alpha}$  na Figura 3.1. Através dos mapas da CALIFA 0886 (NGC 7311) e da 0010 (NGC 0036) observamos o domínio da componente hDIG nos bojos de galáxias. Como era esperado, a componente SFc se torna cada vez mais importante a medida que avançamos para tipos mais tardios na classificação de Hubble (seguindo de cima para baixo nas Figuras 2.5 e 3.1).

# **Capítulo 4**

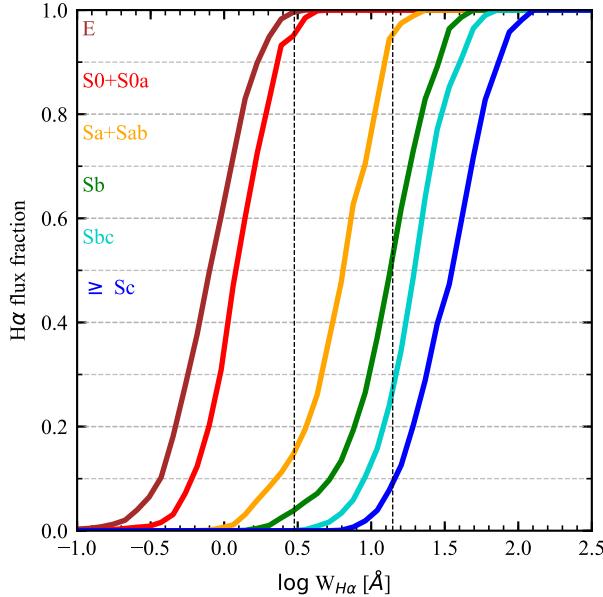
## **Discussão**

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

### **4.1 A relevância das componentes hDIG, mDIG e SFc**

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

Uma maneira simples e relevante observacionalmente de quantificar isso é calculando a contribuição relativa de cada componente para o fluxo total de  $H\alpha$ . Por exemplo, nas galáxias



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

na Figura 2.5 essas frações vão de  $(f_{\text{hDIG}}, f_{\text{mDIG}}, f_{\text{SFc}}) = (87, 13, 0)$  para a galáxia S0 CALIFA 0072, até  $(5.5, 47, 47.5)$  para a galáxias Sb CALIFA 0010, e  $(0.3, 46.1, 53.6)$  para a CALIFA 0813, uma Sbc. Essa progressão ao longo da sequência de Hubble reflete as tendências que podem ser vistas na Figure 3.1. No canto superior direito de cada painel temos os valores de  $(f_{\text{hDIG}}, f_{\text{mDIG}}, f_{\text{SFc}})$  para diferentes distâncias radiais e diferentes tipos morfológicos.

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

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

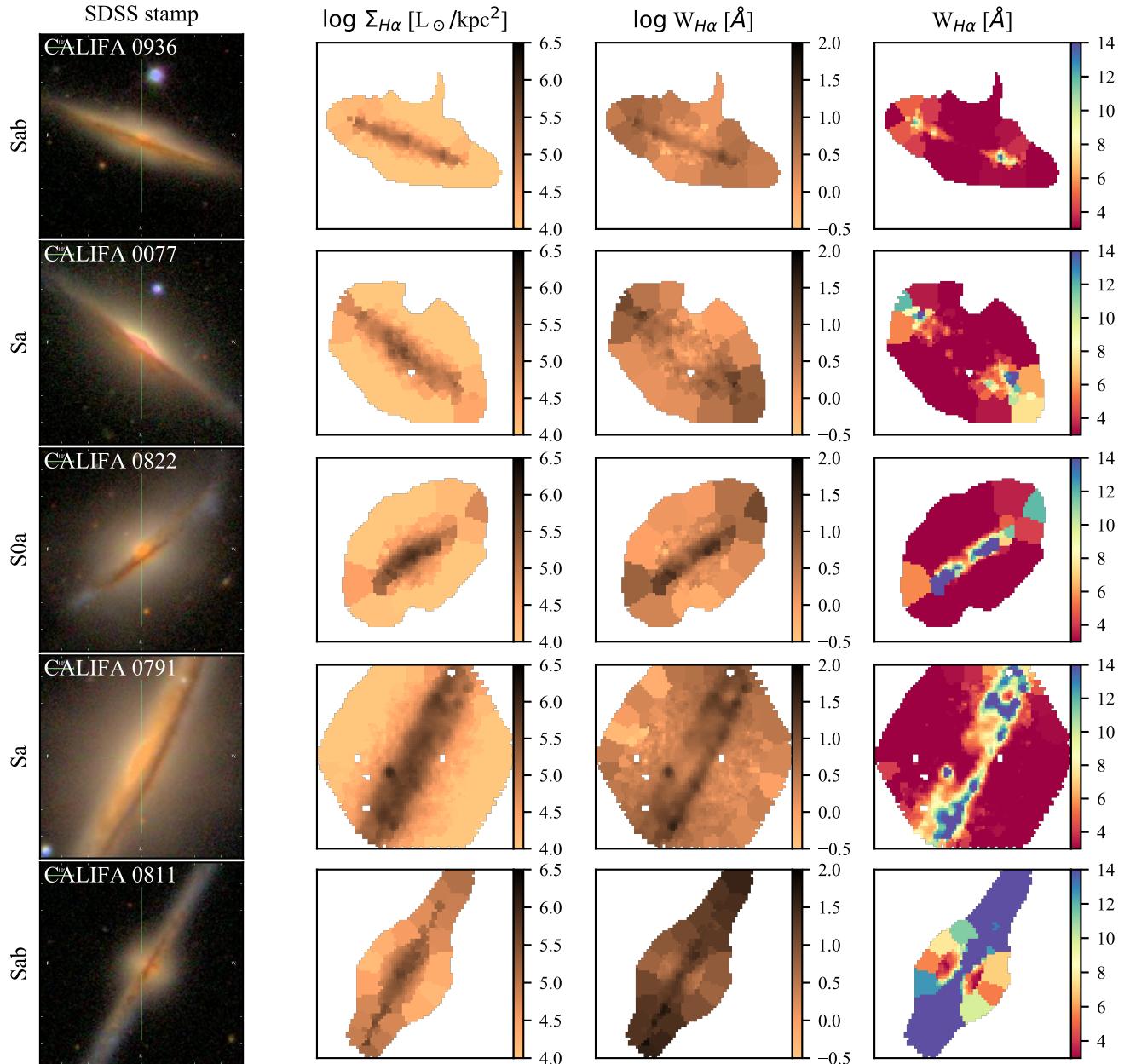
ponsável por praticamente todo o fluxo restante. De Sb para frente, o regime SFc domina, sendo responsável por 50% ou mais. Naturalmente existe um espalhamento natural nos dados, mesmo quando divididos em classes morfológicas.

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

## 4.2 Emissão extraplanar em sistemas edge-on

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

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



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

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

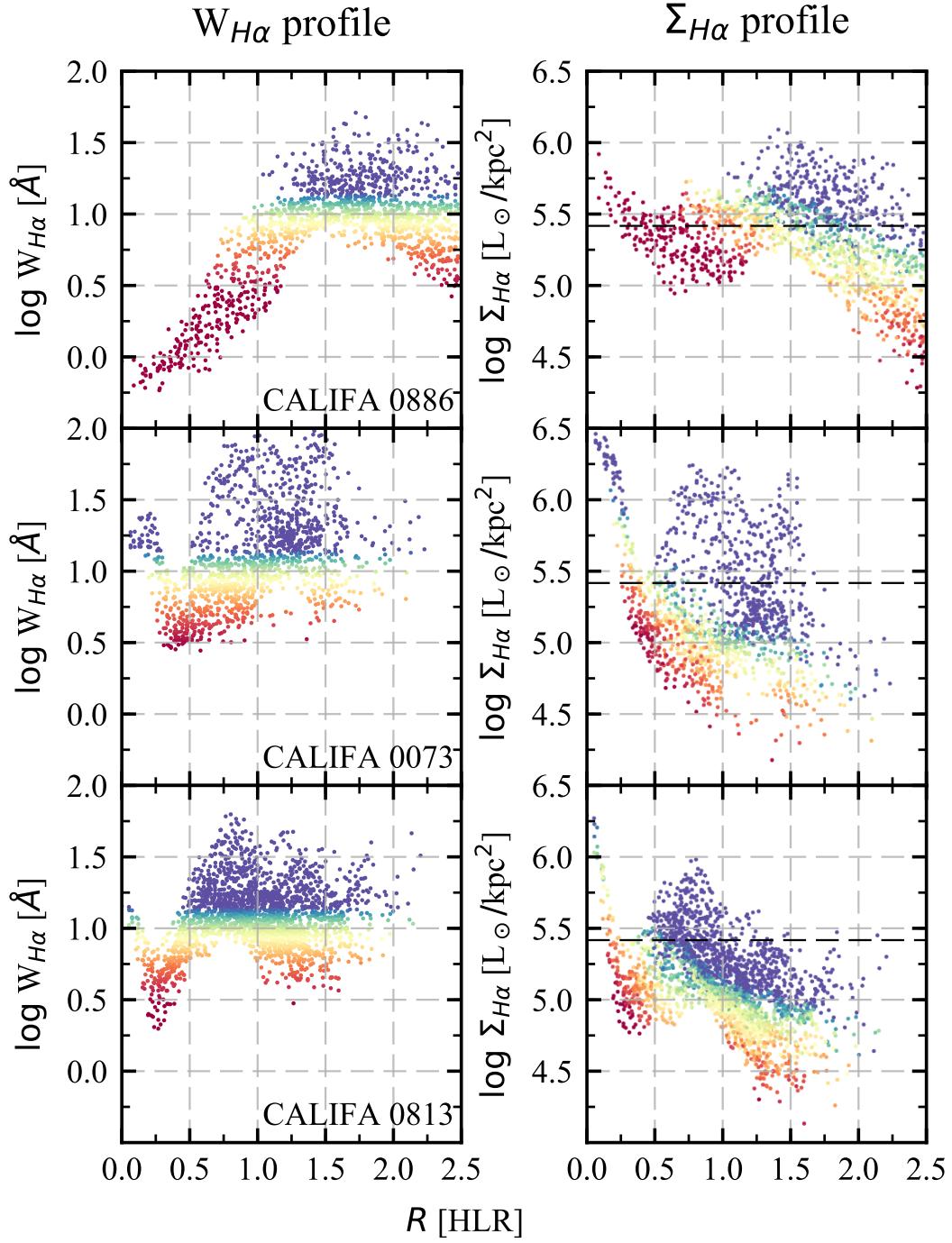
Através de nossa experiência calculando  $\xi$  (veja a Seção 3.2) podemos, pela primeira vez, relacionar a emissão DIG extraplanar com as populações estelares subjacentes. A mediana de  $\xi$  nas regiões extrapланares das quatro primeiras galáxias na Figura 4.2 é 1.5 com interquartis 1.1–1.9. Dado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

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

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

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

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



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

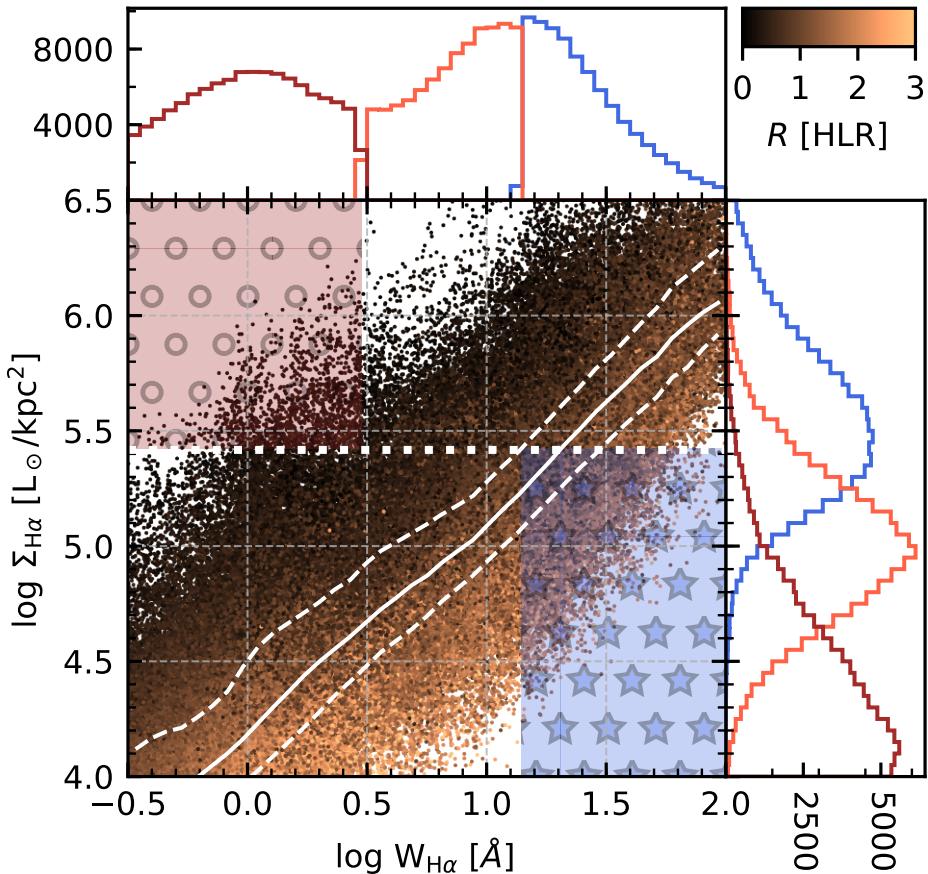
baseado nessas duas variáveis deveriam ter resultados semelhantes. Através dos mapas da Figura 2.5 podemos perceber que algumas estruturas, como os braços de formação estelar, são concomitantemente identificados por  $W_{\text{H}\alpha}$  e  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ , porém outras não são. Mais precisamente,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

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

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

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

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



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

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

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

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

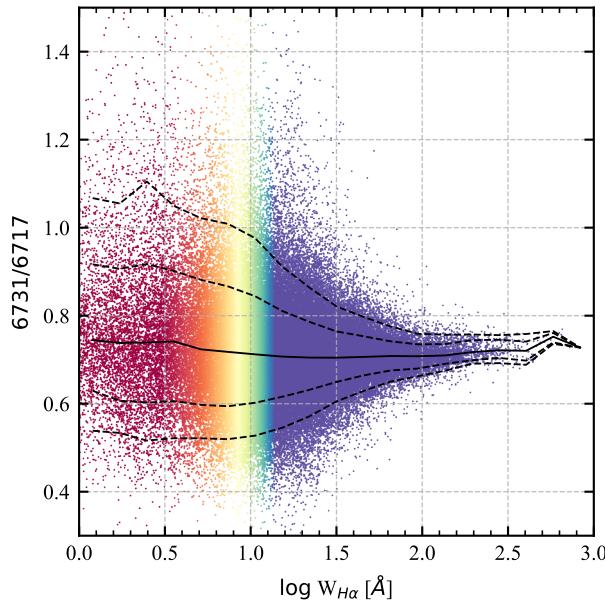
Trabalhos anteriores de utilizando dados do CALIFA por Kehrig et al. (2012), Singh et al. (2013), e Gomes et al. (2016a) também encontram valores  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ , acima do limite  $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$  proposto por Zhang et al. (2017), nas regiões internas de galáxias *early-type*, onde incontestavelmente existe a ausência de estrelas jovens. (Veja também Sarzi et al. 2010 para resultados baseados nos dados do SAURON<sup>1</sup>). Esses exemplos são realizações observacionais da inconsistência conceitual da soma de regiões DIG resultar em uma errônea classificação SF, apontada na Seção 3.2. O esquema apresentado nesta tese resolve esse problema extendendo para uma análise espacialmente resolvida, o conceito de galáxias aposentadas proposta por Stasińska et al. (2008) e Cid Fernandes et al. (2011) no contexto de espectros integrados.

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

As densidades eletrônicas do DIG na Via Láctea, obtidas através da combinação de medidas de dispersão e emissão e das colunas de densidade de  $\text{H}_1$  na direção de pulsares com

<sup>1</sup>Spectrographic Area Unit for Research on Optical Nebulae survey

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



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

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

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

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

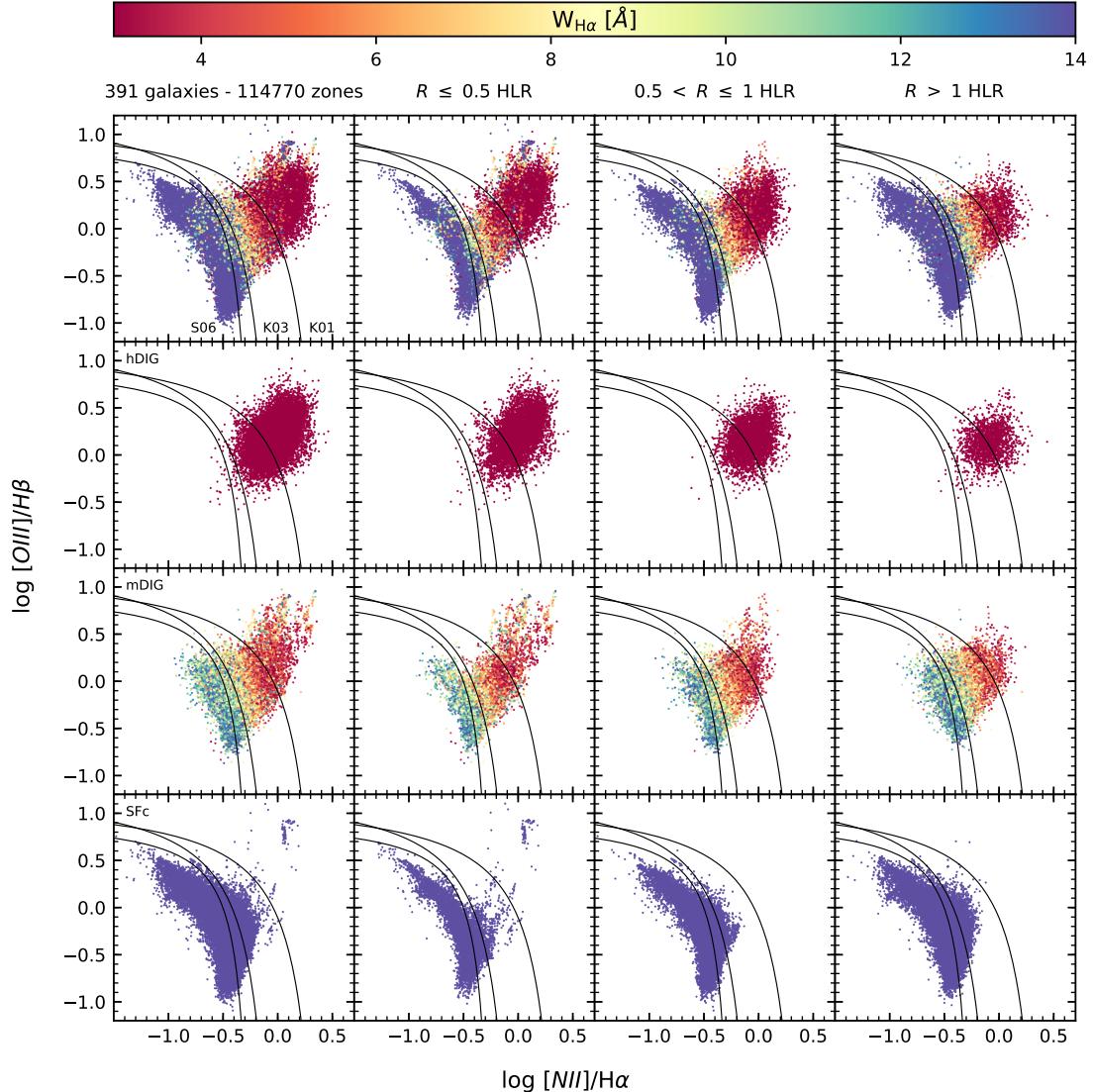
Poderíamos imaginar que um cenário diferente se formaria com estudos utilizando um dubbleto sensitivo a baixas densidades, como o  $[\text{N II}]\lambda 6584$  presente no infravermelho distante. Observações recentes mapearam essa razão na Via Láctea e outras galáxias ([Goldsmith et al. 2015](#); [Herrera-Camus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

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

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

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

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



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

curvas.

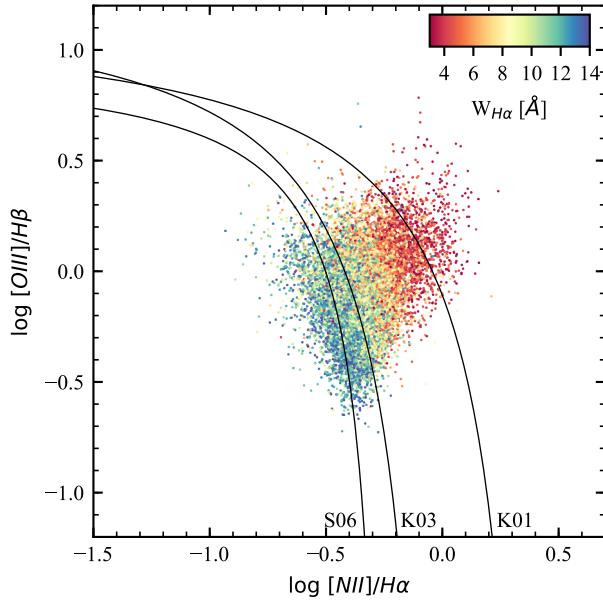
A forte correspondência entre  $W_{\text{H}\alpha}$  e as coordenadas no BPT é evidente, como foi previamente percebida por [Morisset et al. \(2016\)](#) com dados do CALIFA e [Belfiore et al. \(2016\)](#) com o MaNGA. A asa esquerda é predominantemente populada por regiões SFc, enquanto o hDIG se distribui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

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

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

## 4.6 O mDIG como uma mistura de SF+hDIG

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



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

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

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

## 4.7 AGN e outras fontes de linhas de emissão

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

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

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

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

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

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

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

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

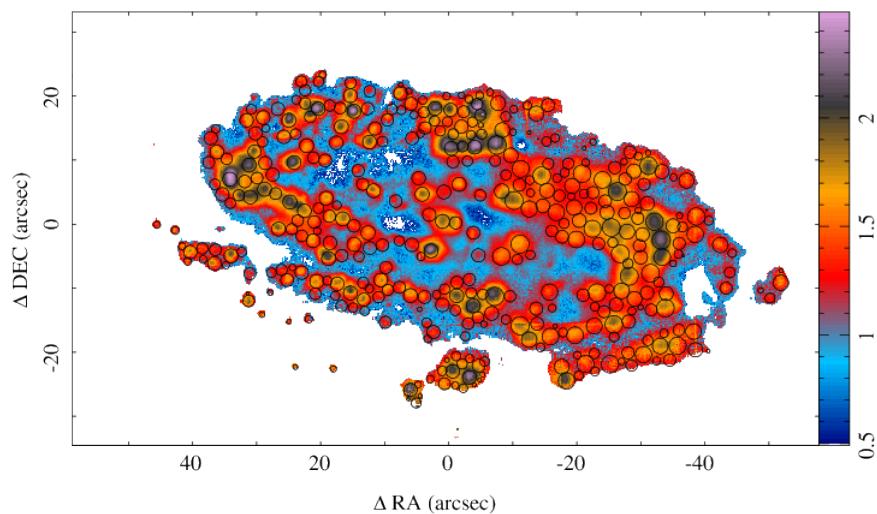
# **Capítulo 5**

## **Conclusões e perspectivas**

### **5.1 ... acerca do estudo sobre o DIG em galáxias do CALIFA**

### **5.2 O futuro próximo do IFS**

Referencio aqui o trabalho de [Sánchez et al. \(2015\)](#), um exemplo de estudo embasado em imagens com uma resolução espacial muito maior, obtidas com o MUSE. Podemos ver que o mapa de  $W_{\text{H}\alpha}$  da galáxia NGC 6754, reproduzido aqui na Figura 5.1, mostra um domínio completo de regiões SFc permeadas por emissão mDIG em todo disco.



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

# Apêndice A

## Organizando os ajustes nebulares

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

### A.1 EmLinesDataCube

Feitas as medidas, temos o arcabouço para calcularmos várias propriedades nebulares. Escrevemos um objeto em `PYTHON` (cujo nome titula esta seção) que, além de organizar os resultados provenientes do programa de medida das linhas de emissão, também calcula a abundância de oxigênio nebuloso, índice que usamos como metalicidade nebulosa ( $\log \text{O/H}$ ), o coeficiente de extinção para as regiões nebulares ( $\tau_{\text{V}}^{\text{neb}}$ ), larguras equivalentes das linhas, assim como os erros propagados em cada cálculo. Esse objeto foi adicionado ao PyCASSO para facilitar a utilização dos demais membros do projeto. Com esse módulo fica fácil acessar as medidas dos fluxos integrados, a posição central, amplitudes e  $\sigma$  das principais linhas de emissão, coeficientes para reconstrução do contínuo ao redor de cada linha de emissão, os erros nestas medidas, as propriedades mencionadas anteriormente e seus erros propagados.

#### A.1.1 Ensaio

Um programa feito da união entre o PyCASSO e o EmLineDataCube nos instiga a comparar medidas nebulares com as propriedades estelares. O gás é o combustível da formação estelar. As nuvens de gás molecular, formadas pelo esfriamento de gás do meio interstelar

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

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

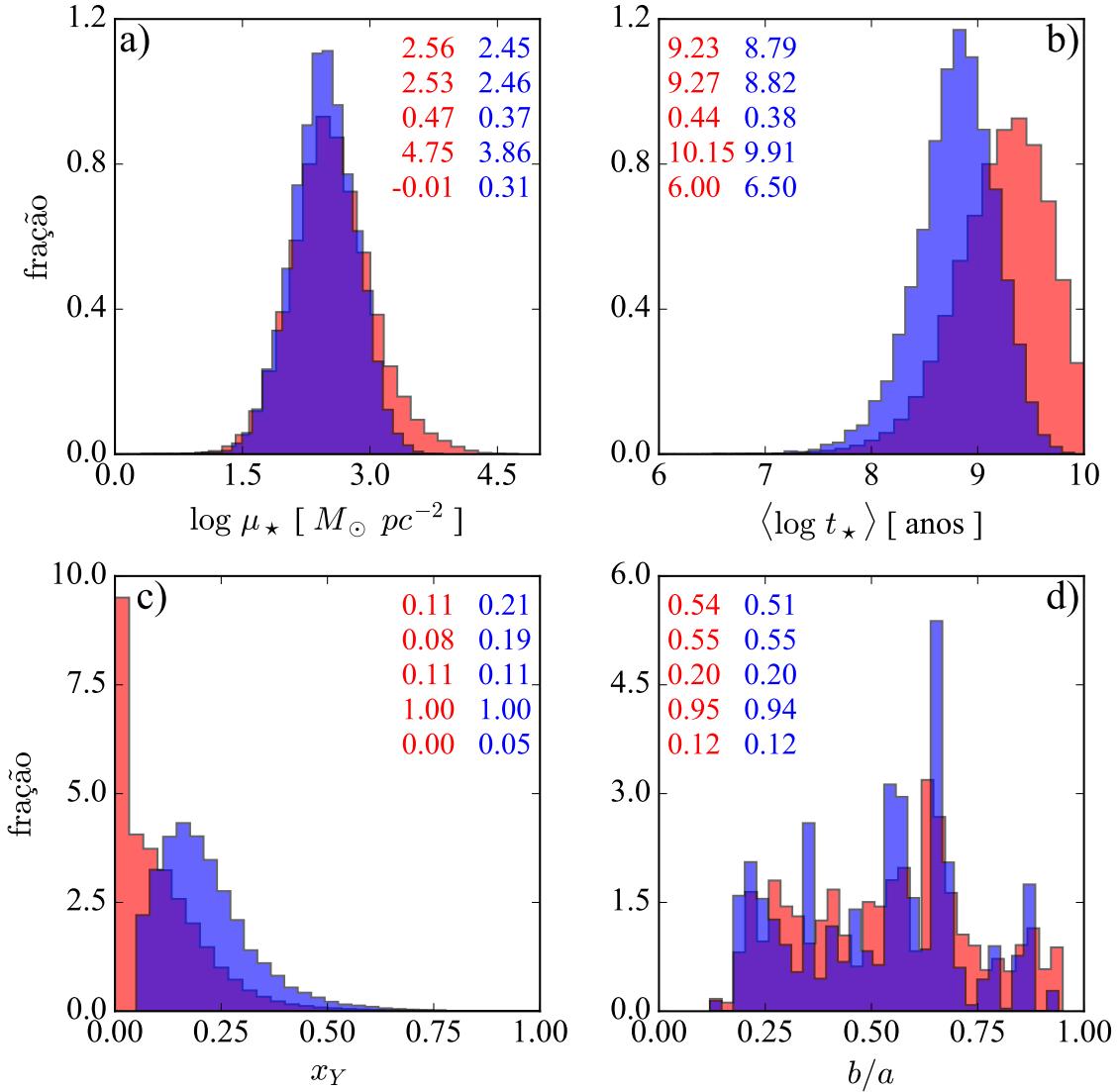
$$\Sigma_{\text{SFR}} = (2.5 \pm 0.7) \times 10^{-4} \left( \frac{\Sigma_{\text{gas}}}{M_{\odot} \text{ pc}^{-2}} \right)^{1.4 \pm 0.15} M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}. \quad (\text{A.1})$$

Diferentemente da área típica das regiões que estamos observando (regiões de galáxias com tamanhos típicos de  $\sim 0.8$  kpc, ver Seção 2.2), essa equação foi parametrizada para valores integrados de galáxias e representa basicamente que a escala de depleção do gás é constante. Discute-se se essa é uma relação global ([Bigiel et al. 2008; Blanc et al. 2009; Leroy et al. 2013](#)) ou local (e.g., dependente da densidade superficial de gás; [Kennicutt et al. 2007; Liu et al. 2011; Calzetti et al. 2012; Shetty et al. 2013](#)) em galáxias e, por isso diversos estudos resolvidos espacialmente discutem sua aplicação sob tal resolução espacial. Diferentes manifestações dessa relação entre gás e estrelas sempre figuraram entre os objetivos da astronomia moderna. O número de fótons que podem excitar H $\alpha$  deve ser proporcional a quantidade de estrelas que os produzem (estrelas jovens e massivas). Dessa forma podemos ter uma ideia da taxa recente com que se formam estrelas utilizando a luz que é emitida dessas estrelas mais massivas, dominantes da emissão em H $\alpha$ , com escala de tempo de vida bem conhecido ( $\sim 10^7$  anos). Utilizando os modelos da síntese podemos calcular teoricamente a relação entre a SFR e a luminosidade de H $\alpha$ , L<sub>H $\alpha$</sub>  (ver Seção A.2.3). Também com a síntese é possível obter a história de formação estelar, contudo através da fração de populações estelares com distintas idades ([Asari et al. 2007](#)), não necessitando assim prender-se às zonas das galáxias onde o espectro tenha relação sinal ruído suficiente para a medida de todas as linhas espectrais necessárias para os cálculos sobre o gás e poeira. Uma comparação entre essas duas formas

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

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

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



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

## A.2 Propriedades calculadas no EmLinesDataCube

### A.2.1 Extinção estimada através do decremento de Balmer

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

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

onde  $F_{\lambda}^{int}$  é o fluxo intrínseco ( $F_{\lambda}^{obs}$ , o observado) em cada comprimento de onda,  $\tau_{\lambda}$  é a profundidade óptica para o comprimento de onda  $\lambda$  (neste trabalho também o chamamos de coeficiente de extinção). O modelo de extinção de [Cardelli et al. \(1989\)](#) nos dá uma calibração empírica da razão entre os coeficientes de extinção em um comprimento de onda e na banda V. Com isso podemos desenvolver (A.2) de maneira que possamos escrever uma equação para  $\tau_V$ :

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

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

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

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

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

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

Nessa equação, os  $q_{\lambda}$  são provenientes da curva de extinção adotada.

Utilizando (A.8) podemos calcular qual o coeficiente de extinção para essas regiões nebulares. Para este cálculo utilizamos o fato de que a razão entre os fluxos intrínsecos das duas primeiras linhas da série de Balmer, H $\alpha$  e H $\beta$ , varia muito um pouco com a metalicidade, a densidade e a temperatura. Usamos aqui esse valor como constante e igual a 2.86 (densidade eletrônica de  $n = 100 \text{ cm}^{-3}$  e temperatura eletrônica  $T_e = 10^4 \text{ K}$ ; [Osterbrock & Ferland 2006](#)). Também utilizamos  $q_{H\alpha} = 0.81775$  e  $q_{H\beta} = 1.16427$  (valores da calibração empírica feita por

Cardelli et al.). Com isso temos:

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

O valor de  $\tau_V^{\text{neb}}$  varia tipicamente entre 0.6 e 0.65 (média e mediana) nas regiões aqui estudadas (ver também Seção B.2). O erro propagado para  $\tau_V^{\text{neb}}$  é:

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

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

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

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

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

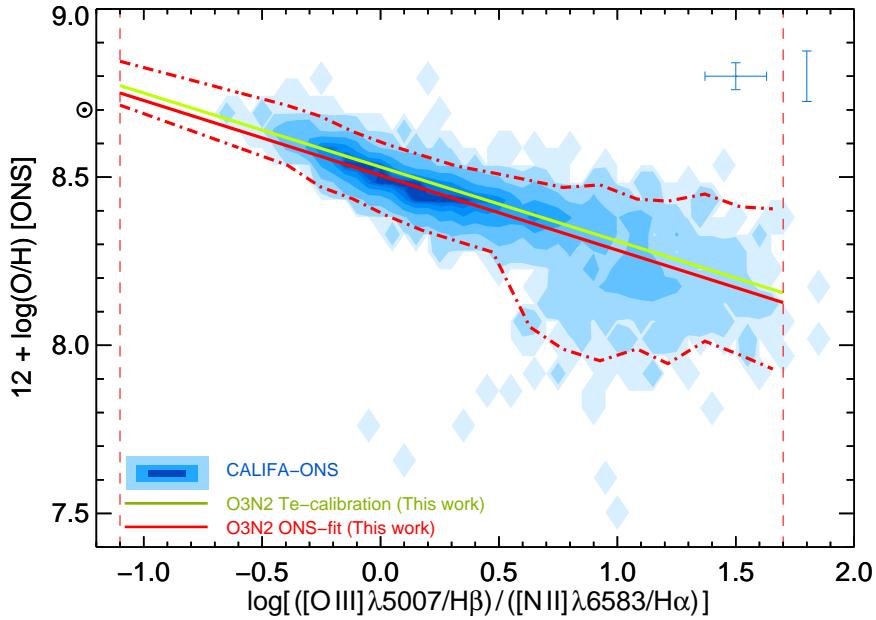
Os termos de dentro da raiz em (A.14) são o inverso das relações sinal-ruído ( $S/N$ ) de  $\text{H}\alpha$  e  $\text{H}\beta$ . Como  $\text{H}\beta$  é sempre a mais ruidosa das duas, podemos aproximar a incerteza em  $\tau_V^{\text{neb}}$  por:

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

com valor típico  $\sim 0.14$ .

## A.2.2 Metalicidade Nebular

Todos os elementos, além do hidrogênio e do hélio, são considerados metais em astrofísica. O cálculo dos indicadores de metalicidade nebular geralmente é baseado em algum método empírico indireto que utiliza linhas fortes (*strong-line methods*; Pagel et al. 1979). Dentre estes, os mais utilizados são aqueles que exploram razões das linhas de [O III] $\lambda 5007$  e [N II] $\lambda 6584$  buscando correlações com a abundância relativa de oxigênio nebular. Essa abundância também pode ser calculada diretamente utilizando os coeficientes de emissão dos íons de O e H e medidas de algumas linhas observadas. Tais coeficientes são dependentes da temperatura eletrônica e da densidade, que geralmente dependem de medidas de linhas muito



**Figura A.2:** Calibração da abundância de oxigênio nebuloso para 3423 regiões H II mapeadas por Sánchez et al. (2013). Figura retirada de Marino et al. (2013)

fracas que só podem ser observadas em regiões H II. As calibrações destes indicadores de metalicidade nebulosa com os espectros do CALIFA foram feitas por Marino et al. (2013) de forma empírica utilizando medidas de temperatura eletrônica de 603 regiões H II e mais medidas nebulosas de 3423 regiões H II mapeadas por Sánchez et al. (2013). O indicador que estamos utilizando para este ensaio é aquele que calibra a fração relativa de oxigênio utilizando a razão entre as linhas de [O III] e [N II]. A parametrização encontrada pelos autores foi:

$$12 + \log(\text{O/H}) = 8.533[\pm 0.012] - 0.214[\pm 0.012] \times \text{O3N2} \quad (\text{A.16})$$

onde O3N2 vem da razão entre os fluxos intrínsecos de [O III], H $\beta$ , [N II] e H $\alpha$ :

$$\text{O3N2} \equiv \log\left(\frac{[\text{OIII}]\lambda 5007}{\text{H}\beta} \times \frac{\text{H}\alpha}{[\text{NII}]\lambda 6584}\right). \quad (\text{A.17})$$

A Figura A.2 mostra o resultado da calibração por M13. As regiões estudadas nesse trabalho possuem abundâncias relativas de oxigênio nebuloso com média (mediana) 0.60 ( $\text{O/H}$ ) $_{\odot}$  (0.58 ( $\text{O/H}$ ) $_{\odot}$ ).

### A.2.3 Cálculo da taxa de formação estelar

Um dos métodos mais utilizados para medida da SFR recente utiliza a linha de emissão de H $\alpha$ . Nesse método assume-se que a formação estelar é constante nos últimos  $t$  anos, que deve englobar pelo menos o tempo de vida das estrelas massivas ionizantes, as quais produzem basicamente todos os fótons que geram as linhas de emissão em H $\alpha$ .

Nós queremos calibrar L<sub>H $\alpha$</sub>  como um indicador de SFR usando uma relação linear:

$$\text{SFR}_{\text{H}\alpha} = k \times L_{\text{H}\alpha}. \quad (\text{A.18})$$

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

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

$$\Lambda(t) = \int_0^t l(t') dM(t'). \quad (\text{A.19})$$

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

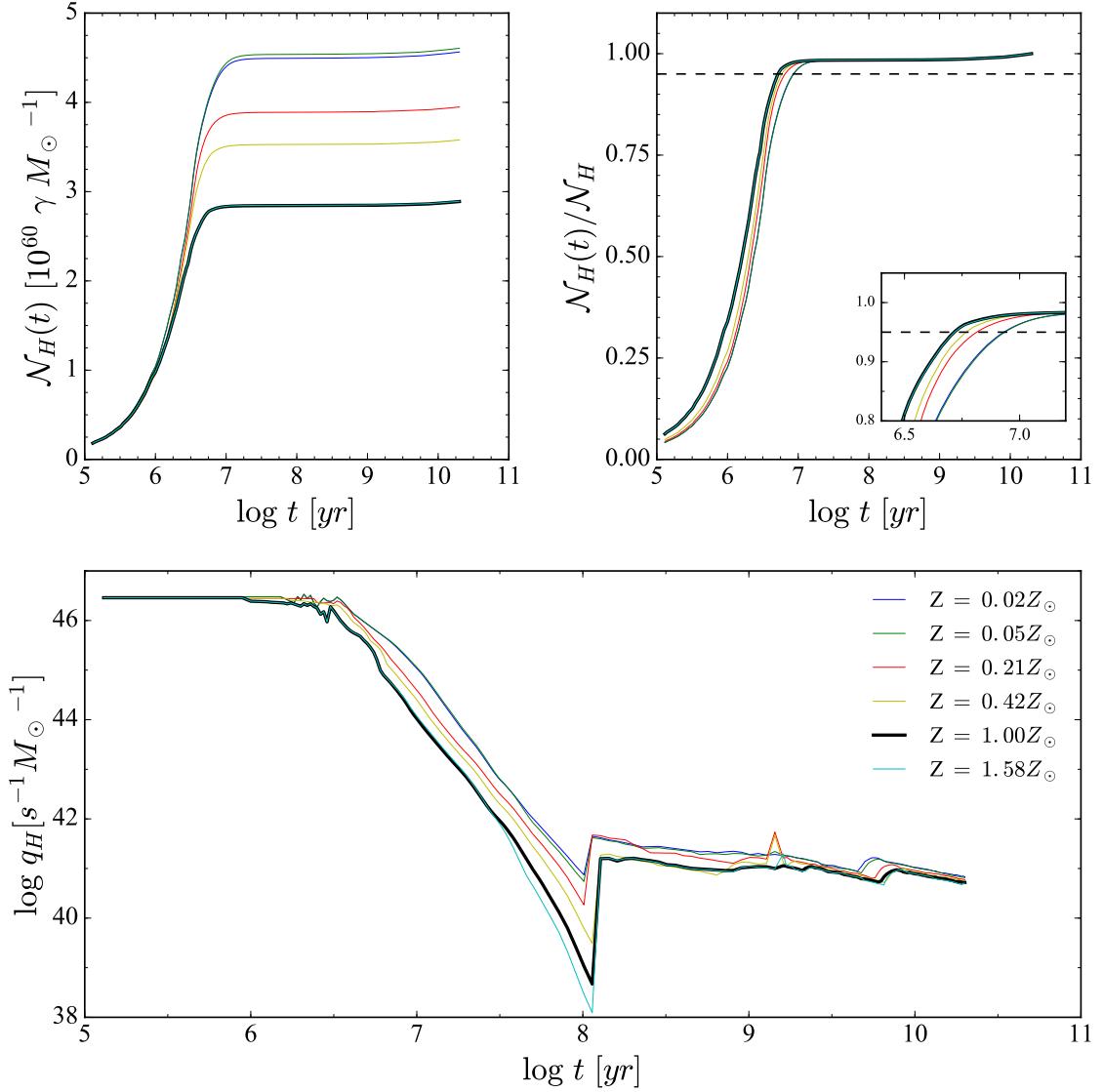
$$dM(t) = \text{SFR}(t) dt \quad (\text{A.20})$$

Utilizando (A.20) em (A.19) e integrando dentro do tempo do Universo ( $T_U \sim 14$  bilhões de anos) teremos hoje um total de luz:

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

$$= \int_0^{T_U} \text{SFR}(t) l(t) dt \quad (\text{A.22})$$

Assumindo o caso B de recombinação do hidrogênio, um em cada 2.226 fótons ionizantes produzem um fóton de H $\alpha$  (Osterbrock & Ferland 2006). Esse número não varia muito em



**Figura A.3:** *Painel superior esquerdo:* A evolução no tempo do número de fótons ( $\mathcal{N}_H$ ) para 6 metalicidades (de  $0.02 Z_{\odot}$  até  $1.58 Z_{\odot}$ ) que compõem nossos modelos de SSP. A linha preta grossa representa a evolução utilizando metalicidade solar. *Painel superior direito:* O mesmo que o *painel superior esquerdo* mas normalizado pelo valor total de  $\mathcal{N}_H$ . A linha pontilhada representa 95% do total de  $\mathcal{N}_H$ . Em destaque a região ao redor de 10 milhões de anos. *Painel inferior:* Evolução da taxa de fótons H-ionizantes em unidades da massa formada. Também mostra o valor seguindo o código de cores para as mesmas metalicidades.

função da temperatura e da densidade nas regiões H II. Portanto:

$$L_{H\alpha} = h\nu_{H\alpha} \frac{Q_H}{2.226}, \quad (\text{A.23})$$

onde  $Q_H$  é a taxa de fótons H-ionizantes. Em todo este processo assume-se que nenhuma radiação ionizante escapa da nuvem e, apesar de  $L_{H\alpha}$  estar corrigido por extinção, também assume-se que a poeira não absorve muito os fótons com  $h\nu > 13.6$  eV. Escrevemos  $dQ_H$  como a equação (A.19).

$$Q_H(t) = \int dQ_H = \int q_H(t) dM(t) \quad (\text{A.24})$$

Nas equações acima,  $q_H$  (que assume o mesmo papel de  $l(t)$  na Equação A.19) é a taxa de fótons H-ionizantes por unidade de massa formada. Considerando os fótons que possam ionizar o hidrogênio ( $h\nu \geq 13.6$  eV ou  $\lambda \leq 912\text{\AA}$ ) escrevemos:

$$q_H(t) = \int_0^{912\text{\AA}} \frac{l_\lambda \lambda}{hc} d\lambda. \quad (\text{A.25})$$

Nesta equação,  $l_\lambda$  é a luminosidade por unidade de massa formada e comprimento de onda em unidades solares [ $L_\odot/\text{\AA} M_\odot$ ] para uma SSP<sup>1</sup>. Com isso, nós ainda precisamos analisar como a integração de  $q_H$  evolui com o tempo, para então obter a SFR. Integrando  $q_H$  de hoje até  $T_U$  nós obtemos o número de fótons H-ionizantes produzidos pelas fontes que emitem a luz  $l$ :

$$\mathcal{N}_H = \int_0^{T_U} q_H(t) dt \quad (\text{A.26})$$

Utilizamos a base de populações estelares de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) com as isócronas de Padova 2000, juntamente com a IMF de [Salpeter \(1955\)](#). Neste caso, podemos ver na Figura A.3 a evolução temporal de  $\mathcal{N}_H$  em valores absolutos (painei superior esquerdo) e relativamente ao total de  $\mathcal{N}_H$  (painei superior direito). Em [Cid Fernandes et al. \(2011, Figura 2b\)](#) nós podemos ver a evolução temporal de  $q_H$  sob todas as idades e metalicidades<sup>2</sup>. A mesma figura é reproduzida no painel inferior. É notável que o número de fótons H-ionizantes rapidamente converge ao máximo perto de  $t = 10^7$  anos. Deste mesmo gráfico mostramos que  $q_H$  atinge um valor mínimo constante depois de uma certa idade. Nessa escala de tempo, dominam o regime de ionização estrelas velhas e quentes (ver Capítulo 3). Também conclui-se

<sup>1</sup>Apesar de não escritas aqui, existem dependências com Z, IMF e isócronas em  $l_\lambda$  (portanto, também em  $q_H$  e todos os seus produtos)

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

que  $\mathcal{N}_H$  é dependente da metalicidade, portanto o valor de  $k$  em (A.18) também<sup>3</sup>. Utilizando (A.20) em (A.24) e com uma simplificação graças a SFR constante dentro desta escala temporal ( $SFR(t) \rightarrow SFR$ ), podemos reescrever (A.24) usando (A.26):

$$Q_H = SFR \mathcal{N}_H(t = 10^7 \text{ anos}, \text{IMF}, Z_\star). \quad (\text{A.27})$$

Substituindo (A.27) em (A.23) podemos escrever:

$$SFR_{\text{H}\alpha} = \frac{2.226}{\mathcal{N}_H h\nu_{\text{H}\alpha}} \times L_{\text{H}\alpha} \quad (\text{A.28})$$

Este método resulta em uma SFR recente, em termos de que usamos o valor de  $\mathcal{N}_H$  para  $t = 10^7$  anos. Finalmente, resolvendo (A.28) encontramos o valor para  $k$  em (A.18):

$$SFR_{\text{H}\alpha} [\text{M}_\odot \text{ yr}^{-1}] = 3.13 \times \left( \frac{L_{\text{H}\alpha}}{10^8 L_\odot} \right) = 8.1 \times 10^{-42} L_{\text{H}\alpha} [\text{ergs s}^{-1}] \quad (\text{A.29})$$

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

#### A.2.4 Exemplo de utilização

Com a criação do objeto `EMLINESDATACUBE` e sua adição ao PyCASSO, o processo de análise e produção de gráficos torna-se extremamente simples. Um exemplo de programa para produzir um gráfico BPT (Baldwin et al. 1981) utilizando os fluxos de quatro linhas de emissão ( $\text{H}\alpha$ ,  $\text{H}\beta$ , [O III] e [N II]) pode ser visto na Figura A.4. Primeiro carregam-se os arquivos de dados utilizando o PyCASSO e o `EMLINESDATACUBE` então todas as informações já estão prontas para serem utilizadas. Calculam-se então as razões entre as linhas e, por último, o gráfico é feito utilizando a biblioteca gráfica `MATPLOTLIB`<sup>4</sup>.

Na Figura A.5 podemos ver uma imagem produzida por um programa como o do exemplo anterior. Neste caso utilizamos os dados da galáxia NGC 2916 (objeto CALIFA 277). Clasificada com tipo morfológico Sb, é considerada uma galáxia azul e com massa intermediária ( $\sim 10^{11} M_\odot$ ). Todas as zonas neste gráfico possuem  $SN > 3$  em todas as quatro linhas do BPT ( $\text{H}\beta$ , [O III],  $\text{H}\alpha$  e [N II]). Podemos ver que as zonas mais próximas ao núcleo da galáxia

---

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

<sup>4</sup><http://matplotlib.org/>

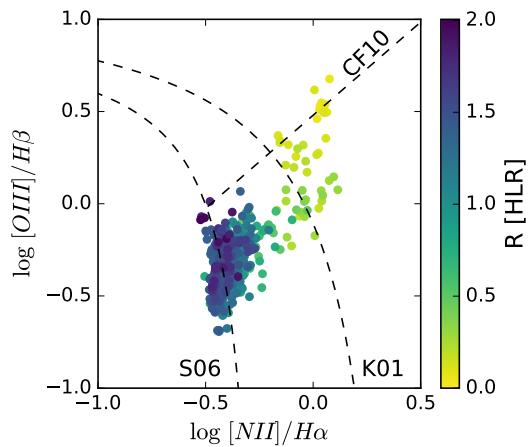
```

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

```

**Figura A.4:** Exemplo de programa utilizando os fluxos de H $\alpha$ , H $\beta$ , [O III]  $\lambda$ 5007 e [N II] $\lambda$ 6584 para construção de um gráfico BPT utilizando o objeto EMLINESDATACUBE juntamente com o PyCASSO.

estão distribuídas na ponta da asa direita no plano BPT, lado associado às regiões geralmente ionizadas por HOLMES ou por núcleos ativos (para uma discussão acerca ver Seção 4.5). Já do outro lado do gráfico, local associado às regiões de formação estelar, se encontram as zonas pertencentes ao disco da galáxia ( $R > 1$  HLR).



**Figura A.5:** Diagrama BPT para as regiões com  $S/N > 3$  nas linhas  $H\beta$ ,  $[O\text{ III}]\lambda 5007$ ,  $H\alpha$  e  $[\text{N II}]\lambda 6584$ , da galáxia NGC2916 (objeto CALIFA 277) produzida por um programa como o do exemplo da Figura A.4. As cores marcam a distância ao centro da galáxia em unidades do raio que contém metade da luz (HLR). As linhas são definidas por [Kewley et al. \(2001, K01\)](#), [Stasińska et al. \(2006, S06\)](#) e [Cid Fernandes et al. \(2010, CF10\)](#).



## Apêndice B

# Comparações entre propriedades estelares e propriedades nebulares

Precisamos entender as diferenças entre as propriedades que obtemos através da síntese espectral e aquelas calculadas com as linhas de emissão. As propriedades da síntese são relacionadas às populações estelares e comparações com as nebulares podem nos ajudar a entender melhor a história de formação estelar de cada região. Durante os últimos anos esses estudos cruzados entre propriedades sintéticas e nebulares de quase um milhão de galáxias do *SDSS* renderam ótimos resultados para o GAS-UFSC. Nesse capítulo faremos esse tipo de comparação utilizando as propriedades mais importantes diretamente para a conversão de poeira em gás: taxa de formação estelar, coeficiente de extinção por poeira e metalicidade.

### B.1 Comparação entre as taxas de formação estelar

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

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

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

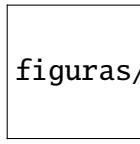


**Figura B.1:** comparação das duas densidades superficiais da taxa de formação estelar em *bins* radiais, para diferentes valores de  $t_{\star}$ . Em cada gráfico temos os contornos em  $1\sigma$  (azul),  $2\sigma$  (verde) e  $3\sigma$  (vermelho) da distribuição. A linha vermelha indica o ajuste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

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

Como explicado na Sec. ??, podemos medir a taxa de formação estelar recente medindo a luminosidade intrínseca de . Com as duas taxas de formação estelar, uma referente às estrelas com idade menor que 10 milhões de anos e estimada pela linha de emissão de (A.29), outra proveniente da síntese de populações estelares, que pode ser avaliada em diferentes tempos  $t_{\star}$  e utilizando (B.2). Geramos diversas figuras como a Fig. B.1 para encontrar a idade que melhor relaciona as duas medidas (aqui a chamamos de  $t_{SF}$ , relativo à *star-forming*). Em todos os painéis vemos a comparação das duas densidades superficiais da taxa de formação estelar, em *bins* radiais, para diferentes valores de  $t_{\star}$ , além de um ajuste *OLS bisector* e os coeficiente de correlação de Spearmann e Pearson (números abaixo da idade no canto superior esquerdo). Neste gráfico há apenas os cortes removendo as zonas aonde não há S/N suficiente nas quatro linhas do BPT. Vemos que entre 12 e 56 milhões de anos o coeficiente de correlação quase não muda (veja a Fig. B.2, painel superior), chegando ao máximo (0.7880) em 31.62 milhões de anos, ou seja, não há muita diferença escolher idades neste intervalo nessa amostra, portanto escolhemos  $t_{SF}$  igual a essa idade. Escolhemos fazer este tipo de análise utilizando as correlações entre densidades superficiais pois são mais confiáveis já que removem o termo  $d^2$  existente no cálculo da SFR, que induz uma correlação direta entre  $SFR_{\star}$  e SFR. Esse valor de  $t_{SF}$  não está muito distante da escala de tempo de vida das estrelas que produzem a maioria dos fôtons capazes de produzirem a linha de ( $\sim 10^7$  anos).

No primeiro painel da Fig. B.2 vemos o que comentamos anteriormente sobre a pouca variação do coeficiente de Spearmann no intervalo entre 12 e 56 milhões de anos. Apesar de que os cortes definidos na Sec. ?? com relação a idade e coeficiente de extinção mínimos não estão aplicados, o resultado não quase não altera muito quando aplicamos os cortes. O que acontece com a aplicação da máscara é que a correlação para idades mais baixas que



figuras/Rs\_allSFR.pdf

**Figura B.2:** *Painel superior:* o coeficiente de correlação de Spearman entre as SFR para diferentes  $t_\star$ . Para cada cor temos um tipo de cálculo de SFR e em linha preta contínua temos os valores do coeficiente de Spearman para os perfis radiais de  $\Sigma_{\text{SFR}}$ , que possui o valor de idade que utilizamos para ser nossa escala de tempo de formação estelar ( $t_{SF}$ ) (marcado por uma estrela preta). *Painéis inferiores:* comparação entre as densidades superficiais da SFR utilizando  $t_\star = t_{SF} = 31.62$  milhões de anos, para zonas e *bins* radiais. Em cada painel a linha pontilhada vermelha é o ajuste linear utilizando *OLS bisector*, em azul é o ajuste forçando que o coeficiente angular seja 1 e em preto é a bissetriz ( $x = y$ ). Os números no canto inferior direito de cada painel temos o coeficiente angular, a interceptação da reta com o eixo vertical, e a média quadráticas dos desvios em relação ao ajuste.

nosso  $t_{SF}$  escolhido aumentam e o desvio quadrático diminui. Nos painéis de baixo vemos a correlação entre as densidades superficiais da taxa de formação estelar por zonas e em *bins* radiais, utilizando  $t_\star = t_{SF}$ . Juntamente ao ajuste *OLS* (em vermelho), adiciono um ajuste linear forçando que o coeficiente angular seja 1 (em azul). A relação utilizando os *bins* radiais possuem desvio médio quadrático (*rms*) igual a 0.390, contra 0.465 em torno do ajuste *OLS* para as zonas.

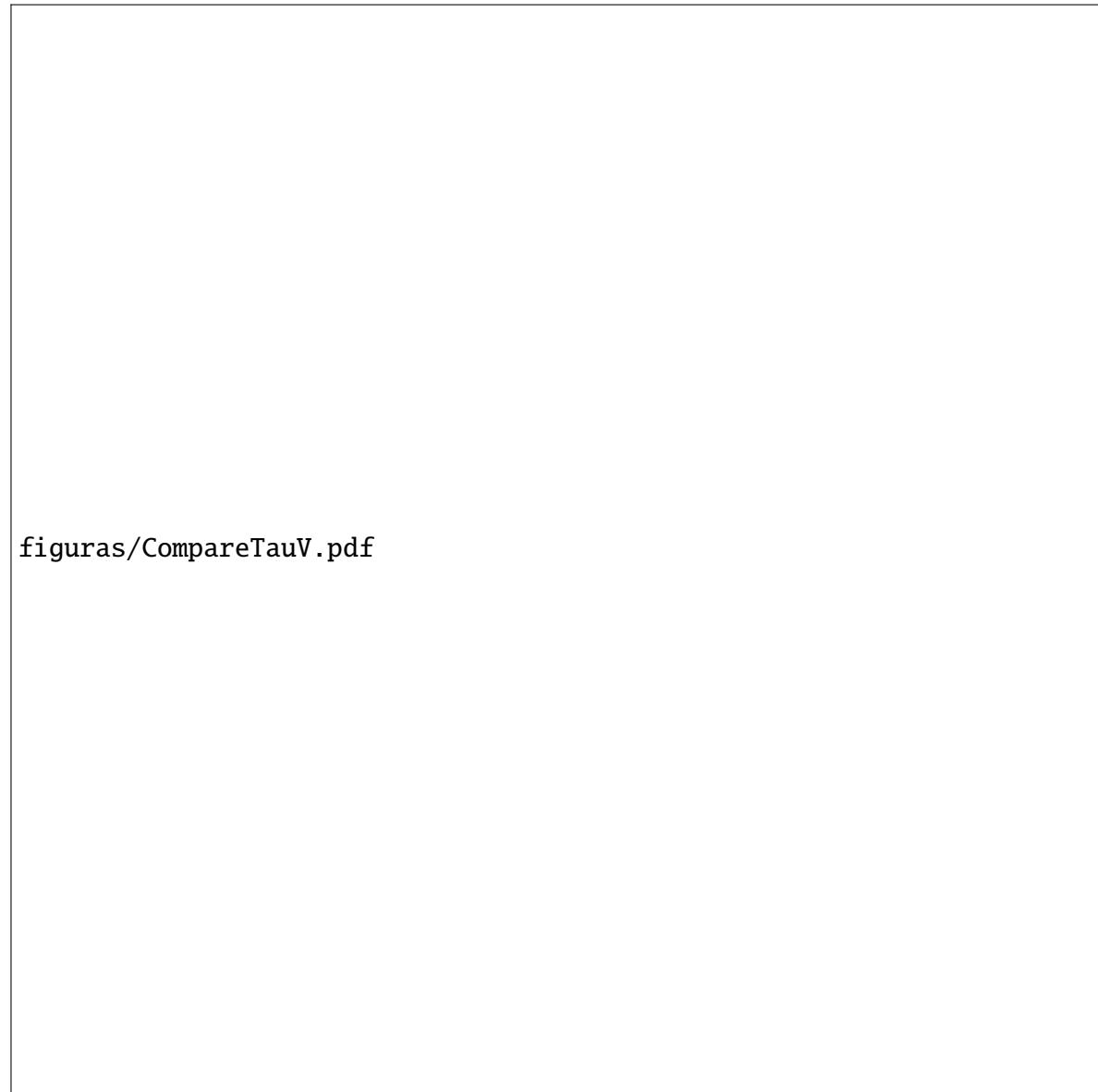
Este procedimento de comparação foi feito também em [Asari et al. \(2007\)](#), no qual os autores encontraram  $t_{SF}$  igual a 25 milhões de anos, para 82302 galáxias do SDSS. A síntese de populações estelares foi realizada utilizando o STARLIGHT, mas com uma diferente IMF. Apesar dessa diferença a concordância entre os resultados é boa.

## B.2 Comparação entre os coeficientes de extinção

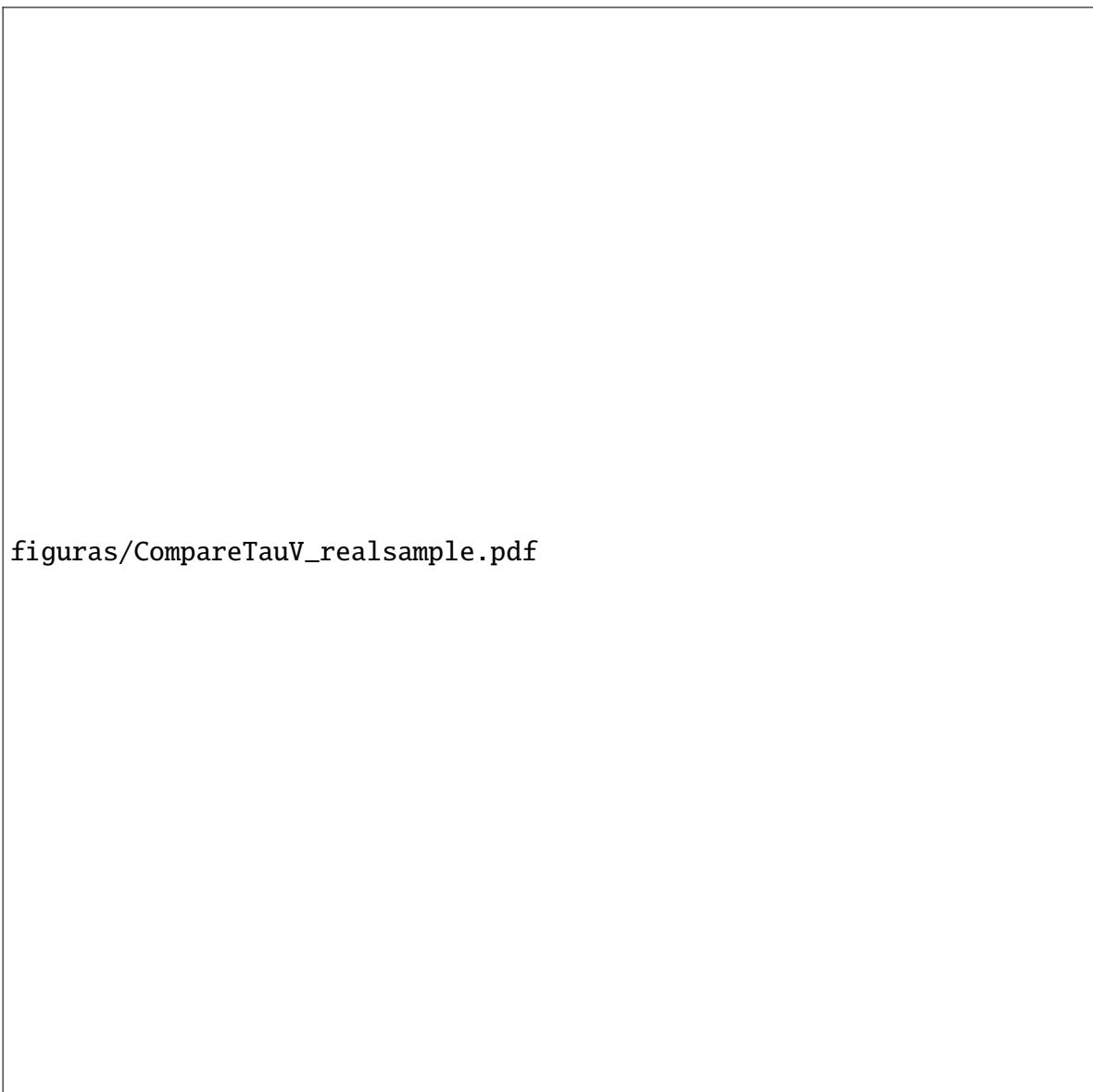
A síntese de populações estelares realizadas pelo STARLIGHT adota o mesmo modelo de extinção por poeira explicado em ??, onde todas as populações são atenuadas pelo mesmo fator  $e^{-\tau_\lambda}$ . Essa simplificação contraria tanto evidências observacionais quanto estudos teóricos, que caminham para um cenário onde populações mais jovens são mais atenuadas pela poeira que populações mais velhas. ?) encontraram evidências diretas de que a extinção em regiões H II é aproximadamente duas vezes maior do que a das estrelas ( $\tau_V^\star \sim 0.44\tau_V^{\text{neb}}$ ). ?) propõem um modelo onde populações jovens são atenuadas por poeira na nuvem de gás que a gerou

e encontram que o coeficiente de extinção das *birth-clouds* (BC) é cerca de 3 vezes maior que do meio interestelar (ISM). ?) através de dados de espectrografia de campo integrado do KINGFISH (?) calculam a densidade superficial de poeira dessas galáxias e chegam a conclusão que o coeficiente de extinção derivados do contínuo estelar não correlaciona com a quantidade total de massa de poeira, diferentemente daquele derivado do decreimento Balmer.

Apesar do modelo de extinção ser o mesmo, o coeficiente calculado por cada um dos procedimentos é diferente, como podemos ver através dos resultados da Fig. B.3. Esta figura apresenta a comparação entre os coeficientes de extinção para zonas e também para os perfis radiais. O coeficiente que vem do STARLIGHT é calculado no processo de ajuste espectral, já o do decreimento de Balmer representa melhor as regiões onde existem os observáveis necessários para seu cálculo, ou seja, regiões onde existam linhas de e , portanto, mais jovens. Verificamos que a medida que vamos sendo mais exigentes quanto aos valores mínimos  $x_Y$ ,  $\tau_V^*$ ,  $\tau_V^{neb}$  e raio para que uma zona seja considerada na comparação, as diferenças entre os dois coeficientes diminui, nos orientando para um caminho que vamos nos aprofundar um pouco melhor no próximo capítulo e que pode nos ajudar a um melhor entendimento do significado de  $\tau_V^*$ . Podemos ver esse efeito na Fig. B.4.



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



`figuras/CompareTauV_realsample.pdf`

**Figura B.4:** Igual a Fig. B.3 mas com a aplicação dos cortes definidos em ??.

## B.3 Comparação entre as metalicidades

### B.3.1 Metais em galáxias - $\langle \log Z_\star \rangle_M$ e $\log(O/H)$

Como citado em ??, com a calibração de M13 temos a metalicidade nebular para aquelas regiões aonde temos medidas para todas as linhas envolvidas no processo (, , e ). Já a metalicidade estelar para cada pixel ( $x, y$ ) é calculada segundo a equação:

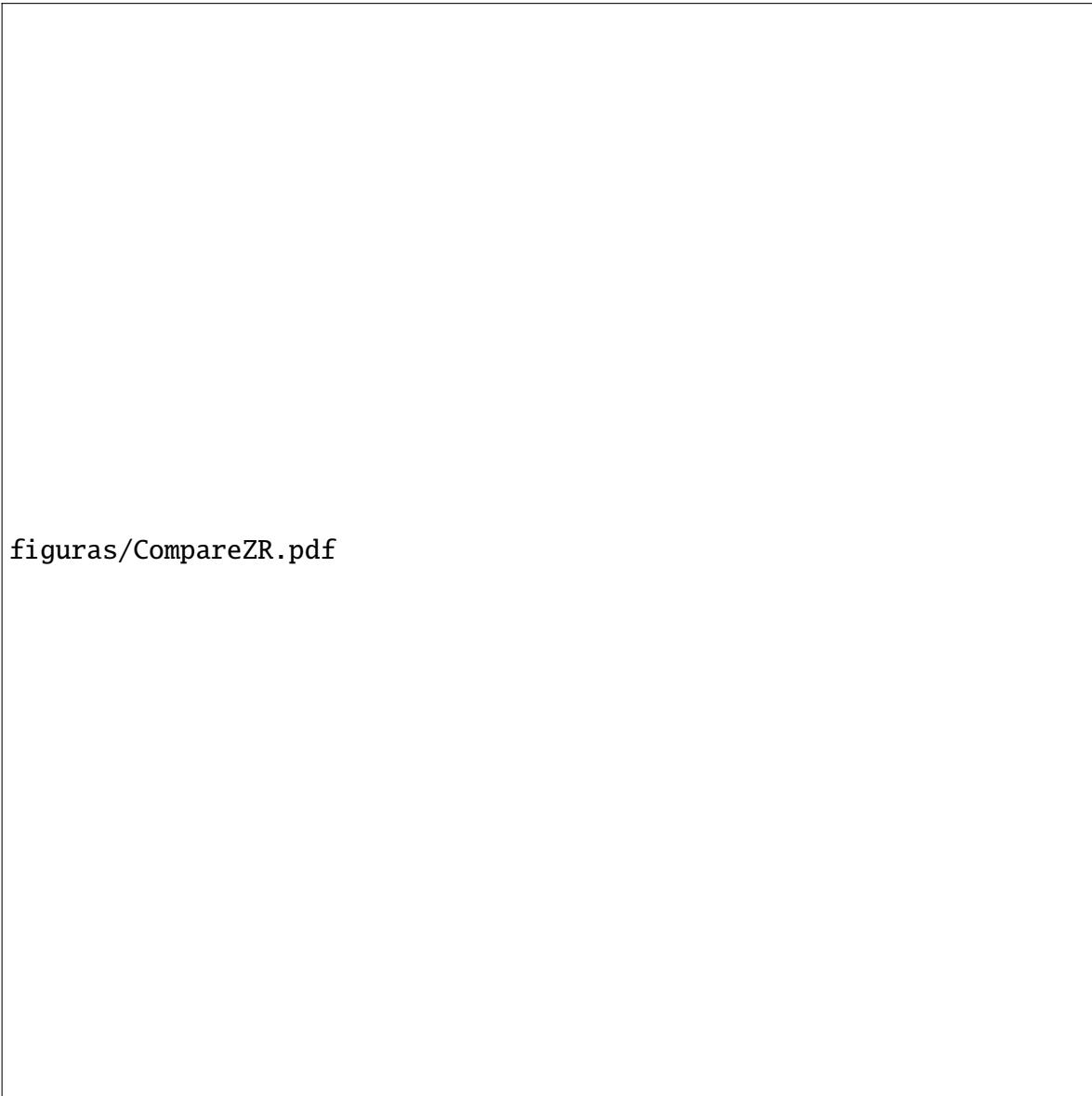
$$\langle \log Z_\star \rangle_{M,xy} = \frac{\sum_{tZ} M_{\star,tZ,xy} \times \log Z}{\sum_{tZ} M_{\star,tZ,xy}}. \quad (\text{B.3})$$

onde  $M_{\star,tZ,xy}$  representa a massa em estrelas com idade  $t$  e metalicidade  $Z$  no pixel  $xy$ .

Na Fig. B.5 vemos em detalhe a comparação entre as metalicidades estelar e nebular para os perfis radiais e das galáxias de nossa amostra. A comparação entre essas duas propriedades deve ser analisada com cuidado, porque estamos tratando de coisas bem diferentes derivadas de maneira completamente diferente, todavia a correlação existe e já foi identificada por diversos artigos (Cid Fernandes et al. 2005; ?; ?; Asari et al. 2007). Stasińska et al. (2006) enfatiza que esse método de derivação de metalicidade nebular utilizando *strong-line methods* são calibrados geralmente em gigantes regiões H II, portanto ainda são necessários estudos sobre os gradientes de metalicidades dentro de galáxias. Ainda sim, vejo uma boa correlação entre as duas medidas. Os valores para zonas possuem muito espalhamento, mas quando verificamos os valores os perfis radiais (e também os valores integrados, embora aqui não demonstrados) vemos que existe uma boa correlação entre as duas com um espalhamento pequeno (em todos os *bins* menor que 0.2 dex). Vemos também que temos uma tendência para que populações na parte mais interna do disco possuam metalicidades mais altas que nas partes externas. Essa discussão é muito interessante e precisa ser muito desenvolvida, mas não faz parte dessa nossa primeira etapa. Entretanto, a conversão de poeira para gás deve ser dependente de metalicidade, portanto, o tema surgirá nas próximas etapas deste trabalho.

### B.3.2 Artigo - Insights on the Stellar Mass-Metallicity Relation from the CALIFA Survey.

No artigo de González Delgado et al. (2014a) (GD14 daqui em diante), cuja versão completa está no Apêndice ??, analisamos a relação entre massa estelar ( $M_\star$  - efeitos globais) e a densidade superficial de massa estelar ( $\mu_\star$  - efeitos locais) com a metalicidade estelar



figuras/CompareZR.pdf

**Figura B.5:** Comparação entre a metalicidade do gás ( $\log (O/H)$ ) e metalicidade média das populações estelares ( $\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ ) calculada para diferentes intervalos de tempo (1, 2, 5, 8, 11.3 e 14.2 bilhões de anos). Em cada gráfico em vermelho o *OLS bisector* e a bissetriz em preto. Novamente em detalhe o coeficiente angular, a interceptação da reta com o eixo vertical, e a média quadráticas dos desvios em relação ao ajuste.

$\langle \log Z_{\star} \rangle_M$ ) de uma amostra de 300 galáxias do CALIFA de todos os tipos morfológicos (desde E a Sd). Tremonti et al. (2004) investigam a mesma relação, embora para a metalicidade do gás ( $Z_{\text{neb}}$ ) e apenas para galáxias SF. Essa relação é conhecida como relação massa-malicidade (*mass-metallicity relation - MZR*). Verificamos que a MZR estelar é mais inclinada e se estende em um intervalo muito maior comparando com aquela utilizando a metalicidade do gás pois esta última nos fornece informações sobre o estado atual do gás e a primeira, sobre toda a história de formação estelar da galáxia.

Sánchez et al. (2013) analisa essa relação para  $\sim 3000$  regiões H II mapeadas em 150 galáxias do CALIFA. Comparando nossos resultados com os obtidos por Sánchez et al. (Fig. 2b em GD14) nestas regiões vemos que eles se distanciam conforme  $M_{\star}$  diminui. Após calcularmos a metalicidade estelar considerando apenas populações jovens ( $t_{\star} \leq 2$  bilhões de anos) vemos que o resultado se aproxima melhor da tendência para as regiões H II.

Utilizando nossa amostra, vemos na Fig. B.6 a relação entre a densidade superficial de massa estelar e a metalicidade nos três painéis de cima (zonas, anéis elípticos e galáxias integradas<sup>1</sup>) e, na mesma sequência, temos a comparação entre a metalicidade nebulosa e estelar. Em cada gráfico aparecem as medianas para as metalicidades estelares calculadas para diferentes intervalos de idades (de 1 a 14 bilhões de anos) de modo a ilustrar a sequência de evolução química inferida a partir da síntese. A figura nos mostra que para mesmos valores de  $\mu_{\star}$  a metalicidade estelar é mais alta para as estrelas mais jovens, o que parece ser um resultado coerente imaginando que o meio onde as novas estrelas nascem vai enriquecendo quimicamente com o passar do tempo, fazendo com que novas estrelas tenham maior metalicidade. A metalicidade nebulosa (marcada com uma linha tracejada preta) parece ser muito menos sensível às regiões mais massivas do que a metalicidade estelar. ?), analisando galáxias com  $z \lesssim 1.6$ , argumentam que esse achamento acontece quando  $M_{\star} \gg M_{\text{gas}}$  ( $f_{\text{gas}} \rightarrow 0$ ; ver Eq. ??), assim a quantidade de oxigênio presa dentro das estrelas (*lock-up fraction*) de baixa massa é da ordem daquela produzida pelas estrelas de alta massa. Os modelos de evolução química evoluíram bastante nos últimos anos (e.g., ????) e esperamos que logo tenhamos melhores resultados nessa área. O tema é muito interessante e tem muito ainda a ser explorado, principalmente quanto aos efeitos locais, quando analisamos esta relação internamente nas galáxias e seus efeitos em parâmetros globais. Sobre o painel abaixo, o que vemos é que a variação da metalicidade estelar é muito maior do que a nebulosa e a correlação entre ambas vai aumentando à medida que vamos de zonas para galáxias integradas. O painel inferior central condensa todos os painéis da Fig. B.5.

---

<sup>1</sup>Neste painel utilizamos a massa total da galáxia ao invés da densidade superficial



figuras/stellar\_muZR\_realsample.pdf

**Figura B.6:** Relação  $\mu\text{ZR}$  para zonas (*painel a*), bins radiais (*painel b*) e galáxias integradas (*painel c*). Os pontos desenhados em cada gráfico representam  $\langle \log Z_\star \rangle_M$  calculado para todas as populações com distintas idades, coloridos pela distância radial (barra de cores em HLR). Cada gráfico possui a mediana da distribuição de  $\langle \log Z_\star \rangle_M$  para diferentes intervalos de população ( $t_\star \leq 1, 2, 5, 8, 11.3$  e  $14.2$  bilhões de anos), além da mediana para  $Z_{\text{neb}}$  ( $\log(O/H)$ ). Comparação  $\langle \log Z_\star \rangle_M$  e  $Z_{\text{neb}}$  seguindo a mesma configuração acima (zonas (*painel d*), raio (*painel e*) e integrados (*painel f*)) com as medianas por diferentes intervalos de população no cálculo de  $\langle \log Z_\star \rangle_M$  também. Seguindo o mesmo padrão de cores para as medianas, abaixo de cada gráfico vemos o coeficiente de correlação de Spearmann entre  $\langle \log Z_\star \rangle_M$  e  $Z_{\text{neb}}$ .

### B.3.3 Artigo - The CALIFA Survey across the Hubble sequence. Spatially resolved stellar population properties in galaxies.

Durante o tempo que estive no IAA tive participação em dois artigos. O segundo deles ([González Delgado et al. 2015](#)) (Apêndice ??) é um artigo onde resolvemos espacialmente as propriedades estelares baseados na síntese com o STARLIGHT para 300 galáxias do CALIFA entre todos os tipos morfológicos. Verificamos que as galáxias mais massivas são mais densas, velhas, mais ricas em metais e menos extinguidas por poeira. Discutimos algumas como as propriedades se comportam em partes distintas da galáxia (bojo e disco) e o quanto essas propriedades variam quando dividimos em classes de massa, idade e tipo morfológico. Galáxias do tipo Sb-Sbc possuem gradientes de  $\langle \log Z_\star \rangle_M$  compatíveis com aqueles medidos para a Via Láctea. Galáxias tipo Sc possuem gradientes mais planos, nos mostrando que a evolução química do disco contribui bastante com a evolução química das galáxias desta classe morfológica. Em uma visão geral, concluímos que o processo de parada de formação estelar<sup>2</sup> é geralmente independente da massa total da galáxia, enquanto metalicidade e a estrutura física da galáxia são influenciadas por processos que são dependentes da massa.

---

<sup>2</sup>Geralmente conhecido como *quenching*.



## **Apêndice C**

### **Artigos publicados**

#### **C.1 Diffuse ionized gas in galaxies across the Hubble sequence at the CALIFA resolution**

Artigo por [Lacerda et al. \(2018\)](#) ([10.1093/mnras/stx3022](https://doi.org/10.1093/mnras/stx3022)). Também disponível em *pre-print* ([arXiv:1711.07844](https://arxiv.org/abs/1711.07844)).



# Diffuse ionized gas in galaxies across the Hubble sequence at the CALIFA resolution

E. A. D. Lacerda<sup>1\*</sup>, R. Cid Fernandes<sup>1</sup>, G. S. Couto<sup>1</sup>, G. Stasińska<sup>2</sup>, R. García-Benito<sup>3</sup>, N. Vale Asari<sup>1</sup>, E. Pérez<sup>3</sup>, R. M. González Delgado<sup>3</sup>, S. F. Sánchez<sup>4</sup>, A. L. de Amorim<sup>1</sup>

<sup>1</sup>Departamento de Física - CFM - Universidade Federal de Santa Catarina, P.O. Box 476, 88040-900. Florianópolis, SC, Brazil

<sup>2</sup>LUTH, Observatoire de Paris, CNRS, Université Paris Diderot; Place Jules Janssen 92190 Meudon, France

<sup>3</sup>Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), P.O. Box 3004, 18080 Granada, Spain

<sup>4</sup>Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, A. P. 70-264, C.P. 04510, México, D.F., México

20 November 2017

## ABSTRACT

We use spatially resolved spectroscopy from the Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA) survey to study the nature of the line emitting gas in galaxies of different Hubble types, focusing on the separation of star-forming (SF) regions from those better characterized as diffuse ionized gas (DIG). The diagnosis is carried out in terms of the equivalent width of H $\alpha$  ( $W_{\text{H}\alpha}$ ). Three nebular regimes are identified. Regions where  $W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$  define what we call the hDIG, the component of the DIG where photoionization is dominated by hot, low-mass, evolved stars. Regions where  $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$  trace SF complexes.  $W_{\text{H}\alpha}$  values in the intermediate 3–14  $\text{\AA}$  range reflect a mixed regime (mDIG) where more than one process contributes. This three-tier scheme is inspired both by theoretical and empirical considerations. Its application to CALIFA galaxies of different types and inclinations leads to the following results: (i) the hDIG component is prevalent throughout ellipticals and S0's as well as in bulges, and explains the strongly bimodal distribution of  $W_{\text{H}\alpha}$  both among and within galaxies. (ii) Early-type spirals have some hDIG in their discs, but this component becomes progressively less relevant for later Hubble types. (iii) hDIG emission is also present above and below galactic discs, as seen in several edge-on spirals in our sample. (iv) The SF/mDIG proportion grows steadily from early- to late-type spirals, and from inner to outer radii. (v) Besides circumventing basic inconsistencies in conventional DIG/SF separation criteria based on the H $\alpha$  surface brightness, our  $W_{\text{H}\alpha}$ -based method produces results in agreement with a classical excitation diagram analysis.

**Key words:** surveys – galaxies: ISM – ISM: general

## 1 INTRODUCTION

Much of what we know about galaxies comes from their optical emission-lines. Measurements of lines like H $\alpha$ , H $\beta$ , [O III]  $\lambda 5007$ , [N II]  $\lambda 6584$  and others allow properties like star formation rates, dust attenuation, gas-phase metallicity, and the presence and intensity of an active nucleus to be estimated through well-known recipes. This approach of converting emission-line data on to astrophysically valuable information has been extensively explored in the context of large surveys like the Sloan Digital Sky Survey (York et al. 2000), producing important results in the quest for a better understanding of galaxy physics. Examples include the relation between the star formation rate and galaxy stellar

mass (Brinchmann et al. 2004), the mass–metallicity relation (Tremonti et al. 2004), connections between AGN power and stellar populations (Kauffmann et al. 2003), and between gas-phase metallicities and star formation histories (Cid Fernandes et al. 2007), to name but a few.

A fundamental caveat of integrated-light (single-fiber) spectroscopy of galaxies is that it effectively treats as a single point source what is in reality a complex system, with physically and structurally different components. Disc and bulge, arm and inter-arm, H II regions and diffuse gas, dusty and clean regions, young and old stars are all mixed in a total spectrum where the parts are no longer recognizable. This simplified view of galaxies is bound to affect estimates of their properties. For instance, when estimating nebular metallicities, one would in principle need to count only the emission-line photons produced in star-forming (SF) re-

\* E-mail: lacerda@astro.ufsc.br

gions, isolating them from those coming from other nebular regimes, like the diffuse ionized gas (DIG), or photoionization by an active nucleus or old stars. Similarly, estimates of the dust attenuation and star formation rate from a single spectrum forcefully neglect variations in dust content across the face of galaxies. A proper assessment of these effects is important to better understand the precise meaning of (and potential biases in) properties derived from integrated-light data.

As a starting step towards this goal, this paper takes advantage of integral field spectroscopy from the CALIFA survey (Sánchez et al. 2016) to study the importance and characteristics of the DIG in different regions of galaxies of all types. The complete coverage in terms of Hubble types and inclinations makes CALIFA ideal for a first general exploration of the DIG in galaxies of the local Universe, even though its spatial resolution does not allow for a detailed description of the different interstellar medium (ISM) components. Imaging spectroscopy of galaxies with higher spatial resolution is developing (e.g., Sánchez et al. 2015; Vogt et al. 2017; Rousseau-Nepton et al. 2017) but the data available so far cover too few objects for an overall study as the one presented here.

The DIG was first detected in the Galactic disc through faint emission-lines outside the classical H II regions (Reynolds 1971). Observations of edge-on spiral galaxies using deep H $\alpha$  imaging (Dettmar 1990; Hoopes et al. 1996, 1999) showed the existence of DIG not only in the vicinity of H II regions but also at large distances above galaxy planes. By studying 109 H I selected galaxies in the SINGS survey, Oey et al. (2007) came to the conclusion that diffuse H $\alpha$  emission is present in galaxies of all types and represents about 60 per cent of the total H $\alpha$  emission, irrespective of the galaxy Hubble type or total star formation rate.

Radiation from massive OB stars leaking out from H II regions is a commonly advocated ionization source for the DIG (see review by Haffner et al. 2009). However, the existence of additional/alternative sources is required by the increase of [N II]/H $\alpha$ , [S II]/H $\alpha$ , and [O III]/H $\beta$  with galactic height found in many galaxies.

Such features cannot be reproduced with models of photoionization by hot, massive stars, even taking into account the hardening of the ionizing radiation due to intervening absorption (Hoopes & Walterbos 2003). The most commonly invoked sources of additional ionization/heating are shocks (Collins & Rand 2001a), turbulent mixing layers (Slavin et al. 1993; Binette et al. 2009), magnetic reconnection, cosmic rays or photoelectric emission from small grains (Reynolds et al. 2001), and hot low-mass evolved stars (HOLMES; Flores-Fajardo et al. 2011). HOLMES have also been invoked as the ionization source of the weak emission-lines in retired galaxies (Stasińska et al. 2008 and Cid Fernandes et al. 2011, hereafter CF11). These are systems that have stopped forming stars and are ionized by their hot, old stellar populations, producing LINER-like emission-line ratios, a phenomenon that is common in both ellipticals and in bulges of spiral galaxies (Sarzi et al. 2010; Gomes et al. 2016a; Belfiore et al. 2016).

Regardless of what powers the DIG, its nebular regime differs from that in H II regions, with lower densities, lower ionization parameters, and higher electron temperatures.

Failure to account for its contribution may thus lead to biases in the derived properties of galaxies.

In the literature, DIG and SF regions are separated on the basis of the H $\alpha$  surface brightness,  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ . This is a natural criterion, since the H $\alpha$  surface brightness is directly related to the density of the ionized gas. Zhang et al. (2017), for instance, use  $\Sigma_{\text{H}\alpha} > 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{kpc}^{-2}$  to ‘select reliable H II-dominated spaxels’. In other studies, the criterion is not a simple  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  threshold, but still based on  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  (see discussions in Zurita et al. 2000, Oey et al. 2007, and Vogt et al. 2017). This intuitively valid approach is however not fully adequate. As argued in this paper, separating SF and DIG regions on the basis of  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  is conceptually incorrect, and may lead to inconsistent results under certain circumstances. Furthermore,  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  gives no clue as to the nature of the DIG emission.

These drawbacks are solved with a simple diagnostic based on the equivalent width of H $\alpha$  ( $W_{\text{H}\alpha}$ ). As shown in this paper,  $W_{\text{H}\alpha}$  correctly tracks the qualitative differences inherent to the SF and DIG regimes, and is also capable of identifying the component of the DIG corresponding to gas predominantly ionized by HOLMES, the hDIG, in an observationally simple and physically sound fashion. The nature of the remaining (neither HOLMES nor SF-dominated) DIG emission is most probably a mixture of processes, and will hereafter be dubbed mDIG, where the ‘m’ stands for ‘mixed’.

This paper is organized as follows. Section 2 describes the data and processing steps. Section 3 presents our  $W_{\text{H}\alpha}$ -based method to separate DIG from SF spaxels, and to distinguish the mDIG and hDIG components. Section 4 applies the method to CALIFA data to study hDIG/mDIG/SF fractions and the nature of extraplanar DIG emission in edge-on systems. Comparisons with  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ -based methods and a classical excitation diagram analysis are also presented. Finally, Section 5 highlights our main findings.

## 2 DATA

The spatially resolved 3650–6850 Å spectra covering the whole optical extent of relatively nearby galaxies gathered by CALIFA (Sánchez et al. 2012, 2016; Husemann et al. 2013; García-Benito et al. 2015) provide a suitable data set to address the issues raised above. We use the COMBO data cubes, obtained by merging the observations with the two grisms used by CALIFA. The spectral resolution is 6 Å in full width at half-maximum, the field of view is slightly over 1 arcmin<sup>2</sup>, and the spaxel size is 1 × 1 arcsec<sup>2</sup>, but the spatial resolution is ∼2.5 arcsec. At the distance of our sources (20–123 Mpc), this corresponds to 0.2–1.5 kpc (0.8 kpc on the median).

Our working sample contains 391 galaxies, morphologically distributed as follows: 57 ellipticals, 47 S0–S0a, 62 Sa–Sab, 67 Sb, 70 Sbc, and 88 Sc or later. These same six bins in galaxy morphology will be used to evaluate how the SF, mDIG, and hDIG components vary across the Hubble sequence. Morphologically distorted systems (such as those studied by Wild et al. 2014; Barrera-Ballesteros et al. 2015a,b; Cortijo-Ferrero et al. 2017a,b) were discarded from the analysis. Besides its diversity in Hubble types, the sample also covers inclination angles from edge-on to face-on.

All data cubes were processed through the PyCASSO<sup>1</sup> pipeline described in Cid Fernandes et al. (2013) and de Amorim et al. (2017). Briefly, after masking artefacts, foreground sources, and low signal-to-noise ( $SN$ ) regions, the data cubes are binned into Voronoi zones gauged to reach an  $SN$  of 20 or more in the continuum around 5635 Å. Our sample contains 307958 zones ( $\sim 800$  per galaxy). These zone spectra are then processed through the STARLIGHT code (Cid Fernandes et al. 2005), obtaining a model  $M_\lambda$  for the stellar continuum. Previous papers using this pipeline concentrated on the analysis of the spatially resolved properties of the stellar populations as deduced from the spectral fits (Pérez et al. 2013; González Delgado et al. 2014, 2015, 2016, 2017). Instead, this paper focuses on emission-line properties.

Emission-line fluxes are measured with the SHERPA IFU line fitting software (SHIFU; García-Benito et al. 2017), based on CIAO’s SHERPA package (Freeman et al. 2001; Doe et al. 2007) by fitting single Gaussians to the  $R_\lambda = O_\lambda - M_\lambda$  residual spectra obtained after subtracting the STARLIGHT fit ( $M_\lambda$ ) from the observed spectrum ( $O_\lambda$ ). These can be delicate measurements in the cases where lines are weak, as it is often the case with H $\beta$ . This study deals almost exclusively with H $\alpha$ , whose flux is much less affected by uncertainties. Indeed, the median  $SN_{H\alpha}$  is 16 over all our zones, and in only 5 per cent of the cases  $SN_{H\alpha} < 1$ .

Fig. 1 shows SDSS stamps along with our CALIFA-based  $\Sigma_{H\alpha}$  and  $W_{H\alpha}$  maps for a selection of galaxies in our sample. Dotted ellipses mark the distance to the nucleus ( $R$ ), measured along the major axis of ellipses defined on the basis of the spatial moments of the continuum flux in the (rest-frame)  $5635 \pm 45$  Å continuum. We measure  $R$  in units of the half-light radius (HLR), measured in the same continuum window around  $\lambda = 5635$  Å. As illustrated by the studies of Pérez et al. (2013), Sánchez et al. (2014), and González Delgado et al. (2016), the HLR is a convenient metric for comparing galaxies of different sizes. For our galaxies,  $HLR = 3.9 \pm 1.7$  kpc (mean  $\pm$  dispersion). In spirals, one may generally associate  $R > 1$  HLR with the disc and  $R < 0.5$  HLR with the bulge. The meaning of  $R$  becomes ambiguous for highly inclined systems, a limitation that does not affect our main results.

The constant patches in the example  $\Sigma_{H\alpha}$  and  $W_{H\alpha}$  maps in Fig. 1 correspond to the Voronoi zones used to ensure reliable continuum spectra to be processed through STARLIGHT. As seen in the figure, these are always located in the fainter, outer parts of our galaxies. Within  $R < 1$ , HLR over 97 per cent of the individual spaxels have  $SN > 20$ , and so no spatial binning is performed. Of the 307958 spectra in our sample, 274534 (89 per cent) correspond to single spaxels. The remaining ones correspond to Voronoi zones containing six spaxels in the median.

Part of the analysis that follows is based on the statistics of  $W_{H\alpha}$  among the spectra in our sample. The variable size of our extractions introduces some distortion in these statistics, since a large zone counts the same as one containing a single spaxel. The effects of this distortion will be discussed below, but we anticipate that they do not affect the main results reported in this paper.

<sup>1</sup> Python CALIFA STARLIGHT Synthesis Organizer

### 3 $W_{H\alpha}$ AS A DIAGNOSTIC OF THE NEBULAR REGIME: SFc, mDIG, AND hDIG

We wish to devise a method to characterize the dominant nebular regime in the various galaxy regions, one that is able to distinguish SF- from DIG-dominated zones, and also to differentiate DIG components. The ulterior goal of establishing such a taxonomical scheme is to provide a basis for other studies. With a solid classification scheme, one can, for instance, perform a comparative study of the physical properties (say, dust content or stellar populations) associated with these components of the ISM, or evaluate possible biases resulting from the mix of different nebular regimes in single-fibre (one spectrum per galaxy) observations.

Given that our spatial resolution of  $\sim 0.8$  kpc exceeds the physical scale of H II regions (even giant ones like 30 Dor or NGC 604, which are typically 0.1–0.3 kpc across, e.g.; González Delgado & Pérez 2000), SF regions in our data are bound to contain diffuse gas emission. Naturally, this mixture is even stronger in regions spatially binned into Voronoi zones. To convey this relevant fact in our nomenclature, we will hereafter use the term star-forming complexes (SFc) to refer to regions that contain H II regions, but inevitably mixed with DIG emission in our data. A more precise definition is that our SFc are the zones with a larger SF/DIG ratio. Note that our SFc are not even necessarily *dominated* by star formation, but simply contain a good proportion of SF-powered line emission. This relative, ranking-based scale is implicit in all that follows.

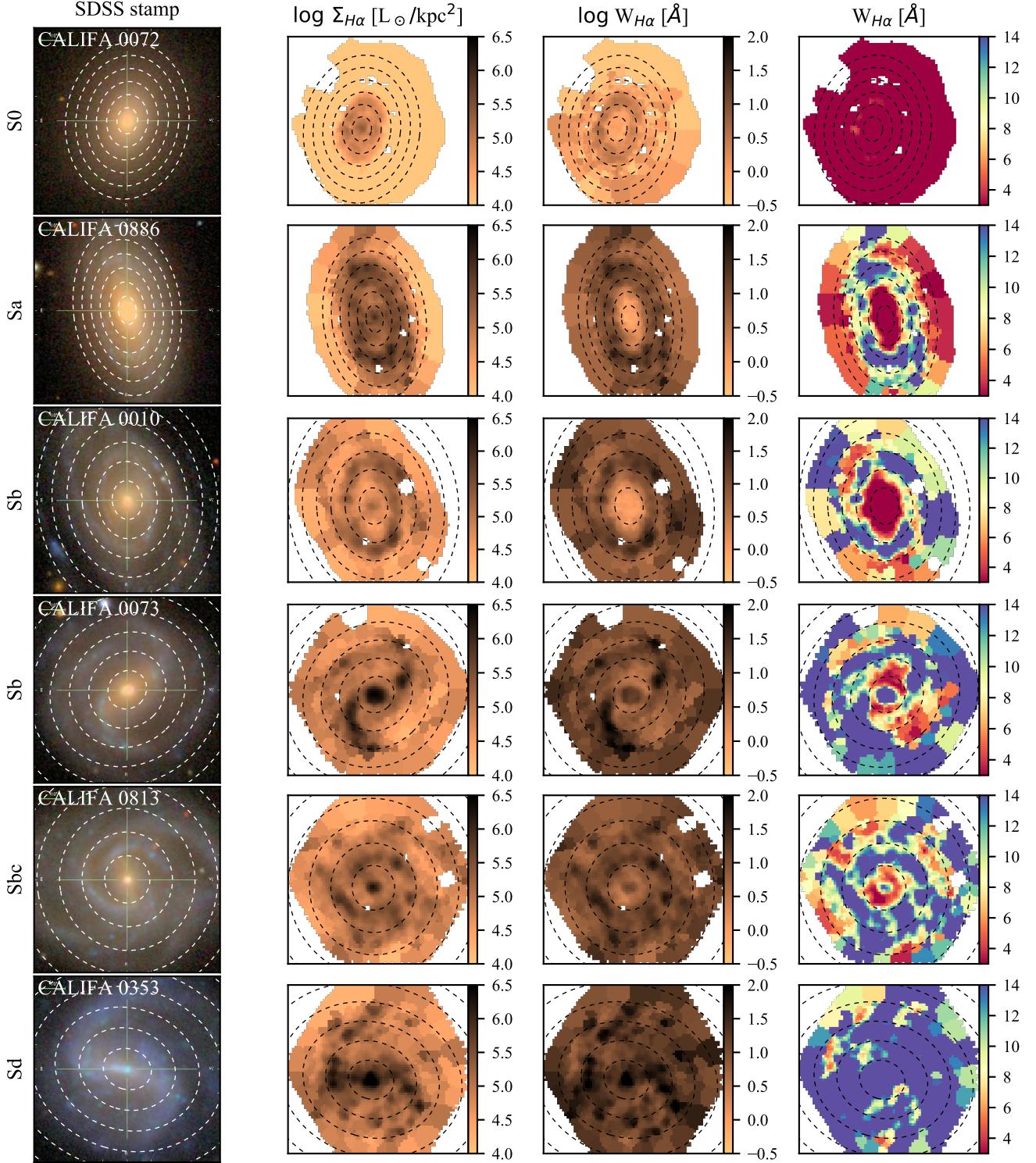
#### 3.1 Rationale for a $W_{H\alpha}$ -based SF/DIG separator

Previous work favours the use of the H $\alpha$  surface brightness ( $\Sigma_{H\alpha}$ ) as a means to separate the DIG from SF regions. For instance, in a recent study, Zhang et al. (2017) claim that, for MaNGA Bundy et al. (2015) data, a  $\Sigma_{H\alpha} > \Sigma_{H\alpha}^{\text{SF,min}} = 10^{39}$  erg s $^{-1}$  kpc $^{-2}$  criterion selects reliable SF-dominated spaxels.

We prefer to distinguish SF from DIG on the basis of the equivalent width of H $\alpha$ . A simple thought experiment suffices to demonstrate that  $W_{H\alpha}$  offers a more suitable way to distinguish DIG from SF regions than  $\Sigma_{H\alpha}$ .

Consider combining the emission of two identical DIG-dominated cubic volume elements, each of area  $A$  and emitting a flux  $F_{H\alpha} = A \times \Sigma_{H\alpha}$ . As is appropriate for diffuse gas, suppose also the medium is optically thin to the H $\alpha$  photons, so that one sees the whole volume. Clearly, this DIG + DIG operation should not alter the identification of the nebular regime in the combined element, which should still be identified as DIG. Seen side by side, the joint surface brightness of the two elements will also be  $\Sigma_{H\alpha}$  (twice the flux over twice the area). If, however, the two cubes were to be placed along the same line of sight, one would see twice the H $\alpha$  flux over the same area  $A$ , and hence a doubling of the surface brightness. A  $\Sigma_{H\alpha}$ -based criterion will thus lead to a DIG + DIG = SF logical inconsistency if the original elements are brighter than half the chosen  $\Sigma_{H\alpha}^{\text{SF,min}}$  threshold. A  $W_{H\alpha}$ -based criterion, on the other hand, would lead to a consistent DIG classification independent of how the merged element is seen, as the final equivalent width is the same as that of the original elements.

As shown in Section 4.3, the difference between  $\Sigma_{H\alpha}$  –



**Figure 1.** SDSS stamps,  $\Sigma_{H\alpha}$ , and  $W_{H\alpha}$  maps for example galaxies in CALIFA. Images on the right show  $W_{H\alpha}$  maps saturated at 3 and 14 Å, highlighting the proposed classification of hDIG, mDIG, and SFc. Dashed elliptical rings mark radial distances to the nucleus of  $R = 0.5, 1.0, 1.5, \dots$  in units of the galaxy's half-light radius (HLR). Empty patches mask foreground sources and other artefacts.

and  $W_{\text{H}\alpha}$ -based criteria is particularly important in bulges, whose geometrically long path lengths may lead to  $\Sigma_{\text{H}\alpha} > \Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$  even in the absence of SF.

A further and independent argument in favour of a  $W_{\text{H}\alpha}$ -based criterion is that properties such as colours, stellar mass density, gas content, and others show a radial dependence in galaxies, so a criterion based on a fixed threshold is likely not appropriate for all the regions of a galaxy. In particular, in the case where the DIG emission is powered by HOLMES, the approximately constant ratio of ionizing photons per unit mass of old stellar populations implies a  $W_{\text{H}\alpha}$  of the order of 1 Å (Binette et al. 1994; CF11; Belfiore et al. 2016), independently of the total line fluxes involved, so that one may well have  $\text{H}\alpha$ -bright HOLMES-powered regions (the hDIG) mistakenly classified as SF with a  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ -based criterion. Conversely, faint SF regions may be misclassified as DIG because of a low  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ .

In both arguments, it is the extensive nature of  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  that makes it prone to confusing DIG and SF regions.  $W_{\text{H}\alpha}$ , in contrast, is an intensive property<sup>2</sup>, and one that passes the two consistency tests posed above.

### 3.2 The observed distribution of $W_{\text{H}\alpha}$ and the hDIG component

Having made the case for a  $W_{\text{H}\alpha}$ -based characterization of DIG regions, this section presents empirical evidence that guides the implementation of  $W_{\text{H}\alpha}$  thresholds to separate SF from DIG, and to identify the HOLMES-dominated component.

The observed distribution of  $W_{\text{H}\alpha}$  among and within galaxies offers valuable insight on this issue. Fig. 2 shows  $W_{\text{H}\alpha}$  histograms for  $\sim 300k$  zones from the 391 CALIFA data cubes in our sample. The top panels show the result for the full sample, while the other rows split the sample by morphological types, from ellipticals in the second row to Sc and later in the bottom. Histograms in the left column count all zones, whereas columns to the right show results for different radial regions:  $R < 0.5$ ,  $0.5\text{--}1$ , and  $> 1$  HLR.

The global distribution (top-left panel) is strongly bimodal, with a low  $W_{\text{H}\alpha}$ -population peaking at  $W_{\text{H}\alpha} \sim 1$  Å and a higher one at  $\sim 14$  Å. This behaviour is remarkably similar to that seen in SDSS galaxies (Bamford et al. 2008; CF11). Previous spatially resolved studies based on both CALIFA (Morisset et al. 2016) and MaNGA data (Belfiore et al. 2016, 2017) have also identified this bimodality in  $W_{\text{H}\alpha}$ .

The relative amplitudes of the two peaks in the  $W_{\text{H}\alpha}$  distribution are sensitive to the spatial binning scheme. Without Voronoi binning, and restricting the analysis to the

<sup>2</sup> The qualifications ‘intensive’ and ‘extensive’ are used here in analogy with their thermodynamic connotation: intensive properties do not depend on the size or mass of a system (the column projected in a spaxel, in our case), whereas extensive properties are additive. The juxtaposition, either in 3D or just in projection, of two identical volume elements, each emitting a line flux  $F$  and a continuum flux density  $C$  over an area  $A$ , results in a  $W = 2F/2C$  equivalent width identical to that of the individual elements, so that  $W$  is an intensive property. On the other hand, one now has twice the flux exiting the same area, so that  $\Sigma = 2F/A$  equals the sum of the individual  $\Sigma$ ’s. In this sense, surface brightness behaves as an extensive property.

inner 2 HLR to eliminate the noisiest spectra, we find that the high- $W_{\text{H}\alpha}$  population at  $R > 1$  HLR increases by about a factor of 3 with respect to that seen in the top right panel of Fig. 2. This increase comes almost exclusively from galaxies of Hubble type Sb or later. The low- $W_{\text{H}\alpha}$  peak, on the other hand, changes by just  $\sim 20$  per cent. The bimodality, however, is preserved. Indeed, two-Gaussians fits to the pixel and zone-based distributions identify similar components, with peaks centred at  $\sim 1$  and 14 Å in both cases.

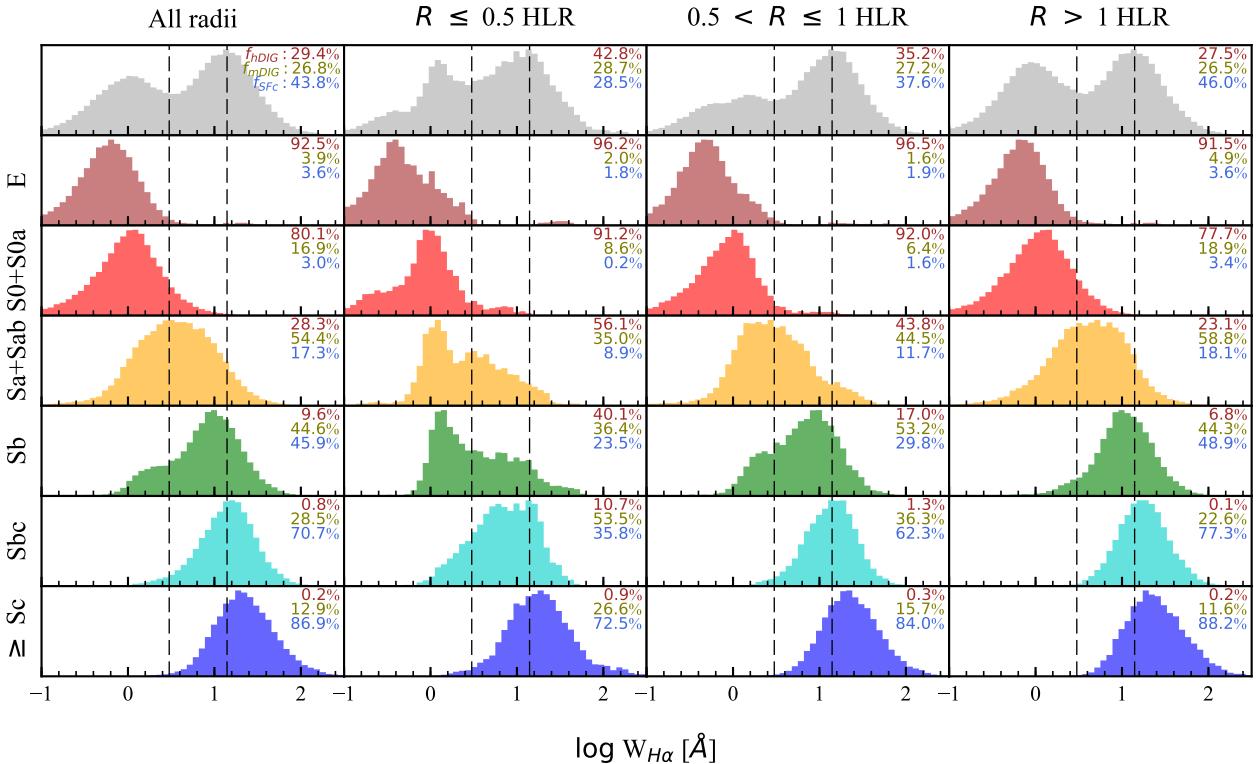
We interpret the low- $W_{\text{H}\alpha}$  population as representing gas photoionized by HOLMES. To test this, we followed the methodology in CF11 by computing the ratio  $\xi$  between the observed  $\text{H}\alpha$  luminosity and that predicted from the ionizing photons produced by populations older than  $10^8$  yr (inferred from the STARLIGHT analysis). Since the stellar population models used in our STARLIGHT fits (González Delgado et al. 2005; Vazdekis et al. 2010) do not extend to  $h\nu > 13.6$  eV, we have borrowed the number of ionizing photons from Bruzual & Charlot (2003) for a Salpeter initial mass function and Girardi et al. (2000) tracks. As discussed in CF11, different sets of models lead to systematic differences of 0.2–0.5 dex in the predicted ionizing fluxes. Fig. 3 shows  $\xi$  as a function of  $W_{\text{H}\alpha}$ , with histograms colour-coded by our hDIG/mDIG/SFc classification. We find that  $\xi$  is indeed of the order of 1 for zones in the low- $W_{\text{H}\alpha}$  peak. Hence, despite all uncertainties involved in this computation (CF11; Belfiore et al. 2016; Morisset et al. 2016), the end result corroborates the interpretation that HOLMES are responsible for the low- $W_{\text{H}\alpha}$  population.

The correspondence of this interpretation with the concept of retired galaxy put forth by Stasińska et al. (2008) is evident. These are systems that have stopped forming stars long ago and whose ionizing photon budget is dominated by hot post-asymptotic giant branch stars and white dwarfs, leading to  $W_{\text{H}\alpha}$  values of the order of  $\sim 1$  Å. Furthermore, the minimum seen at  $W_{\text{H}\alpha} \sim 3$  Å coincides with the threshold proposed by CF11 to distinguish retired galaxies from those where SF or AGN activity dominates the line emission. We thus claim that  $W_{\text{H}\alpha} < 3$  Å regions should be treated as HOLMES-ionized gas, the hDIG, a sub-type of DIG emission.

The breakdown of the  $W_{\text{H}\alpha}$  distribution by Hubble type in Fig. 2 suggests that the bimodality is always present, but the proportion of the low- to high- $W_{\text{H}\alpha}$  populations shifts with morphology: early-type galaxies are overwhelmingly dominated by values around the  $\sim 1$  Å peak, well within the hDIG regime, while in late-type spirals it is the higher  $W_{\text{H}\alpha}$  population that dominates.

The radial dependence of the  $W_{\text{H}\alpha}$  distribution offers further insight. The second to last columns in Fig. 2 show that the hDIG population is evenly spread in  $R$  for early-type galaxies, confirming earlier CALIFA-based studies by Kehrig et al. (2012), Singh et al. (2013), and Gomes et al. (2016b), as well as the MaNGA-based analysis by Belfiore et al. (2016, 2017). Among Sb and later type spirals, on the other hand, the hDIG is evidently concentrated in the central regions of galaxies. To put this in numbers, 82 per cent of the  $W_{\text{H}\alpha} < 3$  Å points in the 225 Sb or later type galaxies are located within  $R < 1$  HLR.

We interpret this higher incidence of hDIG zones in the central regions of galaxies as a corollary of the prevalence of old stellar populations in galaxy bulges. The ionizing photon



**Figure 2.** Distribution of  $W_{\text{H}\alpha}$  among 307 958 zones of 391 CALIFA galaxies. Different rows show the breakdown of this distribution by Hubble type, from ellipticals (second row) to Sc and later (bottom). Results for the whole sample are shown in the top row. Histograms in the left-hand panels count all zones, while the others select different ranges in radius: the inner 0.5 HLR (second column),  $R = 0.5\text{--}1$  HLR (third), and outwards of 1 HLR (fourth). Vertical dashed lines mark the hDIG/mDIG and mDIG/SF frontiers at 3 and 14 Å respectively. Labels on the top right of each panel list the fraction of the  $\text{H}\alpha$  flux associated with the hDIG, mDIG, and SF components (averaged over galaxies in each panel).

budget in these retired bulges is dominated by HOLMES, as any relevant contribution from other sources would raise their observed  $W_{\text{H}\alpha}$  to larger values.

Conversely, the low incidence of  $W_{\text{H}\alpha} < 3$  Å zones at large  $R$  in spirals indicates that pure hDIG emission is not a statistically relevant component of the DIG that permeates the space between SF regions in galaxy disks. This is not meant as a general conclusion, as Fig. 2 itself suggests that HOLMES may explain a substantial part of the disc emission in Sa–Sab galaxies. Among Sb and later type systems, however, hDIG-dominated disc zones are rare.

The motivation to introduce the hDIG category is thus firmly rooted on both observational and theoretical arguments. This well-understood component of the DIG becomes dominant whenever old stellar populations are the most relevant source of ionizing photons.

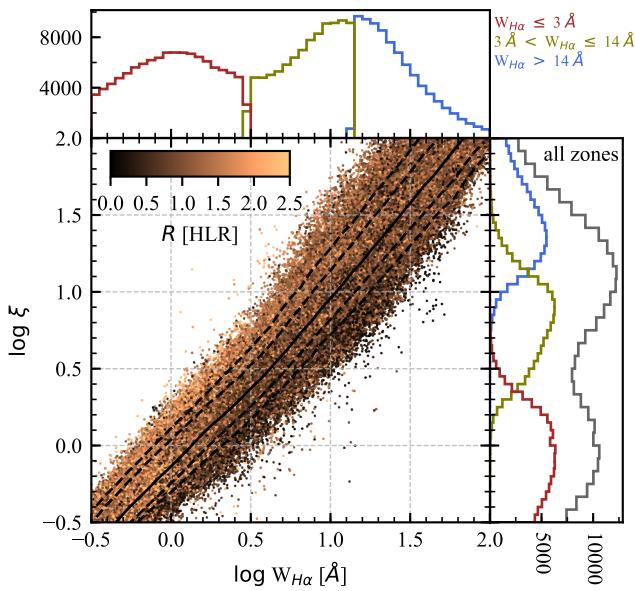
We close this section by noting that experiments were carried out to investigate to which extent galaxy inclination affects the  $W_{\text{H}\alpha}$  distributions depicted in Fig. 2. This was done by first eliminating E and S0's and then splitting the sample into bins in minor-to-major axis ratio  $b/a$  (measured as explained in de Amorim et al. 2017). No major effect is found. The only noteworthy trend identified is that for zones within  $R < 0.5$  HLR, the histograms tend to shift

towards smaller  $W_{\text{H}\alpha}$  (by  $\sim 0.2\text{--}0.3$  dex on the median) as one goes from edge-on to face-on viewing angles, a tendency that is understood as a simple projection effect. While face-on views of these inner regions sample the bulge, with its characteristic hDIG emission, as the inclination increases, parts of the disc and get projected upon the bulge, resulting in a mixture of hDIG and SF zones. Thus, as for the Voronoi binning effects discussed above, inclination effects do not erase the fundamental dichotomy between these two nebular regimes.

### 3.3 Identification of hDIG, mDIG, and SFc components

Unlike the low- $W_{\text{H}\alpha}$  regions, which can be safely associated with an hDIG regime, zones belonging to the high- $W_{\text{H}\alpha}$  population cannot be unequivocally tagged as SFc. Sure enough, SFc are among those with  $W_{\text{H}\alpha} > 3$  Å, but this population includes other processes too. In particular, diffuse gas powered by ionizing radiation leaking from H II regions is also part of this population, with a ratio of ionizing photons per unit stellar mass leading to  $W_{\text{H}\alpha}$  values above those typical of the HOLMES-dominated regime.

Though the whole  $W_{\text{H}\alpha} > 3$  Å population ultimately



**Figure 3.** Ratio between the observed H $\alpha$  luminosity and that predicted from populations older than  $10^8$  yr ( $\xi$ ) as a function of  $W_{\text{H}\alpha}$ . Points are colour-coded by the radial distance to the nucleus (in units of HLR). The histograms of  $\xi$  and  $W_{\text{H}\alpha}$  are colour-coded as hDIG/mDIG/SFc (red/yellow/blue), showing that low- $W_{\text{H}\alpha}$  regions are compatible with ionization by HOLMES ( $\xi \sim 1$ ).

comprises a mixture of regimes, it is useful to sub-divide it into mDIG and SFc classes in order to identify zones where SF is comparatively more important. There is no conspicuous boundary that cleanly separates SFc from mDIG in terms of  $W_{\text{H}\alpha}$ , however. Indeed, the continuous, unimodal behaviour of the  $W_{\text{H}\alpha} > 3$  Å population in Fig. 2 is not suggestive of sub-populations, but of a continuous distribution. In the absence of a clear-cut criterion, we place the mDIG/SFc division at  $W_{\text{H}\alpha} = 14$  Å, coinciding with the peak of the high  $W_{\text{H}\alpha}$  population in the histograms in Fig. 2.

Our final hDIG/mDIG/SFc classification scheme thus becomes

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

The reader should take note of a marked conceptual asymmetry in these definitions. While the mDIG/hDIG frontier at 3 Å is based on a firm theoretical understanding of the nature of the hDIG population, fully corroborated by the bimodal distribution of  $W_{\text{H}\alpha}$ , nothing of the sort can be said about the mDIG/SFc division. All that can be said about regions above the  $W_{\text{H}\alpha} = 14$  Å limit is that they have a higher proportion of SFc than those below it. This scheme should thus be used with the understanding that our mDIG regions may well host some star formation, and that  $W_{\text{H}\alpha} > 14$  Å does not isolate pure SF regions. Bona fide giant H II regions, those that are the basis of any emission-line study of galaxies, have  $W_{\text{H}\alpha}$  an order of magnitude larger (McCall et al. 1985; Garnett & Shields 1987; Kennicutt &

Garnett 1996; Luridiana & Peimbert 2001; Bresolin et al. 2004), but these are heavily diluted at our resolution.

The rightmost panels in Fig. 1 show  $W_{\text{H}\alpha}$  maps with a colour scheme designed to saturate at  $< 3$  and  $> 14$  Å. hDIG regions are thus depicted in red and SFc ones in blue, with intermediate colours used to trace the 3–14 Å mDIG range. The S0 galaxy at the top of the plot exemplifies the dominance of the hDIG component amongst early-type galaxies, as previously inferred from their  $W_{\text{H}\alpha}$  histograms in Fig. 2. The prevalence of this same component in bulges is also illustrated in this figure, particularly in the cases of CALIFA 0886 (NGC 7311) and 0010 (NGC 0036). As expected, SFc become increasingly important as one moves down the Hubble sequence (top to bottom in Figs. 1 and 2).

The reader is referred to Sánchez et al. (2015) for an example of a  $W_{\text{H}\alpha}$  map obtained under much higher spatial resolution. Their MUSE-image of the spiral galaxy NGC 6754 shows a plethora of SFc, embedded in a smoother medium with mDIG-like  $W_{\text{H}\alpha}$  values that permeates the whole disc.

## 4 DISCUSSION

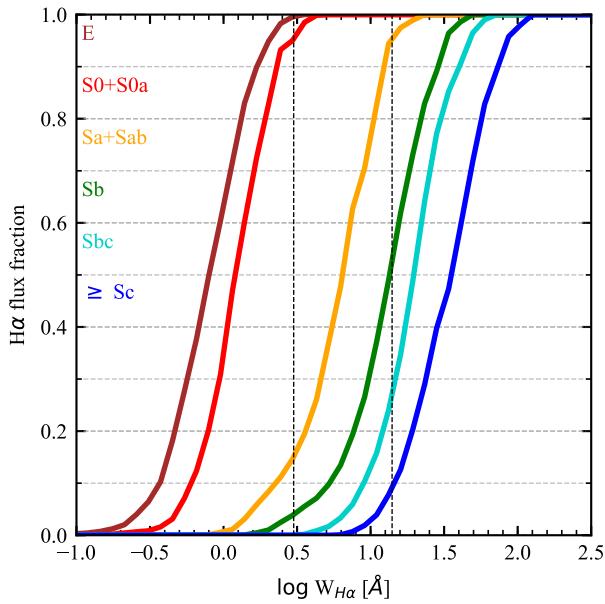
The theoretically and empirically inspired set of criteria to identify hDIG, mDIG, and SFc in galaxies serves a variety of purposes. In this section, we apply them to our CALIFA data with the specific goals of (i) estimating the relative strengths of hDIG, mDIG, and SFc components in galaxies across the Hubble sequence (Section 4.1), (ii) studying the nature of extraplanar diffuse line emission in edge-on systems (Section 4.2), (iii) comparing results obtained with our method with those derived with a  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ -based SF/DIG separation scheme (Section 4.3), (iv) investigating the possibility of differentiating SF and DIG regimes with density-sensitive line ratios (Section 4.4), (v) testing the consistency of our criteria with a classical diagnostic diagram analysis (Section 4.5), and (vi) investigating the mDIG mixture (Section 4.6). We close with a discussion of caveats involved (Section 4.7).

### 4.1 The relative strengths of the hDIG, mDIG, and SFc components

One of the questions that can be addressed with the classification proposed above is what are the relative strengths of the hDIG, mDIG, and SFc components, and how these proportions vary as a function of Hubble type. This issue bears on the interpretation of properties derived through spatially unresolved spectroscopic data, where these components cannot be separated, like for galaxies at high redshifts, for example.

A simple and observationally relevant way to quantify this is to compute the fractional contribution of each component to the total H $\alpha$  flux of a galaxy. For the galaxies in Fig. 1, for instance, these fractions range from  $(f_{\text{hDIG}}, f_{\text{mDIG}}, f_{\text{SFc}}) = (87, 13, 0)$  for the S0 galaxy CALIFA 0072, to  $(5.5, 47, 47.5)$  for the Sb galaxy CALIFA 0010, and  $(0.3, 46.1, 52.6)$  for CALIFA 0813, an Sbc. This steady progression along the Hubble sequence reflects the tendencies seen in Fig. 2, where the values of  $(f_{\text{hDIG}}, f_{\text{mDIG}}, f_{\text{SFc}})$  are given in each panel, along with the  $W_{\text{H}\alpha}$  histogram, for different radial regions and morphological types.

Fig. 4 presents these fractions for the whole sample in a



**Figure 4.** Cumulative fraction of the total galaxy H $\alpha$  flux coming from regions with  $W_{\text{H}\alpha}$  smaller than a given value. The plot shows the median curves obtained for galaxies in six Hubble types.

more elaborate way. For each galaxy, we compute the cumulative fraction ( $f$ ) of the total H $\alpha$  flux coming from zones with  $W_{\text{H}\alpha}$  smaller than a given value. The resulting  $f(<W_{\text{H}\alpha})$  growth curves yield not only the ( $f_{\text{hDIG}}$ ,  $f_{\text{mDIG}}$ ,  $f_{\text{SFc}}$ ) fractions, but a more continuous depiction of the makeup of a galaxy's H $\alpha$  output in terms of  $W_{\text{H}\alpha}$ . The figure shows the median curves obtained for each of our six bins in Hubble type. Vertical dashed lines mark the hDIG/mDIG and mDIG/SF $c$  frontiers at 3 and 14 Å respectively.

The steady progression from early to late types confirms the expectation from their  $W_{\text{H}\alpha}$  distributions (Fig. 2), and allows us to quantify the relative importance of each component to the total H $\alpha$  flux. Ellipticals and S0's have nearly all of their H $\alpha$  in the hDIG phase ( $W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$ ). Among Sa–Sab systems, this component accounts for  $\sim 14\%$  of H $\alpha$ , with mDIG emission contributing most of the remaining flux. From Sb onwards, the SF $c$  fraction is 50 per cent or larger. Note that these fractions reflect the median behaviour. Naturally, there is substantial scatter from galaxy to galaxy even for a fixed morphological class.

DIG fractional contribution to H $\alpha$  fluxes has been estimated in several previous studies based on narrow-band ([H $\alpha$ ] + [N II]) imaging (Ferguson et al. 1996; Zurita et al. 2000; Thilker et al. 2002; Oey et al. 2007), with results varying substantially due to differences in the methodology to separate the DIG emission. The largest study to date is that by Oey et al. (2007), who estimate a mean DIG fraction of  $59 \pm 19\%$  among 109 galaxies in the SINGG survey (Meurer et al. 2006). For our sample and definitions, we find a very similar DIG (mDIG + hDIG) fraction of 56 per cent, but a larger dispersion ( $\pm 38$  per cent). Unlike in our study (Fig. 4), they find no evidence for a correlation with Hubble type, a difference that may be due to sample selection criteria and methodology to define DIG/SF.

## 4.2 Edge-on systems: the nature of extraplanar line emission

Edge-on galaxies are important for the study of the DIG, as they exhibit a systematic behaviour of emission-line properties with height above the galactic discs (Tüllmann & Dettmar 2000; Otte et al. 2002; Jones et al. 2017). The prototype galaxy is NGC 891, which has been extensively studied at all wavelengths (Rand 1998; Hodges-Kluck & Bregman 2013; Seon et al. 2014; Hughes et al. 2015). Many studies have emphasized that the observed properties of the extraplanar DIG in edge-on galaxies cannot be purely due to Lyman photons escaping from disc HII regions. A variety of suggestions have been put forward: dissipation of turbulence (Minter & Spangler 1997), magnetic reconnection (Raymond 1992), shocks (Collins & Rand 2001b), cosmic rays, photoelectric heating from interstellar dust grains (Weingartner & Draine 2001), and Lyman photons from old stars (Flores-Fajardo et al. 2011).

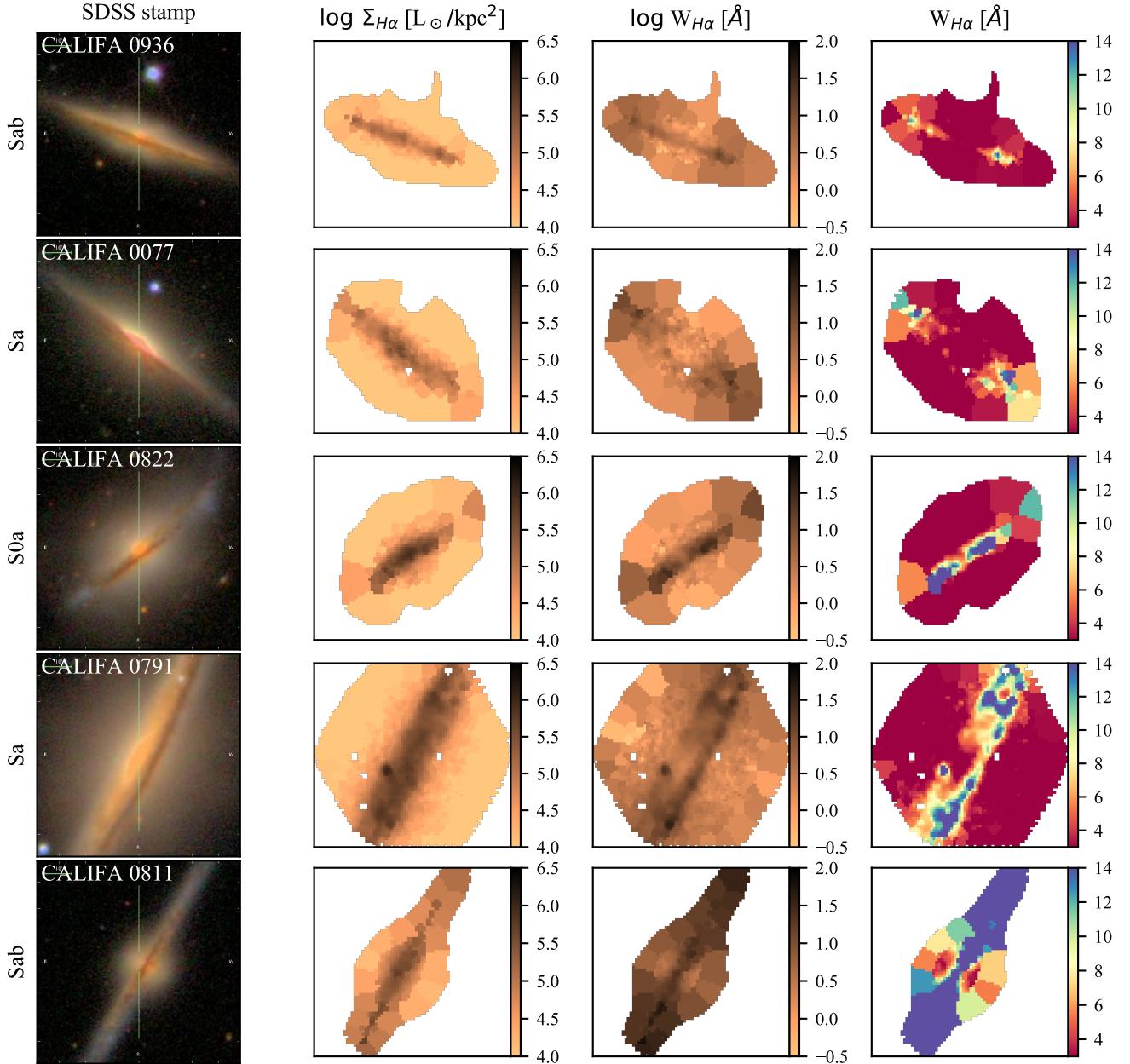
CALIFA data can bring new insight into this problem. Fig. 5 shows SDSS images and our CALIFA H $\alpha$  maps for five edge-on galaxies in our sample.<sup>3</sup> The layout is as in Fig. 1. The top four galaxies show a very similar structure in their  $W_{\text{H}\alpha}$  maps, with SF $c$  emission concentrated in the disc, where it is surrounded by mDIG. Above and below the plane, however, essentially all emission is hDIG-like. This provides strong support for the scenario of Flores-Fajardo et al. (2011) where the ionization becomes dominated by HOLMES at large galactic latitudes. Maps of standard diagnostic line ratios reinforce this conclusion, as illustrated in the MaNGA-based studies by Belfiore et al. (2016) and Zhang et al. (2017).

For the first time, we can relate this extraplanar DIG emission to the underlying stellar population. We do this by using the STARLIGHT results to compute the ratio  $\xi$  (see Section 3.2). For hDIG regions in the top four edge-on galaxies in Fig. 5, we find a median  $\xi$  value of 1.5, and an interquartile range from 1.1 to 1.9. Given the factor of  $\sim 2\text{--}3$  uncertainty in this estimate (CF11), the main conclusion here is that  $\xi$  is of the order of 1, and thus that the old stellar populations in these regions produce enough  $h\nu > 13.6 \text{ eV}$  photons to explain the observed extraplanar H $\alpha$  emission.

Face-on views of these same galaxies would project the extraplanar hDIG on top of a predominantly SF $c$  + mDIG disc. For a constant H $\alpha$  emissivity, the ratio of face-on to edge-on  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  equals the ratio  $h/r$  between height and radius of the extraplanar hDIG layer. In the edge-on examples in Fig. 5, the extraplanar hDIG has  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  of the order of a few times  $10^4 L_\odot \text{ kpc}^{-2}$ . For  $h \sim r$ , this is also the expected face-on surface brightness of this component. This is much smaller than the  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  of SF $c$  in the  $\sim$  face-on systems shown in Fig. 1, so that the projected extraplanar emission has a negligible effect. Some mDIG regions, however, have  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  values not much larger than  $10^4 L_\odot \text{ kpc}^{-2}$ , and thus could carry a non-negligible contribution from extra-planar hDIG.

The galaxy in the bottom row (CALIFA 0811, UGC

<sup>3</sup> While CALIFA 0077, 0936, and 0811 are very nearly edge-on, CALIFA 0822 and 0791 have inclinations of  $\sim 59^\circ$  and  $65^\circ$  respectively. The latter two galaxies are nevertheless still useful in this analysis as long as one considers locations far from the disc plane.

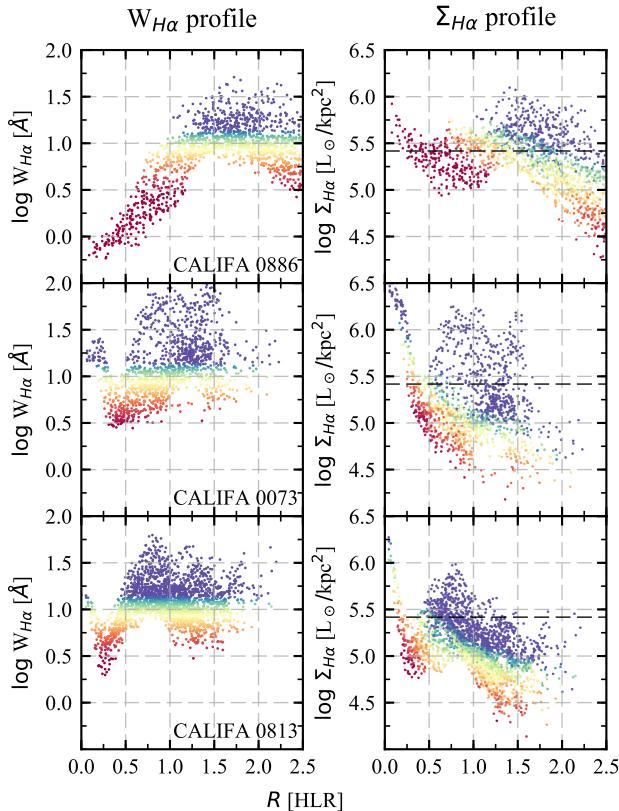


**Figure 5.** As Fig. 1, but for edge-on galaxies.

10043) differs from the others in Fig. 5 in having much more SFc along its disc, as well as SFc-like extra-planar emission over the disc, and a bipolar cone of intermediate  $W_{\text{H}\alpha}$  values centred in the nucleus. This galaxy has been recently studied by López-Cobá et al. (2017), who find the emission-line ratios and kinematics along the biconical structure to be consistent with a galactic wind powered by a central SF event. This combination of shock ionization and the widespread SF along its disc explains why there are so little signs of hDIG emission in this galaxy, although it is curious that  $W_{\text{H}\alpha}$  does drop close to hDIG values in the inner parts of the bicone.

#### 4.3 Comparison with $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ -based SF/DIG separation schemes

Despite its conceptual advantages insofar as distinguishing different nebular regimes is concerned,  $W_{\text{H}\alpha}$  contains  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  in its numerator, so one may think that criteria based on these two variables may end up producing similar results. The maps in Fig. 1 show that structures like SF arms are indeed similarly traced by  $W_{\text{H}\alpha}$  and  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ , but others are not. Most notably,  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  always peaks in the central regions of galaxies while, for early-type galaxies,  $W_{\text{H}\alpha}$  shows clear dips.



**Figure 6.**  $W_{\text{H}\alpha}$  and  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  profiles for three of the example galaxies in Fig. 1. Points are coloured according to  $W_{\text{H}\alpha}$ . The dashed lines in the right-hand panels mark  $\Sigma_{\text{H}\alpha} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ .

Fig. 6 examines this issue by means of radial profiles for CALIFA 0886, 0073, and 0813, three of the examples in Fig. 1. (For more examples of  $W_{\text{H}\alpha}$  profiles see Papaderos et al. 2013; Belfiore et al. 2016, 2017; Gomes et al. 2016b; González Delgado et al. 2016.) The left- and right-hand panels plot  $W_{\text{H}\alpha}$  and  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  against  $R$ , respectively. Both are coloured by  $W_{\text{H}\alpha}$  using the same colour scheme of previous plots.

CALIFA 0886 is a good example of the many galaxies that show low- $W_{\text{H}\alpha}$ , hDIG-dominated emission in their central regions, yet a peak in  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ . The reason why these retired bulges appear brighter than the surrounding disc is the much higher concentration of HOLMES in the bulge. This geometrically enhanced  $\text{H}\alpha$  emission can be erroneously attributed to SF with an SF/DIG criterion based on  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ . As seen in the top-right panel, the inner regions of this galaxy cross the  $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}} = 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2} = 2.6 \times 10^5 L_{\odot} \text{ kpc}^{-2}$  threshold claimed to ‘select reliable H II region dominated spaxels’ according to Zhang et al. (2017). Yet, their  $W_{\text{H}\alpha}$  of  $\sim 1 \text{ \AA}$  are firmly in the hDIG regime. The  $W_{\text{H}\alpha}$  criterion thus correctly identifies the bulge of this and other galaxies as retired, while a  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  criterion would interpret them as bright, SF regions.

Throughout most of the disc of CALIFA 0886, the Zhang et al. (2017)  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ -based SF/DIG criterion agrees with the nebular regime identified via  $W_{\text{H}\alpha}$ . This agreement is only partial in CALIFA 0073 (central panels in Fig. 6), where we find more disc SF regions with  $W_{\text{H}\alpha}$  than with

$\Sigma_{\text{H}\alpha}$ , and even more so in CALIFA 0813 (bottom panels), where most  $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$  zones fall below the  $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$  threshold. These differences stem from the contrasting radial behaviours of  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  and  $W_{\text{H}\alpha}$ . For a fixed  $W_{\text{H}\alpha}$ , the highest  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ ’s tend to be located in central regions, while, in contrast, for a fixed  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ , the largest values of  $W_{\text{H}\alpha}$  are generally found in the outskirts. Indeed, as seen in the examples in Fig. 6,  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  tends to decrease outwards while  $W_{\text{H}\alpha}$  remains roughly constant, both with large dispersions at any given  $R$  in the disc. About 37 per cent of our SFc spaxels have  $\Sigma_{\text{H}\alpha} < 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ . On average, these faint SF regions are at  $R = 1.3$  HLR from the centre.

In summary, compared to the hDIG/mDIG/SFc separation criteria proposed in this paper, a  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ -based criterion tends to overestimate the population of SF regions at low  $R$  and underestimate it at large  $R$ . More worryingly, as already mentioned,  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  by itself cannot identify the hDIG component, the main source of  $\text{H}\alpha$  emission in old spheroids. In fact, we have seen that retired bulges may be mistaken for their very opposite when bright enough to exceed  $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$ .

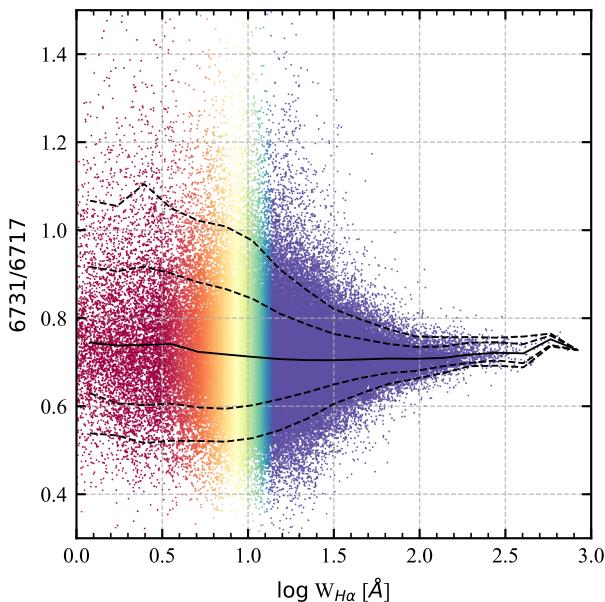
Previous CALIFA-based studies by Kehrig et al. (2012), Singh et al. (2013), and Gomes et al. (2016b) also find  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  values in excess of the  $\Sigma_{\text{H}\alpha}^{\text{SF,min}}$  limit of Zhang et al. (2017) in the inner regions of early-type galaxies, where the absence of young stars is beyond dispute (see also Sarzi et al. 2010 for results based on the SAURON survey). These examples are the observational realization of the DIG + DIG = SF conceptual inconsistency pointed out in Section 3.1. The  $W_{\text{H}\alpha}$ -based scheme presented in this paper solves this problem by extending to spatially resolved data the concept of retired galaxy proposed by Stasińska et al. (2008) and CF11 in the context of integrated galaxy spectra.

#### 4.4 Can the DIG be detected with density-sensitive line ratios?

The electron densities in the Milky Way DIG obtained from dispersion measures and H I column densities towards pulsars at known distances are typically less than  $10^{-1} \text{ cm}^{-3}$  (Berkhuijsen & Fletcher 2008), orders of magnitude smaller than those of H II regions. One could then expect that the density-sensitive  $[\text{S II}] \lambda\lambda 6731, 6716$  line ratios in our data would indicate smaller densities in the DIG than in SFc, and show a tendency with  $W_{\text{H}\alpha}$ . Fig. 7 plots the  $[\text{S II}] 6731/6716$  flux ratio as a function of  $W_{\text{H}\alpha}$  (only zones where  $SN > 3$  in the  $[\text{S II}]$  ratio are plotted). The median and the  $\pm 1\sigma$  and  $2\sigma$  percentiles curves are overplotted. We find no trend of  $[\text{S II}] 6731/6716$  with  $W_{\text{H}\alpha}$ . The increase in scatter towards lower  $W_{\text{H}\alpha}$  is consistent with the corresponding decrease in the  $SN$  of the lines. In essence,  $[\text{S II}] 6731/6716$ , in regions where this ratio can be safely measured, is everywhere consistent with its low density limit of 0.7. Of course, this figure cannot say anything about regions where  $SN < 3$ .

The reason why the  $[\text{S II}]$  line ratio is not substantially different in the DIG zones where it can be measured and in the SFc is twofold: first, at our resolution, SFc contain a significant amount of diffuse gas. Secondly, the  $[\text{S II}]$  line ratio is not sensitive to densities below  $\sim 50 \text{ cm}^{-3}$ .

One could expect to obtain a different picture if using a line doublet sensitive to lower electron densities, like the far-infrared doublet  $[\text{N II}] \lambda\lambda 205, 125 \mu\text{m}$ . Recent observations have allowed one to map this ratio in the Milky Way and



**Figure 7.**  $[\text{S II}]\lambda\lambda 6731/6716$  flux ratio for 111760 zones in our sample where this ratio has  $SN > 3$ . Points are coloured by  $W_{\text{H}\alpha}$  as in previous figures. The solid line traces the median curve, and dashed lines show the  $1\sigma$  and  $2\sigma$  equivalent percentiles.

several galaxies (Goldsmith et al. 2015; Herrera-Camus et al. 2016). The derived densities range between 1 and  $300 \text{ cm}^{-3}$ , with a median value of  $30 \text{ cm}^{-3}$ , and do not get anywhere close to the DIG densities obtained from pulsar measurements.

Classical density estimators are thus not able to detect the DIG, at least not at the resolution of CALIFA and similar surveys. However, it is not clear whether they would do a better job at higher spatial resolution, since, as noted by Rubin (1989) in another context, density inhomogeneities severely hamper any quantitative interpretation of such density-sensitive line ratios.

#### 4.5 $W_{\text{H}\alpha}$ and the BPT diagram

The different ionization and heating conditions in hDIG, mDIG, and SFc should lead to different collisional-to-recombination line flux ratios, and thus to different loci on diagnostic diagrams like  $[\text{O III}]\lambda 5007/\text{H}\beta$  versus  $[\text{N II}]\lambda 6584/\text{H}\alpha$ . This famous BPT diagram (after Baldwin, Phillips & Terlevich 1981) is widely used to separate SF galaxies from those where harder ionizing sources contribute significantly to the ionization of the gas. It is thus legitimate to ask whether our  $W_{\text{H}\alpha}$ -based scheme is consistent with this independent way of characterizing the nebular regime.

Fig. 8 shows BPT diagrams obtained from all zones in our sample where  $SN > 3$  in all four lines involved. The top-left panel shows results for the entire sample, colouring points according to  $W_{\text{H}\alpha}$  following the scheme used for the right-hand panels in Fig. 1, which saturates at  $> 14 \text{ \AA}$  (blue) and  $< 3 \text{ \AA}$  (red). The curves correspond to the demarcation lines proposed by Stasińska et al. (2006, S06), Kauffmann

et al. (2003, K03), and Kewley et al. (2001, K01) – see CF11 for a discussion of the meaning of these curves.

The strong correspondence between  $W_{\text{H}\alpha}$  and the BPT coordinates is evident to the eye, as previously noted by Morisset et al. (2016) for CALIFA data and Belfiore et al. (2016) for MaNGA. The left wing is predominantly populated by SFc, while hDIG regions populate the tip of the right wing, with mDIG regions in between. This correspondence is further confirmed in the right-hand panels in Fig. 8, which separate SFc, mDIG, and hDIG zones according to our criterion, with points coloured by their radial distance to the nucleus. Deviant points are concentrated in the inner regions of galaxies (red–orange points), where some high- $W_{\text{H}\alpha}$  SFc or mDIG zones intrude into a region in the BPT diagram otherwise dominated by hDIG emission. These outliers come from AGN in our sample, as discussed in Section 4.7.

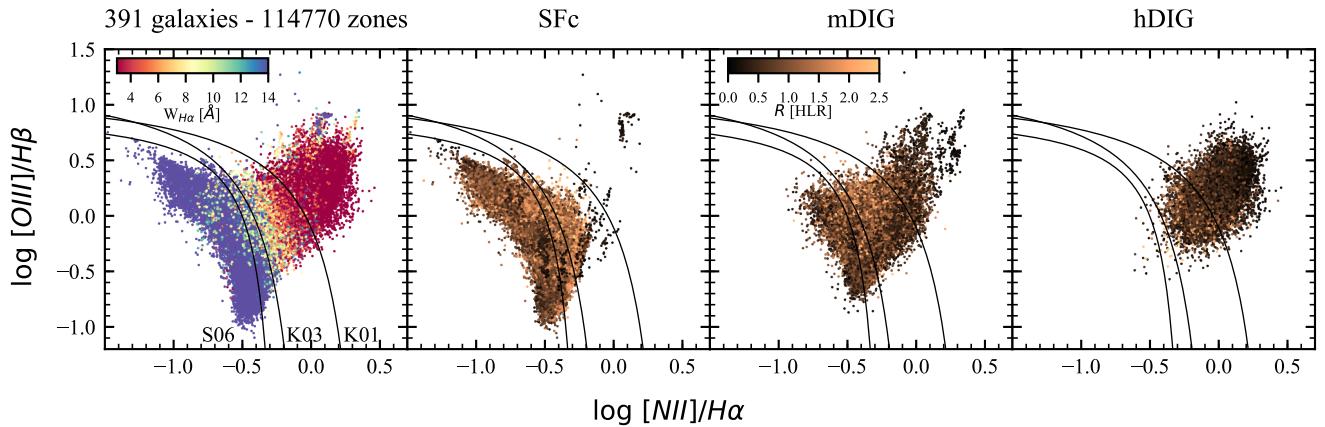
Fig. 8 thus makes a visually compelling case for our  $W_{\text{H}\alpha}$ -based SFc/mDIG/hDIG separation scheme. Translating this impression to numbers, and restricting the analysis to  $R > 1 \text{ HLR}$ , 58 (92) per cent of our  $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$  zones are in the SF region of the BPT diagram according to the S06 (K03) criterion. The relatively large number of zones trespassing the S06 line is not surprising if one recalls that this curve was derived on the basis of photoionization models designed to establish the boundaries of *pure* SF regions in the BPT plane. As reiterated several times in this paper, at the resolution of CALIFA, our SFc are nowhere near pure H II regions, but include plenty of diffuse emission, which enhances both line ratios in the BPT diagram.

We thus conclude that our SFc/mDIG/hDIG separation scheme leads to diagnostic line ratios that are qualitatively consistent with what one expects for these nebular regimes. In conjunction with the conceptual and empirical arguments presented in Section 3, this adds further strength to our methodology.

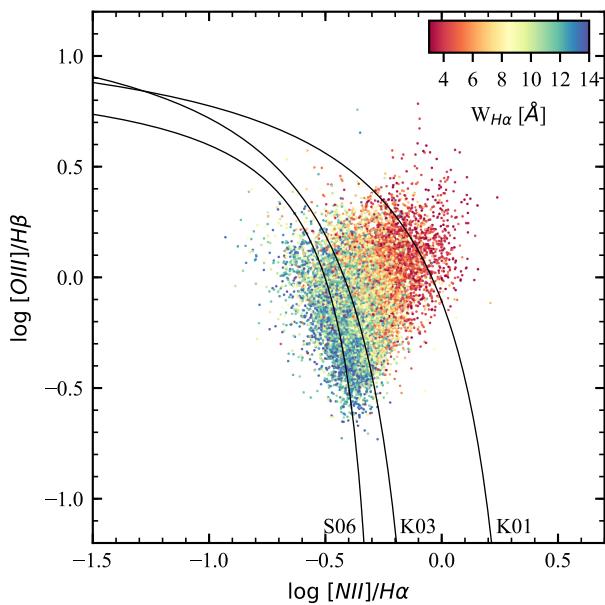
#### 4.6 The mDIG as an SF+hDIG mixture

Fig. 8 shows that mDIG zones straddle the region between the classical SF wing and the loci of hDIG zones in the BPT diagram, a behaviour that lends itself to an interpretation in terms of a mixture of SFc and hDIG emission. This behaviour is better appreciated in Fig. 9, which shows the mDIG points coloured according to  $W_{\text{H}\alpha}$ . To mitigate potential contamination by AGN-affected zones, only points at  $R > 1 \text{ HLR}$  ( $= 5.3 \text{ kpc}$  on average) are shown.

The same steady progression in  $W_{\text{H}\alpha}$  along the right wing seen in the top-left panel of Fig. 8 is also seen in Fig. 9, suggesting that the mDIG component may be described as a mixture of SFc and hDIG emission. That the mDIG is interpretable as a mixture of processes is of course just what one would expect. The large population of mDIG zones approaching the  $W_{\text{H}\alpha} = 14 \text{ \AA}$  threshold and whose BPT coordinates overlap with those of SFc probably correspond to the leakage scenario. Above the SF wing in the BPT diagram, the main ionization process is likely still due to young, massive stars, but the influence of the heating due to HOLMES increases gradually as  $W_{\text{H}\alpha}$  decreases. When  $W_{\text{H}\alpha}$  approaches the  $< 3 \text{ \AA}$  hDIG regime, the ionizing field of HOLMES starts dominating the photoionization budget too.



**Figure 8.** BPT diagrams for our sample. The left-hand panel shows the full sample, with colours coding for  $W_{\text{H}\alpha}$ , as indicated. Other panels split the sample into SFc ( $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$ ), mDIG ( $W_{\text{H}\alpha} = 3-14 \text{ \AA}$ ), and hDIG ( $W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$ ) regions, colouring points according to their radial distance  $R$  (in HLR units). In all cases, only zones with  $SN > 3$  in all lines are plotted. Dividing curves come from (from left to right) Stasińska et al. (2006, S06), Kauffmann et al. (2003, K03), and Kewley et al. (2001, K01).



**Figure 9.** BPT diagram for mDIG regions only (i.e., those with  $W_{\text{H}\alpha}$  in the 3–14 Å range), coloured according to  $W_{\text{H}\alpha}$ , and excluding zones inwards of  $R = 1$  HLR.

#### 4.7 AGN and other caveats

Our whole hDIG/mDIG/SFc classification scheme ignores other mechanisms of line production, most notably AGN. AGN are found in the central parts of some galaxies and recognized as such through the BPT diagram. For example, the cluster of blue ( $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$ ) points at the tip of the right wing of the BPT in Fig. 8, at coordinates  $\sim (0.2, 0.8)$  come from the central regions of CALIFA 0897 (UGC12348), a known type 2 Seyfert (Cusumano et al. 2010; Asmus et al. 2014). Other  $W_{\text{H}\alpha} > 3 \text{ \AA}$  outliers in BPT loci otherwise

dominated by hDIG zones also tend to be located at small  $R$  (reddish points in the central panels of Fig. 8).

AGN may also power line emission well outside the nucleus (up to distances as large as 20 kpc; Veilleux et al. 2003). These are the so-called extended emission-line regions (EELRs) or ionization cones. They can be due either to photoionization by X-ray photons leaving the AGN with a small opening angle or to an interaction between radio jets and the galaxy ISM producing strong shocks (Wilson 1996). However, in the framework of the present study, which is to evaluate the importance of the DIG in galaxies and pinpoint its different regimes, EELRs in Seyfert galaxies are a secondary issue, as they affect only specific zones of galaxies with a well-defined AGN – and perhaps not all of them. Understanding the EELRs is a topic in itself, which indeed can be tackled with sensitive 3D spectroscopy, and some recent studies already started doing so (e.g., Dopita et al. 2014), but it is outside the scope of the present paper.

Another line-producing process neglected in this study is shocks. In the case of the galactic wind in CALIFA 0811, shown in Fig. 5, we find  $W_{\text{H}\alpha} = 3-12 \text{ \AA}$  in the shocked region, i.e., mDIG-like values. Again,  $W_{\text{H}\alpha}$  by itself cannot identify the shock origin of the nebular emission, though it at least tells that photoionization by HOLMES is not an energetically feasible explanation. Only a detailed study of the geometry, line ratios, and kinematics can fully reveal the processes governing line emission in objects like this (Kreckel et al. 2014; Beirão et al. 2015; López-Cobá et al. 2017).

Because of their relative rarity and spatial constraints, these processes do not affect much the hDIG/mDIG/SFc statistics found in this study. They should nevertheless be taken into consideration in studies of individual sources.

Finally, a word of caution about the so-called composite region in the BPT diagram, commonly defined as the zone below the K01 line and above the K03 or S06 line. Though this region is usually thought to correspond to SF + AGN mixtures, AGN and hDIG have indistinguishable line ratios. It is therefore not a priori clear what this composite region is composed of!

The way to break this degeneracy is through  $W_{\text{H}\alpha}$ . Given that (unlike AGN or SF) old stars are everywhere in galaxies, one should understand the hDIG regime as a floor level of ionization, one that is only energetically relevant when no other source is. Whenever the stellar continuum around H $\alpha$  is dominated by old stars (which is the case even in SF regions at kpc resolution), the direct scaling between the optical continuum and the ionizing fluxes of the corresponding HOLMES population leads to  $W_{\text{H}\alpha} \sim 1-2 \text{ \AA}$  according to current evolutionary population synthesis models (see CF11 and references therein). Thus, composite spectra where  $W_{\text{H}\alpha}$  approaches this limit likely represent an SFc + hDIG mixture. Conversely, as long as  $W_{\text{H}\alpha}$  is above the hDIG range, an SF + AGN mixture is more plausible.

The Davies et al. (2014) study illustrates this point. Using the CALIFA data cubes of two type 2 Seyferts (NGC 2410 and NGC 6394) and two other more ambiguous (Seyfert–LINER) cases (IC 0540 and NGC 6762), they identify approximately one-dimensional distributions in the BPT and other diagnostic diagrams, suggestive of SF + AGN mixing sequences. They however verified that in NGC 6762 the majority ( $> 90\%$ ) of the spaxels have  $W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$ , so that the contribution of HOLMES cannot be ignored. NGC 2410 and NGC 6394, on the other hand, have central  $W_{\text{H}\alpha}$  values well above the hDIG range, which makes the SF + AGN interpretation plausible. IC0540 has  $W_{\text{H}\alpha}$  values in the mDIG-to-hDIG range, so that the interpretation is less clear, although they favour an SF + AGN scenario. The bottom line here is  $W_{\text{H}\alpha}$  should be taken into account when studying composite systems in order to avoid confusing hDIG and AGN effects.

## 5 SUMMARY

We have used data cubes from the CALIFA survey to investigate the origin of the line emission in over 300k zones of 391 galaxies across the Hubble sequence. Studies based on integrated galaxy data like the SDSS give great emphasis on determining whether or not a galaxy hosts an AGN. In a sample of spaxel spectra like ours, however, a more relevant question is whether the ionization is locally dominated by photons arising from massive stars (either in bona fide H II regions or in diffuse regions surrounding them) or by photons arising from old stellar populations. This has been the focus of our study.

We have shown that the commonly adopted method to separate DIG from SF regions on the basis of the surface brightness of H $\alpha$  ( $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ ) is conceptually flawed, and that the H $\alpha$  equivalent width ( $W_{\text{H}\alpha}$ ) is more suitable to distinguish the qualitative differences between these regimes. Moreover, and perhaps more importantly,  $W_{\text{H}\alpha}$  further allows us to confidently identify the cases where the line emission is predominantly powered by HOLMES, an omnipresent population that provides a floor level of ionizing radiation in galaxies.

The observed distribution of  $W_{\text{H}\alpha}$  within and among galaxies was used to propose a classification scheme. Zones where  $W_{\text{H}\alpha} < 3 \text{ \AA}$  are attributed to a HOLMES-ionized gas (hDIG) component, responsible for the  $W_{\text{H}\alpha} \sim 1 \text{ \AA}$  peak in the strongly bimodal distribution of  $W_{\text{H}\alpha}$ . This observational definition of hDIG is identical to the one for retired

galaxies. In the absence of any (astro)physically motivated argument, we have defined the concept of SFc as regions where  $W_{\text{H}\alpha} > 14 \text{ \AA}$ , the mode of the high- $W_{\text{H}\alpha}$  population in our sample. Regions where  $W_{\text{H}\alpha}$  falls in the 3–14  $\text{\AA}$  intermediate range are tagged as having a mixed nature (mDIG).

Some of the main results obtained with this empirically and theoretically motivated scheme are as follows.

(i) In agreement with their predominantly old stellar populations, the hDIG is the main nebular regime in early-type galaxies (E and S0) and in bulges.

(ii) The extraplanar emission in edge-on spirals is also of hDIG type, vindicating the scenario put forward and elaborated by Flores-Fajardo et al. (2011). In face-on systems, this extraplanar hDIG makes a negligible contribution when projected over SFc, but a potentially relevant one when projected on to regions classified as mDIG.

(iii) A  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ -based SF/DIG separation scheme tends to classify hDIG-dominated retired bulges as SF, an inconsistency that is ultimately due to the extensive nature of  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$ . In addition, faint SF regions tend to be misclassified as DIG with a  $\Sigma_{\text{H}\alpha}$  criterion.

(iv) The hDIG, mDIG, and SFc contributions to the H $\alpha$  luminosity vary in a systematic way along the Hubble sequence, ranging from (100, 0, 0) per cent in ellipticals and S0's to (9, 60, 31) per cent in Sa–Sb's and (0, 13, 87) per cent in later types.

(v) SFc and hDIG regions occupy characteristic loci on the BPT diagram. mDIG regions form a continuous sequence between SFc and hDIG line ratios, indicative of an mDIG = SFc + hDIG mixture.

## ACKNOWLEDGEMENTS

EADL, RCF, GS, and NVA acknowledge the support from the CAPES CsF-PVE project 88881.068116/2014-01. RGD acknowledges the support of CNPq (Brazil) through Programa Ciéncia sem Fronteiras (401452/2012-3). CALIFA is the first legacy survey carried out at Calar Alto. The CALIFA collaboration would like to thank the IAA-CSIC and MPIA-MPG as major partners of the observatory, and CAHA itself, for the unique access to telescope time and support in manpower and infrastructures. We also thank the CAHA staff for the dedication to this project. Support from the Spanish Ministerio de Economía y Competitividad, through projects AYA2016-77846-P, AYA2014-57490-P, AYA2010-15081, and Junta de Andalucía FQ1580.

## REFERENCES

- Asmus D., Hönig S. F., Gandhi P., Smette A., Duschl W. J., 2014, *MNRAS*, **439**, 1648
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, **93**, 5
- Bamford S. P., Rojas A. L., Nichol R. C., Miller C. J., Wasserman L., Genovese C. R., Freeman P. E., 2008, *MNRAS*, **391**, 607
- Barrera-Ballesteros J. K., et al., 2015a, *A&A*, **579**, A45
- Barrera-Ballesteros J. K., et al., 2015b, *A&A*, **582**, A21
- Beirão P., et al., 2015, *MNRAS*, **451**, 2640
- Belfiore F., et al., 2016, *MNRAS*, **461**, 3111
- Belfiore F., et al., 2017, *MNRAS*, **466**, 2570
- Berkhuijsen E. M., Fletcher A., 2008, *MNRAS*, **390**, L19

- Binette L., Magris C. G., Stasińska G., Bruzual A. G., 1994, *A&A*, **292**, 13
- Binette L., Drissen L., Ubeda L., Raga A. C., Robert C., Krongold Y., 2009, *A&A*, **500**, 817
- 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., et al., 2015, *ApJ*, **798**, 7
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, *MNRAS*, **358**, 363
- 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., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., 2011, *MNRAS*, **413**, 1687
- Cid Fernandes R., et al., 2013, *A&A*, **557**, A86
- Collins J. A., Rand R. J., 2001a, *ApJ*, **551**, 57
- Collins J. A., Rand R. J., 2001b, *ApJ*, **551**, 57
- Cortijo-Ferrero C., et al., 2017a, preprint, ([arXiv:1706.01896](https://arxiv.org/abs/1706.01896))
- Cortijo-Ferrero C., et al., 2017b, *MNRAS*, **467**, 3898
- Cusumano G., et al., 2010, *A&A*, **524**, A64
- Davies R. L., Kewley L. J., Ho I.-T., Dopita M. A., 2014, *MNRAS*, **444**, 3961
- Dettmar R.-J., 1990, *A&A*, **232**, L15
- Doe S., et al., 2007, in Shaw R. A., Hill F., Bell D. J., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 376, Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI. p. 543
- Dopita M. A., et al., 2014, *A&A*, **566**, A41
- Ferguson A. M. N., Wyse R. F. G., Gallagher III J. S., Hunter D. A., 1996, *AJ*, **111**, 2265
- Flores-Fajardo N., Morisset C., Stasińska G., Binette L., 2011, *MNRAS*, **415**, 2182
- Freeman P., Doe S., Siemiginowska A., 2001, in Starck J.-L., Murtagh F. D., eds, Proc. SPIE Vol. 4477, Astronomical Data Analysis. pp 76–87 ([arXiv:astro-ph/0108426](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0108426)), doi:10.1117/12.447161
- García-Benito R., et al., 2015, *A&A*, **576**, A135
- García-Benito R., et al., 2017, preprint, ([arXiv:1709.00413](https://arxiv.org/abs/1709.00413))
- Garnett D. R., Shields G. A., 1987, *ApJ*, **317**, 82
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 2000, *A&AS*, **141**, 371
- Goldsmith P. F., Yıldız U. A., Langer W. D., Pineda J. L., 2015, *ApJ*, **814**, 133
- Gomes J. M., et al., 2016a, *A&A*, **586**, A22
- Gomes J. M., et al., 2016b, *A&A*, **588**, A68
- González Delgado R. M., Pérez E., 2000, *MNRAS*, **317**, 64
- González Delgado R. M., Cerviño M., Martins L. P., Leitherer C., Hauschildt P. H., 2005, *MNRAS*, **357**, 945
- González Delgado R. M., et al., 2014, *ApJ*, **791**, L16
- González Delgado R. M., et al., 2015, *A&A*, **581**, A103
- González Delgado R. M., et al., 2016, *A&A*, **590**, A44
- González Delgado R. M., et al., 2017, *A&A*, **607**, A128
- Haffner L. M., et al., 2009, *Reviews of Modern Physics*, **81**, 969
- Herrera-Camus R., et al., 2016, *ApJ*, **826**, 175
- Hodges-Kluck E. J., Bregman J. N., 2013, *ApJ*, **762**, 12
- Hoopes C. G., Walterbos R. A. M., 2003, *ApJ*, **586**, 902
- Hoopes C. G., Walterbos R. A. M., Greenwalt B. E., 1996, *AJ*, **112**, 1429
- Hoopes C. G., Walterbos R. A. M., Rand R. J., 1999, *ApJ*, **522**, 669
- Hughes T. M., et al., 2015, *A&A*, **575**, A17
- Husemann B., et al., 2013, *A&A*, **549**, A87
- Jones A., et al., 2017, *A&A*, **599**, A141
- Kauffmann G., et al., 2003, *MNRAS*, **341**, 54
- Kehrig C., et al., 2012, *A&A*, **540**, A11
- Kennicutt Jr. R. C., Garnett D. R., 1996, *ApJ*, **456**, 504
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, **556**, 121
- Kreckel K., et al., 2014, *ApJ*, **790**, 26
- López-Cobá C., et al., 2017, *MNRAS*, **467**, 4951
- Luridiana V., Peimbert M., 2001, *ApJ*, **553**, 633
- McCall M. L., Rybski P. M., Shields G. A., 1985, *ApJS*, **57**, 1
- Meurer G. R., et al., 2006, *ApJS*, **165**, 307
- Minter A. H., Spangler S. R., 1997, *ApJ*, **485**, 182
- Morisset C., et al., 2016, *A&A*, **594**, A37
- Oey M. S., et al., 2007, *ApJ*, **661**, 801
- Otte B., Gallagher III J. S., Reynolds R. J., 2002, *ApJ*, **572**, 823
- Papaderos P., et al., 2013, *A&A*, **555**, L1
- Pérez E., et al., 2013, *ApJ*, **764**, L1
- Rand R. J., 1998, *ApJ*, **501**, 137
- Raymond J. C., 1992, *ApJ*, **384**, 502
- Reynolds R. J., 1971, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF WISCONSIN - MADISON.
- Reynolds R. J., Sterling N. C., Haffner L. M., Tufte S. L., 2001, *ApJ*, **548**, L221
- Rousseau-Nepton L., Robert C., Drissen L., Martin R. P., Martin T., 2017, preprint, ([arXiv:1704.05121](https://arxiv.org/abs/1704.05121))
- Rubin R. H., 1989, *ApJS*, **69**, 897
- Sánchez S. F., et al., 2012, *A&A*, **538**, A8
- Sánchez S. F., et al., 2014, *A&A*, **563**, A49
- Sánchez S. F., et al., 2015, *A&A*, **573**, A105
- Sánchez S. F., et al., 2016, *A&A*, **594**, A36
- Sarzi M., et al., 2010, *MNRAS*, **402**, 2187
- Seon K.-i., Witt A. N., Shinn J.-h., Kim I.-j., 2014, *ApJ*, **785**, L18
- Singh R., 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., et al., 2008, *MNRAS*, **391**, L29
- Thilker D. A., Walterbos R. A. M., Braun R., Hoopes C. G., 2002, *AJ*, **124**, 3118
- Tremonti C. A., et al., 2004, *ApJ*, **613**, 898
- Tüllmann R., Dettmar R.-J., 2000, *A&A*, **362**, 119
- Vazdekis A., Sánchez-Blázquez P., Falcón-Barroso J., Cenarro A. J., Beasley M. A., Cardiel N., Gorgas J., Peletier R. F., 2010, *MNRAS*, **404**, 1639
- Veilleux S., Shopbell P. L., Rupke D. S., Bland-Hawthorn J., Cecil G., 2003, *AJ*, **126**, 2185
- Vogt F. P. A., Pérez E., Dopita M. A., Verdes-Montenegro L., Borthakur S., 2017, *A&A*, **601**, A61
- Weingartner J. C., Draine B. T., 2001, *ApJ*, **563**, 842
- Wild V., et al., 2014, *A&A*, **567**, A132
- Wilson A. S., 1996, *Vistas in Astronomy*, **40**, 63
- York D. G., et al., 2000, *AJ*, **120**, 1579
- Zhang K., et al., 2017, *MNRAS*, **466**, 3217
- Zurita A., Rozas M., Beckman J. E., 2000, *A&A*, **363**, 9
- de Amorim A. L., et al., 2017, *MNRAS*, **471**, 3727

This paper has been typeset from a TeX/LaTeX file prepared by the author.

## **C.2 CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. III. Second public data release**

Artigo por [García-Benito et al. \(2015\)](#) (doi:10.1051/0004-6361/201425080). Também disponível em *pre-print* ([arXiv:1409.8302](#)).



# CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey

## III. Second public data release<sup>★,★★</sup>

R. García-Benito<sup>1</sup>, S. Zibetti<sup>2</sup>, S. F. Sánchez<sup>3</sup>, B. Husemann<sup>4</sup>, A. L. de Amorim<sup>5</sup>, A. Castillo-Morales<sup>6</sup>, R. Cid Fernandes<sup>5</sup>, S. C. Ellis<sup>7</sup>, J. Falcón-Barroso<sup>8,9</sup>, L. Galbany<sup>10,11</sup>, A. Gil de Paz<sup>6</sup>, R. M. González Delgado<sup>1</sup>, E. A. D. Lacerda<sup>5</sup>, R. López-Fernandez<sup>1</sup>, A. de Lorenzo-Cáceres<sup>12</sup>, M. Lyubenova<sup>13,14</sup>, R. A. Marino<sup>15</sup>, D. Mast<sup>16</sup>, M. A. Mendoza<sup>1</sup>, E. Pérez<sup>1</sup>, N. Vale Asari<sup>5</sup>, J. A. L. Aguerri<sup>8,9</sup>, Y. Ascasibar<sup>17</sup>, S. Bekeraite<sup>18</sup>, J. Bland-Hawthorn<sup>19</sup>, J. K. Barrera-Ballesteros<sup>8,9</sup>, D. J. Bomans<sup>20,21</sup>, M. Cano-Díaz<sup>3</sup>, C. Catalán-Torrecilla<sup>6</sup>, C. Cortijo<sup>1</sup>, G. Delgado-Inglada<sup>3</sup>, M. Demleitner<sup>22</sup>, R.-J. Dettmar<sup>20,21</sup>, A. I. Díaz<sup>17</sup>, E. Florido<sup>13,33</sup>, A. Gallazzi<sup>2,24</sup>, B. García-Lorenzo<sup>8,9</sup>, J. M. Gomes<sup>25</sup>, L. Holmes<sup>26</sup>, J. Iglesias-Páramo<sup>1,27</sup>, K. Jahnke<sup>14</sup>, V. Kalinova<sup>28</sup>, C. Kehrig<sup>1</sup>, R. C. Kennicutt Jr<sup>29</sup>, Á. R. López-Sánchez<sup>7,30</sup>, I. Márquez<sup>1</sup>, J. Masegosa<sup>1</sup>, S. E. Meidt<sup>14</sup>, J. Mendez-Abreu<sup>12</sup>, M. Mollá<sup>31</sup>, A. Monreal-Ibero<sup>32</sup>, C. Morisset<sup>3</sup>, A. del Olmo<sup>1</sup>, P. Papaderos<sup>25</sup>, I. Pérez<sup>23,33</sup>, A. Quirrenbach<sup>34</sup>, F. F. Rosales-Ortega<sup>35</sup>, M. M. Roth<sup>18</sup>, T. Ruiz-Lara<sup>23,33</sup>, P. Sánchez-Blázquez<sup>17</sup>, L. Sánchez-Menguiano<sup>1,23</sup>, R. Singh<sup>14</sup>, K. Spekkens<sup>26</sup>, V. Stanishev<sup>36,37</sup>, J. P. Torres-Papaqui<sup>38</sup>, G. van de Ven<sup>14</sup>, J. M. Vilchez<sup>1</sup>, C. J. Walcher<sup>18</sup>, V. Wild<sup>12</sup>, L. Wisotzki<sup>18</sup>, B. Ziegler<sup>39</sup>, J. Alves<sup>39</sup>, D. Barrado<sup>40</sup>, J. M. Quintana<sup>1</sup>, and J. Aceituno<sup>27</sup>

(Affiliations can be found after the references)

Received 29 September 2014 / Accepted 24 February 2015

## ABSTRACT

This paper describes the Second Public Data Release (DR2) of the Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA) survey. The data for 200 objects are made public, including the 100 galaxies of the First Public Data Release (DR1). Data were obtained with the integral-field spectrograph PMAS/PPak mounted on the 3.5 m telescope at the Calar Alto observatory. Two different spectral setups are available for each galaxy, (i) a low-resolution V500 setup covering the wavelength range 3745–7500 Å with a spectral resolution of 6.0 Å (FWHM); and (ii) a medium-resolution V1200 setup covering the wavelength range 3650–4840 Å with a spectral resolution of 2.3 Å (FWHM). The sample covers a redshift range between 0.005 and 0.03, with a wide range of properties in the color–magnitude diagram, stellar mass, ionization conditions, and morphological types. All the cubes in the data release were reduced with the latest pipeline, which includes improved spectrophotometric calibration, spatial registration, and spatial resolution. The spectrophotometric calibration is better than 6% and the median spatial resolution is 2''.4. In total, the second data release contains over 1.5 million spectra.

**Key words.** surveys – techniques: spectroscopic – galaxies: general

## 1. Introduction

The Calar Alto Legacy Integral Field Area (CALIFA) survey (Sánchez et al. 2012a, hereafter S12) is an ongoing large project of the Centro Astronómico Hispano-Alemán at the Calar Alto observatory (Almería, Spain) to obtain spatially resolved spectra for 600 galaxies in the local Universe by means of integral field spectroscopy (IFS). The CALIFA observations started in June 2010 with the Potsdam Multi Aperture Spectrograph (PMAS, Roth et al. 2005), mounted on the 3.5 m telescope, utilizing the large hexagonal field-of-view (FoV) offered by the PPak fiber bundle (Verheijen et al. 2004; Kelz et al. 2006). Each galaxy is observed using two different setups: one at intermediate spectral resolution (V1200,  $R \sim 1650$ ) and the other at low resolution

(V500,  $R \sim 850$ ). A diameter-selected sample of 939 galaxies was drawn from the 7th data release of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS DR7, Abazajian et al. 2009), which is described in Walcher et al. (2014, hereafter W14). From this mother sample, the 600 target galaxies are randomly selected.

Combining the techniques of imaging and spectroscopy through optical IFS provides a more comprehensive view of individual galaxy properties than any traditional survey. CALIFA-like observations were collected during the feasibility studies (Mármol-Queraltó et al. 2011; Viironen et al. 2012) and the PPak IFS Nearby Galaxy Survey (PINGS, Rosales-Ortega et al. 2010), a predecessor of this survey. First results based on those data sets already explored their information content (e.g., Sánchez et al. 2011, 2012b; Rosales-Ortega et al. 2011, 2012; Alonso-Herrero et al. 2012). The CALIFA survey can therefore be expected to make a substantial contribution to our understanding of galaxy evolution in various aspects, including (i) the relative importance and consequences of merging and secular processes; (ii) the evolution of galaxies across the color–magnitude diagram; (iii) the effects of the environment on galaxies; (iv) the AGN-host galaxy

\* Based on observations collected at the Centro Astronómico Hispano Alemán (CAHA) at Calar Alto, operated jointly by the Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA) and the Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC).

\*\* The second data release is available at <http://califa.caha.es/>  
DR2

connection; (v) the internal dynamical processes in galaxies; and (vi) the global and spatially resolved star formation history and chemical enrichment of various galaxy types.

Compared with previous IFS surveys, e.g., Atlas3D (Cappellari et al. 2011) or the Disk Mass Survey (DMS) (Bershady et al. 2010), CALIFA covers a much wider range of morphological types over a large range of masses, sampling the entire color-magnitude diagram for  $M_r > -19$  mag. While the recently started SAMI (Croom et al. 2012; Bryant et al. 2015) and MaNGA (Law & MaNGA Team 2014) surveys have a broad scope similar to CALIFA and aim to build much larger samples, CALIFA still has an advantage in terms of spatial coverage and sampling. For 50% of the galaxies, CALIFA provides data out to  $3.5 r_e$ , and for 80% out to  $2.5 r_e$ . At the same time, the spatial resolution of  $\sim 1$  kpc is typically better than in either SAMI or MaNGA, revealing several of the most relevant structures in galaxies (spiral arms, bars, bulges, giant H $\alpha$  regions, etc.). The spectral resolution of CALIFA is lower than these two surveys in the red wavelength range, but is comparable for the blue wavelength range.

So far, a number of science goals have been addressed using the data from the CALIFA survey: (i) new techniques have been developed to understand the spatially resolved star formation histories (SFH) of galaxies (Cid Fernandes et al. 2013, 2014). We found solid evidence that mass-assembly in the typical galaxies happens from the inside-out (Pérez et al. 2013). The SFH and metal enrichment of bulges and early-type galaxies are fundamentally related to the total stellar mass, while for disk galaxies it is more closely related to the local stellar mass density (González Delgado et al. 2014b,a); (ii) we developed new tools to detect and extract the spectra of H $\alpha$  regions (Sánchez et al. 2012b), building the largest catalog currently available ( $\sim 6000$  H $\alpha$  regions and aggregations). This catalog has been used to define a new oxygen abundance calibrator, anchored to electron temperature measurements (Marino et al. 2013). From these, we explored the dependence of the mass-metallicity relation with star formation rate (Sánchez et al. 2013), and the local mass-metallicity relation (Rosales-Ortega et al. 2012). We found that all galaxies in our sample present a common gas-phase oxygen abundance radial gradient with a similar slope, when normalized to the effective radius (Sánchez et al. 2014). This agrees with an inside-out scenario for galaxy growth. This characteristic slope is independent of the properties of the galaxies, and, in particular, of the presence or absence of a bar, contrary to previous results. More recently, this result has been confirmed by the analysis of the stellar abundance gradient in the same sample (Sánchez-Blázquez et al. 2014); (iii) we explored the origin of the low intensity, LINER-like, ionized gas in galaxies. These regions are clearly not related to star formation activity, or to AGN activity. They are probably most closely related to post-AGB ionization in many cases (Kehrig et al. 2012; Singh et al. 2013; Papaderos et al. 2013); (iv) we explored the aperture and resolution effects on the data. The CALIFA survey provides a unique tool to understand the aperture and resolution effects in larger single-fiber (e.g., SDSS) and IFS surveys (e.g., MaNGA, SAMI). We explored the effects of the dilution of the signal in different gas and stellar population properties (Mast et al. 2014), and proposed a new empirical aperture correction for the SDSS data (Iglesias-Páramo et al. 2013); (v) we analyzed the local properties of the ionized gas and stellar population of galaxies where supernovae (SNe) have exploded. Core collapse SNe are found closer to younger stellar populations, while SNe Ia show no correlation to stellar age (Galbany et al. 2014); (vi) CALIFA is the first IFS survey that allows

gas and stellar kinematic studies for all morphologies with sufficient spectroscopic resolution to study (a) the kinematics of the ionized gas (García-Lorenzo et al. 2015); (b) the effects of bars in the kinematics of galaxies (Barrera-Ballesteros et al. 2014); (c) the effects of the interaction stage on the kinematic signatures (Barrera-Ballesteros et al., in prep.); (d) the bar pattern speeds in late-type galaxies (Aguerri et al. 2015); (e) the measurements of the angular momentum of galaxies to previously unexplored ranges of morphology and ellipticity (Falcón-Barroso et al., in prep.); and (vii) we explored the effects of a first stage merger on the gas and stellar kinematics, star formation activity and stellar populations of the Mice merging galaxies (Wild et al. 2014).

In this article, we introduce the second data release (DR2) of CALIFA, which grants public access to high-quality data for a set of 200 galaxies (400 datacubes). All the cubes in the data release have been reduced with the latest pipeline, which includes improved spectrophotometric calibration, spatial registration, and spatial resolution. This DR supersedes and increases the amount of data delivered in DR1 (Husemann et al. 2013, hereafter H13) by a factor of two.

The DR1 opened CALIFA to the community, and allowed for the exploration of several different scientific avenues not addressed by the collaboration (e.g., Holwerda & Keel 2013; De Geyter et al. 2014; Martínez-García et al. 2014; Davies et al. 2014). The properties of the galaxies in the DR2 sample are summarized in Sect. 2. We describe the observing strategy and setup (Sect. 3), processing (Sect. 4), structure (Sect. 5), and data (Sect. 6), which comprise essential information for any scientific analysis of the distributed CALIFA data. Several interfaces to access the CALIFA DR2 data are explained in Sect. 7.

## 2. The CALIFA DR2 sample

The CALIFA “mother sample” (MS) consists of 939 galaxies drawn from SDSS DR7. The main criteria for the target selection are: angular isophotal diameter ( $45'' < isoA_r < 79.2''$ ) of the galaxies<sup>1</sup>; redshift range  $0.005 < z < 0.03$ ; cut in Galactic latitude to exclude the Galactic plane ( $|b| > 20^\circ$ ); flux limit of  $petroMag_r < 20$ ; and declination limit to  $\delta > 7^\circ$ . Redshift limits were imposed so that the sample would not be dominated by dwarf galaxies and to keep relevant spectral features observable within a fixed instrumental spectral setup. Redshift information was taken from SIMBAD for all galaxies where SDSS DR7 spectra were unavailable. The cut in declination was chosen to reduce problems due to differential atmospheric refraction (DAR) and PMAS flexure issues, but was not applied to the SDSS Southern area because of the sparsity of objects in this region. A comprehensive characterization of the CALIFA MS and a detailed evaluation of the selection effects implied by the chosen criteria is provided in W14. From the CALIFA MS, 600 galaxies are randomly selected for observation, based purely on visibility.

The 200 DR2 galaxies, which include the first 100 galaxies of DR1, were observed in both spectral setups between the start of observations in June 2010 and December 2013. We list these galaxies in Table 1 together with their primary characteristics. The distribution of galaxies in the sky follows the underlying SDSS footprint (Fig. 1). The number of galaxies in DR2 is not homogeneous as a function of right ascension,  $\alpha(J2000)$ ,

<sup>1</sup> The  $isoA_r$  parameter is the isophote major axis at 25 mag per square arcsecond in the  $r$ -band. For the meaning of other SDSS pipeline parameters, refer to the DR7 webpage: <http://skyserver.sdss.org/dr7/en/help/browser/browser.asp>

**Table 1.** CALIFA DR2 galaxies and their characteristics.

Name	ID <sup>a</sup>	$\alpha$ (J2000) <sup>b</sup>	$\delta$ (J2000) <sup>b</sup>	$z$ <sup>c</sup>	$m_g$ <sup>d</sup>	$m_z$ <sup>d</sup>	$m_u - m_z$ <sup>d</sup>	Type <sup>e</sup>	Bar <sup>f</sup>	$b/a$ <sup>g</sup>
IC 5376	001	00:01:19.779	+34:31:32.409	0.0168	14.24	12.60	3.48	Sb	A	0.27
UGC 00005	002	00:03:05.643	-01:54:49.804	0.0243	13.88	12.53	2.95	Sbc	A	0.54
NGC 7819	003	00:04:24.505	+31:28:19.228	0.0167	14.06	13.01	2.12	Sc	A	0.53
IC 1528	005	00:05:05.377	-07:05:36.204	0.0128	13.46	12.52	2.43	Sbc	AB	0.36
UGC 00036	007	00:05:13.882	+06:46:19.306	0.0210	14.12	12.46	3.55	Sab	AB	0.60
NGC 0001	008	00:07:15.860	+27:42:29.096	0.0151	13.46	12.01	2.97	Sbc	A	0.80
NGC 0036	010	00:11:22.298	+06:23:21.667	0.0203	13.46	12.01	3.23	Sb	B	0.65
MCG-02-02-030	013	00:30:07.309	-11:06:49.066	0.0118	13.41	12.08	2.91	Sb	AB	0.34
UGC 00312	014	00:31:23.922	+08:28:00.232	0.0145	13.76	13.07	1.52	Sd	B	0.35
UGC 00335NED02	017	00:33:57.323	+07:16:05.781	0.0183	14.27	12.82	3.42	E4(x)	A	0.63
NGC 0169	022	00:36:51.608	+23:59:27.501	0.0154	14.04	11.74	4.50	Sab(x)	A	0.42
NGC 0171	023	00:37:21.552	-19:56:03.210	0.0131	13.21	11.73	3.29	Sb	B	0.63
NGC 0180	025	00:37:57.703	+08:38:06.588	0.0177	13.51	11.98	3.00	Sb	B	0.64
NGC 0192	026	00:39:13.414	+00:51:50.968	0.0140	13.37	11.72	3.23	Sab	AB	0.31
NGC 0216	027	00:41:27.170	-21:02:40.826	0.0052	13.55	12.78	1.78	Sd	A	0.27
NGC 0237	030	00:43:27.841	-00:07:29.747	0.0139	13.52	12.38	2.44	Sc	B	0.57
IC 1652	037	01:14:56.277	+31:56:54.606	0.0173	14.08	12.72	3.13	S0a	A	0.31
NGC 0444	039	01:15:49.562	+31:04:50.245	0.0161	14.47	13.48	2.20	Scd	A	0.24
UGC 00809	040	01:15:51.837	+33:48:38.532	0.0140	14.81	13.74	2.52	Scd	A	0.19
UGC 00841	041	01:19:10.028	+33:01:50.248	0.0186	14.91	13.73	2.55	Sbc	A	0.25
NGC 0477	042	01:21:20.483	+40:29:17.332	0.0196	14.43	13.09	2.66	Sbc	AB	0.66
IC 1683	043	01:22:38.929	+34:26:13.654	0.0162	14.11	12.63	2.98	Sb	AB	0.59
NGC 0499	044	01:23:11.496	+33:27:36.683	0.0146	12.76	11.19	3.49	E5	A	0.61
NGC 0496	045	01:23:11.595	+33:31:45.386	0.0201	13.92	12.93	2.25	Scd	A	0.58
NGC 0528	050	01:25:33.571	+33:40:17.198	0.0161	13.51	11.89	3.58	S0	A	0.49
UGC 01057	053	01:28:53.253	+13:47:37.674	0.0212	14.54	13.26	2.66	Sc	AB	0.30
NGC 0774	072	01:59:34.729	+14:00:29.536	0.0154	13.52	11.88	3.50	S0	A	0.72
NGC 0776	073	01:59:54.525	+23:38:39.392	0.0164	13.52	12.06	3.19	Sb	B	0.69
NGC 0810	076	02:05:28.562	+13:15:05.867	0.0257	13.70	11.93	3.74	E5(x)	A	0.69
NGC 0825	077	02:08:32.329	+06:19:25.200	0.0113	13.63	12.04	3.29	Sa	A	0.33
UGC 01938	088	02:28:22.137	+23:12:52.655	0.0213	14.70	13.31	2.90	Sbc	AB	0.25
NGC 1056	100	02:42:48.312	+28:34:26.961	0.0052	13.00	11.41	3.02	Sa	A	0.57
UGC 02222	103	02:45:09.676	+32:59:22.935	0.0166	13.76	12.29	3.32	S0a(x)	AB	0.51
UGC 02229	104	02:45:27.567	+00:54:51.657	0.0244	14.16	12.48	3.49	S0a(x)	A	0.57
UGC 02403	115	02:55:57.257	+00:41:33.378	0.0137	14.15	12.41	3.44	Sb	B	0.28
NGC 1349	127	03:31:27.512	+04:22:51.241	0.0220	13.34	11.80	3.45	E6	A	0.89
NGC 1542	131	04:17:14.172	+04:46:54.239	0.0125	13.60	12.14	3.00	Sab	AB	0.38
UGC 03107	133	04:37:21.852	+09:32:40.747	0.0283	14.89	13.35	3.19	Sb	A	0.24
NGC 1645	134	04:44:06.400	-05:27:56.414	0.0163	13.46	11.97	3.38	S0a	B	0.64
IC 2095	141	04:48:45.881	-05:07:28.668	0.0095	15.59	15.23	1.28	Sc	AB	0.15
UGC 03253	146	05:19:41.885	+84:03:09.432	0.0138	13.69	12.27	3.07	Sb	B	0.62
NGC 2253	147	06:43:41.836	+65:12:22.950	0.0120	13.26	11.79	2.97	Sbc	B	0.87
UGC 03539	148	06:48:54.003	+66:15:41.885	0.0110	14.95	14.13	2.31	Sc	AB	0.19
NGC 2347	149	07:16:04.087	+64:42:40.776	0.0149	13.18	11.65	3.08	Sbc	AB	0.64
UGC 03899	150	07:32:37.749	+35:36:52.125	0.0130	14.99	14.46	1.47	Sd	A	0.43
NGC 2410	151	07:35:02.261	+32:49:19.566	0.0156	13.37	11.78	3.29	Sb	AB	0.32
UGC 03969	153	07:41:14.343	+27:36:50.635	0.0275	15.03	13.42	3.21	Sb	A	0.18
UGC 03995	155	07:44:09.128	+29:14:50.751	0.0159	13.48	11.92	3.58	Sb	B	0.46
NGC 2449	156	07:47:20.299	+26:55:48.708	0.0163	13.70	12.22	3.37	Sab	AB	0.50

**Notes.** <sup>(a)</sup> CALIFA unique ID number for the galaxy. <sup>(b)</sup> Equatorial coordinates of the galaxies as provided by NED. <sup>(c)</sup> Redshift of the galaxies based on SDSS DR7 spectra or complemented with SIMBAD information if SDSS spectra are not available. <sup>(d)</sup> Petrosian magnitudes as given by SDSS DR7 database corrected for Galactic extinction. <sup>(e)</sup> Morphological type from our own visual classification (see W14 for details). “(x)” indicates ongoing mergers. <sup>(f)</sup> Bar strength of the galaxy as an additional outcome of our visual classification. A stands for non-barred, B for barred and AB if unsure. <sup>(g)</sup> Ratio between the semi-minor and semi-major axis based on a detailed re-analysis of the SDSS images (see W14 for details). <sup>(h)</sup> Morphological classification of this particular galaxy NGC 4676B from Wild et al. (2014).

and has three clear peaks at around  $\alpha \sim 15^\circ$ ,  $255^\circ$ , and  $345^\circ$ . All three peaks are located in the same observing semester, in the period from April to October. As noted in H13, there was a downtime of the 3.5 m telescope from August 2010 until April 2011 due to operational reasons at the observatory, which delayed the survey roughly by eight months. In addition to this, because of scheduling matters, a large part of the granted time was allocated

in summer seasons. Regardless of the observing time issue, the distribution of physical properties for DR2 is nearly random, as expected, and covers galaxies with a wide range of properties as discussed below.

Figure 2 shows the distribution of galaxies in the color-magnitude diagram. The DR2 sample covers nearly the full range of the CALIFA MS. On average, the DR2 targets

**Table 1.** continued.

Name	ID <sup>a</sup>	$\alpha$ (J2000) <sup>b</sup>	$\delta$ (J2000) <sup>b</sup>	$z$ <sup>c</sup>	$m_g$ <sup>d</sup>	$m_z$ <sup>d</sup>	$m_u - m_z$ <sup>d</sup>	Type <sup>e</sup>	Bar <sup>f</sup>	$b/a$ <sup>g</sup>
UGC 04132	165	07:59:13.046	+32:54:52.822	0.0174	13.80	12.23	3.17	Sbc	AB	0.26
UGC 04722	231	09:00:24.130	+25:36:53.079	0.0058	15.16	15.07	1.25	Sdm	A	0.19
NGC 2730	232	09:02:15.824	+16:50:17.841	0.0128	13.93	13.13	1.95	Scd	B	0.64
NGC 2880	272	09:29:34.567	+62:29:26.052	0.0051	12.40	10.99	3.21	E7	AB	0.71
IC 2487	273	09:30:09.166	+20:05:27.042	0.0145	13.94	12.58	2.90	Sc	AB	0.22
IC 0540	274	09:30:10.338	+07:54:09.903	0.0069	14.24	12.76	3.17	Sab	AB	0.30
NGC 2906	275	09:32:06.218	+08:26:30.367	0.0071	12.89	11.46	3.37	Sbc	A	0.51
NGC 2916	277	09:34:57.601	+21:42:18.940	0.0124	13.37	11.86	3.16	Sbc	A	0.59
UGC 05108	278	09:35:26.279	+29:48:45.439	0.0271	14.35	12.73	3.35	Sb	B	0.77
UGC 05358	306	09:58:47.135	+11:23:19.318	0.0097	15.12	14.41	1.79	Sd	B	0.33
UGC 05359	307	09:58:51.647	+19:12:53.918	0.0283	14.74	13.43	2.93	Sb	B	0.37
UGC 05396	309	10:01:40.485	+10:45:23.140	0.0181	14.43	13.24	2.66	Sbc	AB	0.27
NGC 3106	311	10:04:05.251	+31:11:07.653	0.0207	13.41	12.01	3.31	Sab	A	0.93
UGC 05498NED01	314	10:12:03.658	+23:05:07.590	0.0210	14.65	12.95	3.48	Sa(x)	A	0.24
NGC 3160	319	10:13:55.115	+38:50:34.534	0.0229	14.64	12.92	3.63	Sab	AB	0.29
UGC 05598	326	10:22:14.004	+20:35:21.879	0.0188	14.80	13.52	2.77	Sb	A	0.30
NGC 3303	340	10:37:00.088	+18:08:09.194	0.0200	14.24	12.55	3.56	S0a(x)	AB	0.60
UGC 05771	341	10:37:19.340	+43:35:15.321	0.0248	14.10	12.43	3.58	E6	A	0.71
NGC 3381	353	10:48:24.818	+34:42:41.078	0.0054	13.41	12.68	1.82	Sd	B	0.71
UGC 06036	364	10:55:55.261	+36:51:41.468	0.0218	14.14	12.47	3.65	Sa	A	0.29
IC 0674	381	11:11:06.361	+43:37:58.812	0.0251	14.07	12.57	3.40	Sab	B	0.65
NGC 3614	388	11:18:21.332	+45:44:53.408	0.0077	13.60	12.37	2.90	Sbc	AB	0.72
NGC 3811	436	11:41:16.630	+47:41:26.920	0.0102	13.48	12.06	3.00	Sbc	B	0.62
NGC 3991	475	11:57:30.959	+32:20:13.289	0.0108	14.08	13.52	1.42	Sm	A	0.22
NGC 3994	476	11:57:36.866	+32:16:39.426	0.0103	13.46	11.98	2.87	Sbc	AB	0.47
NGC 4003	479	11:57:59.033	+23:07:29.636	0.0219	13.96	12.39	3.29	S0a	B	0.42
UGC 07012	486	12:02:03.146	+29:50:52.737	0.0102	14.41	13.81	1.73	Sed	AB	0.54
NGC 4149	502	12:10:32.849	+58:18:14.884	0.0103	13.86	12.30	3.10	Sa	AB	0.19
NGC 4185	515	12:13:22.192	+28:30:39.468	0.0130	13.27	12.01	3.03	Sbc	AB	0.64
NGC 4210	518	12:15:15.842	+65:59:07.156	0.0091	13.44	12.03	2.99	Sb	B	0.73
IC 0776	528	12:19:03.120	+08:51:22.153	0.0081	14.74	14.42	1.25	Sdm	A	0.56
NGC 4470	548	12:29:37.778	+07:49:27.129	0.0079	12.96	12.12	1.84	Sc	A	0.66
NGC 4644	569	12:42:42.664	+55:08:43.897	0.0165	14.41	13.02	3.00	Sb	A	0.45
NGC 4676A	577	12:46:10.107	+30:43:54.899	0.0222	14.78	13.08	2.99	Sdm(x)	AB	0.28
NGC 4874	592	12:59:35.709	+27:57:33.339	0.0239	12.89	11.37	3.42	E0	A	0.88
UGC 08107	593	12:59:39.778	+53:20:28.203	0.0277	14.30	12.71	3.45	Sa(x)	A	0.39
UGC 08231	606	13:08:37.555	+54:04:27.737	0.0083	14.44	13.97	1.45	Sd	AB	0.37
UGC 08234	607	13:08:46.505	+62:16:18.099	0.0270	13.45	12.23	2.92	S0	A	0.63
NGC 5000	608	13:09:47.487	+28:54:24.993	0.0187	13.94	12.50	2.97	Sbc	B	0.60
UGC 08250	609	13:10:20.138	+32:28:59.479	0.0176	15.17	14.03	2.39	Sc	A	0.19
UGC 08267	610	13:11:11.334	+43:43:34.787	0.0242	14.87	13.14	3.39	Sb	AB	0.20
NGC 5205	630	13:30:03.571	+62:30:41.624	0.0059	13.45	12.12	2.92	Sbc	B	0.67
NGC 5216	633	13:32:06.896	+62:42:02.392	0.0098	13.58	12.12	3.27	E0	A	0.91
UGC 08733	657	13:48:38.994	+43:24:44.830	0.0078	14.70	13.63	1.83	Sdm	B	0.49
IC 0944	663	13:51:30.868	+14:05:31.959	0.0234	13.67	11.95	3.59	Sab	A	0.30
UGC 08778	664	13:52:06.669	+38:04:01.273	0.0108	14.20	12.90	2.89	Sb	A	0.21
UGC 08781	665	13:52:22.745	+21:32:21.669	0.0253	13.92	12.49	3.31	Sb	B	0.52
NGC 5378	676	13:56:51.013	+37:47:50.055	0.0100	13.53	12.12	3.23	Sb	B	0.63
NGC 5394	680	13:58:33.201	+37:27:13.118	0.0114	14.39	13.59	2.29	Sbc(x)	B	0.74
NGC 5406	684	14:00:20.120	+38:54:55.528	0.0180	13.37	11.84	3.46	Sb	B	0.88
NGC 5485	708	14:07:11.349	+55:00:05.933	0.0064	12.41	10.88	3.42	E5	A	0.81
UGC 09067	714	14:10:45.458	+15:12:33.858	0.0262	14.29	13.09	2.61	Sbc	AB	0.45
NGC 5520	715	14:12:22.811	+50:20:54.309	0.0063	13.31	12.05	2.71	Sbc	A	0.57
NGC 5614	740	14:24:07.588	+34:51:31.869	0.0130	12.68	11.03	3.56	Sa(x)	A	0.95

comprise  $\sim 37\%$  of each color-magnitude bin of the total 600 objects in the full CALIFA sample. The deficit of low-luminosity galaxies with intermediate colors, noted in DR1, has improved. Fluctuations can be explained by the effect of low-number statistics, especially within those color-magnitude bins in which the MS contains fewer galaxies. This point is highlighted in Fig. 2 and emphasizes the need to eventually observe the full CALIFA sample to obtain a sufficient number of galaxies in each bin for a meaningful multi dimensional statistical analysis.

Figure 3 compares the redshift distribution of the CALIFA galaxies in the DR2 and DR1, as a percentage of the CALIFA MS. Except for a few particular bins, the redshift distribution is homogeneous with respect to the MS.

One important test to be made is whether the number density of galaxies estimated from the DR2 sample is not biased with respect to the MS. Figure 4 shows the  $r$ -band luminosity function (LF) of the DR2 sample as compared to the MS and the reference SDSS sample of Blanton et al. (2005). We refer to W14 for all technical details on how the LFs are obtained and for the

**Table 1.** continued.

Name	ID <sup>a</sup>	$\alpha$ (J2000) <sup>b</sup>	$\delta$ (J2000) <sup>b</sup>	$z$ <sup>c</sup>	$m_g$ <sup>d</sup>	$m_z$ <sup>d</sup>	$m_u - m_z$ <sup>d</sup>	Type <sup>e</sup>	Bar <sup>f</sup>	$b/a$ <sup>g</sup>
NGC 5630	749	14:27:36.610	+41:15:27.919	0.0089	13.60	13.04	1.62	Sdm	B	0.32
NGC 5682	758	14:34:44.978	+48:40:12.831	0.0076	14.39	13.64	1.74	Scd	B	0.31
NGC 5720	764	14:38:33.281	+50:48:54.874	0.0260	14.13	12.72	3.18	Sbc	B	0.65
UGC 09476	769	14:41:32.029	+44:30:45.978	0.0109	13.63	12.61	2.31	Sbc	A	0.63
NGC 5784	778	14:54:16.450	+42:33:28.452	0.0181	13.20	11.69	3.45	S0	A	0.81
UGC 09665	783	15:01:32.465	+48:19:10.928	0.0085	14.30	12.83	3.12	Sb	A	0.23
NGC 5888	789	15:13:07.372	+41:15:52.666	0.0291	13.84	12.25	3.47	Sb	B	0.54
NGC 5908	791	15:16:43.191	+55:24:34.461	0.0112	13.12	11.15	3.97	Sa	A	0.24
NGC 5930	795	15:26:07.950	+41:40:33.829	0.0088	13.53	11.76	3.27	Sab(x)	AB	0.84
UGC 09873	797	15:29:50.651	+42:37:44.104	0.0188	15.19	13.95	2.63	Sb	A	0.21
UGC 09892	798	15:32:51.947	+41:11:29.282	0.0189	14.80	13.51	2.78	Sbc	A	0.29
NGC 5966	806	15:35:52.108	+39:46:08.047	0.0151	13.24	11.76	3.36	E4	A	0.60
IC 4566	807	15:36:42.162	+43:32:21.545	0.0186	13.84	12.35	3.39	Sb	B	0.69
NGC 5987	809	15:39:57.356	+58:04:46.249	0.0100	12.76	11.07	3.62	Sa	A	0.39
NGC 6004	813	15:50:22.720	+18:56:21.386	0.0128	13.55	12.22	3.02	Sbc	B	0.94
NGC 6020	815	15:57:08.137	+22:24:16.492	0.0144	13.40	11.94	3.40	E4	A	0.73
NGC 6021	816	15:57:30.685	+15:57:21.766	0.0158	13.63	12.10	3.45	E5	A	0.78
NGC 6032	820	16:03:01.124	+20:57:21.330	0.0145	13.97	12.56	2.94	Sbc	B	0.30
UGC 10205	822	16:06:40.181	+30:05:56.651	0.0219	13.89	12.29	3.32	S0a	A	0.58
NGC 6063	823	16:07:12.993	+07:58:44.368	0.0095	13.63	12.53	2.56	Sbc	A	0.60
IC 1199	824	16:10:34.347	+10:02:25.322	0.0158	13.97	12.59	2.86	Sb	AB	0.41
NGC 6081	826	16:12:56.858	+09:52:01.580	0.0171	13.62	11.93	3.65	S0a	A	0.46
UGC 10331	828	16:17:21.123	+59:19:12.466	0.0152	14.50	13.60	2.11	Sc(x)	AB	0.26
NGC 6125	829	16:19:11.536	+57:59:02.899	0.0154	12.91	11.39	3.43	E1	A	0.91
NGC 6132	831	16:23:38.840	+11:47:10.459	0.0166	14.18	13.09	2.38	Sbc	A	0.36
NGC 6146	832	16:25:10.331	+40:53:34.325	0.0292	13.28	11.80	3.40	E5	A	0.77
NGC 6154	833	16:25:30.483	+49:50:24.934	0.0199	13.81	12.39	3.33	Sab	B	0.65
UGC 10380	834	16:25:49.911	+16:34:33.827	0.0292	14.89	13.18	3.57	Sb	AB	0.28
NGC 6150	835	16:25:49.966	+40:29:19.419	0.0292	13.92	12.35	3.49	E7	A	0.48
UGC 10384	837	16:26:46.685	+11:34:48.968	0.0165	14.70	13.22	2.82	Sb	A	0.22
UGC 10388	838	16:27:02.974	+16:22:56.031	0.0154	14.03	12.67	3.15	Sa	AB	0.40
NGC 6173	840	16:29:44.875	+40:48:41.965	0.0294	13.16	11.61	3.49	E6	A	0.65
NGC 6168	841	16:31:20.834	+20:11:08.298	0.0086	14.70	13.58	2.30	Sc	AB	0.18
UGC 10650	843	17:00:14.583	+23:06:22.839	0.0099	15.35	16.29	0.04	Scd	A	0.20
UGC 10693	845	17:04:53.020	+41:51:55.764	0.0280	13.45	12.00	3.41	E7	AB	0.68
UGC 10695	846	17:05:05.574	+43:02:35.360	0.0280	13.98	12.42	3.50	E5	A	0.67
UGC 10710	847	17:06:52.522	+43:07:19.961	0.0280	14.35	12.75	3.31	Sb	A	0.25
NGC 6310	848	17:07:57.480	+60:59:24.569	0.0114	13.72	12.29	3.24	Sb	A	0.22
NGC 6314	850	17:12:38.716	+23:16:12.297	0.0221	13.52	12.12	3.09	Sab	A	0.51
NGC 6338	851	17:15:22.976	+57:24:40.284	0.0274	13.33	11.70	3.66	E5	A	0.66
UGC 10796	852	17:16:47.725	+61:55:12.433	0.0102	14.28	13.74	1.44	Scd	AB	0.49
UGC 10811	854	17:18:43.726	+58:08:06.433	0.0291	14.55	13.02	3.30	Sb	B	0.42
IC 1256	856	17:23:47.285	+26:29:11.482	0.0159	13.91	12.70	2.60	Sb	AB	0.59
NGC 6394	857	17:30:21.423	+59:38:23.613	0.0284	14.53	13.06	3.05	Sbc	B	0.29
UGC 10905	858	17:34:06.438	+25:20:38.290	0.0265	13.68	12.15	3.37	S0a	A	0.53
NGC 6411	859	17:35:32.849	+60:48:48.255	0.0123	12.73	11.37	3.34	E4	A	0.68
NGC 6427	860	17:43:38.599	+25:29:38.178	0.0108	13.28	11.82	3.30	S0	AB	0.61
UGC 10972	861	17:46:21.921	+26:32:37.681	0.0155	14.10	12.78	2.91	Sbc	A	0.22
NGC 6478	862	17:48:37.742	+51:09:13.683	0.0227	14.16	12.83	2.59	Sc	A	0.42
NGC 6497	863	17:51:17.966	+59:28:15.149	0.0105	13.73	12.26	3.41	Sab	B	0.65
NGC 6515	864	17:57:25.195	+50:43:41.242	0.0228	13.52	12.10	3.27	E3	A	0.78
UGC 11228	865	18:24:46.260	+41:29:33.853	0.0194	13.78	12.26	3.43	S0	B	0.57
UGC 11262	866	18:30:35.698	+42:41:33.704	0.0186	14.89	13.75	2.65	Sc	A	0.39

explanation of the turnover of the LF at  $M_r \approx -18.6$ . The DR2 sample already reproduces the CALIFA MS LF very closely for most of the magnitude bins.

An important characteristic of the CALIFA MS is that it contains galaxies of all morphological types. Galaxy morphologies were inferred by combining the independent visual classifications of several collaboration members as described in W14. Figure 5 shows a histogram of bar strength as well as the percentage of DR2 galaxies with respect to the CALIFA MS distribution

for different morphological types grouped into elliptical, lenticular, and spiral galaxies (and subtypes). A more detailed classification of ellipticals (from 0 to 7) is available, but we do not distinguish between them here because of the low number of galaxies per elliptical subtype within DR2. From 200 galaxies in DR2, 18 have been classified as ongoing mergers<sup>2</sup> (of any type). As clearly seen in Fig. 5, the percentage of DR2 galaxies with respect to the CALIFA MS is almost constant for all

<sup>2</sup> According to our visual classification.

**Table 1.** continued.

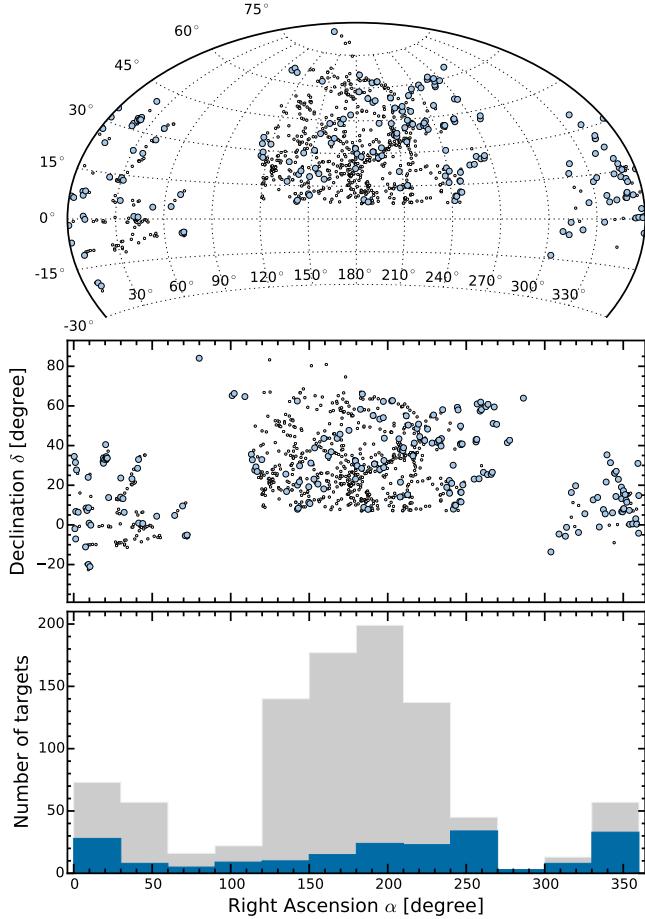
Name	ID <sup>a</sup>	$\alpha$ (J2000) <sup>b</sup>	$\delta$ (J2000) <sup>b</sup>	$z$ <sup>c</sup>	$m_g$ <sup>d</sup>	$m_z$ <sup>d</sup>	$m_u - m_z$ <sup>d</sup>	Type <sup>e</sup>	Bar <sup>f</sup>	$b/a^g$
NGC 6762	867	19:05:37.090	+63:56:02.791	0.0098	13.81	12.37	3.29	Sab	A	0.49
MCG-02-51-004	868	20:15:39.858	-13:37:19.227	0.0188	13.88	12.47	2.93	Sb	A	0.37
NGC 6941	869	20:36:23.474	-04:37:07.459	0.0208	13.47	12.06	3.14	Sb	B	0.73
NGC 6978	871	20:52:35.435	-05:42:40.041	0.0199	13.48	11.95	3.27	Sb	AB	0.39
UGC 11649	872	20:55:27.620	-01:13:30.879	0.0127	13.47	12.06	3.19	Sab	B	0.88
NGC 7025	874	21:07:47.336	+16:20:09.224	0.0166	12.85	11.25	3.57	S0a	A	0.72
UGC 11717	877	21:18:35.413	+19:43:07.397	0.0212	14.20	12.45	3.60	Sab	A	0.47
MCG-01-54-016	878	21:25:59.971	-03:48:32.267	0.0098	14.90	14.26	1.56	Scd	A	0.13
UGC 11792	880	21:42:12.700	+05:36:55.333	0.0160	14.82	13.30	3.08	Sbc	A	0.20
NGC 7194	881	22:03:30.938	+12:38:12.414	0.0272	13.55	12.01	3.47	E3	A	0.79
UGC 11958	883	22:14:46.882	+13:50:27.132	0.0262	14.02	12.47	3.44	S0(x)	A	0.74
UGC 11982	884	22:18:52.939	-01:03:31.254	0.0162	15.24	14.09	2.68	Scd	A	0.23
UGC 12054	885	22:29:32.454	+07:43:33.685	0.0070	14.62	13.82	1.89	Sc	A	0.24
NGC 7311	886	22:34:06.797	+05:34:13.166	0.0150	12.60	11.18	3.25	Sa	A	0.49
NGC 7321	887	22:36:28.022	+21:37:18.354	0.0238	13.58	12.29	2.98	Sbc	B	0.69
UGC 12127	888	22:38:29.421	+35:19:46.894	0.0275	13.46	11.94	3.53	E1	A	0.85
UGC 12185	890	22:47:25.063	+31:22:24.672	0.0222	14.16	12.75	3.21	Sb	B	0.47
UGC 12224	891	22:52:38.364	+06:05:37.045	0.0118	13.89	12.86	2.60	Sc	A	0.83
NGC 7436B	893	22:57:57.546	+26:09:00.012	0.0246	13.40	11.80	3.59	E2(x)	A	0.90
UGC 12274	894	22:58:19.600	+26:03:42.974	0.0255	14.21	12.59	3.63	Sa	A	0.36
UGC 12308	895	23:01:18.684	+14:20:22.466	0.0076	14.69	14.01	1.82	Scd	A	0.25
NGC 7466	896	23:02:03.464	+27:03:09.342	0.0251	14.22	12.76	3.00	Sbc	A	0.53
NGC 7489	898	23:07:32.695	+22:59:53.127	0.0208	13.70	12.61	2.42	Sbc	A	0.55
NGC 7549	901	23:15:17.271	+19:02:30.437	0.0157	13.98	12.62	2.76	Sbc	B	0.75
NGC 7563	902	23:15:55.928	+13:11:46.040	0.0143	13.33	11.80	3.45	Sa	B	0.68
NGC 7562	903	23:15:57.495	+06:41:15.151	0.0120	12.10	10.56	3.43	E4	A	0.68
NGC 7591	904	23:18:16.260	+06:35:08.860	0.0165	13.39	11.80	3.24	Sbc	B	0.59
UGC 12519	909	23:20:02.769	+15:57:10.028	0.0146	14.24	12.90	2.87	Sc	AB	0.21
UGC 12518	910	23:20:12.737	+07:55:55.915	0.0093	14.74	12.91	3.67	Sb	A	0.23
NGC 7625	913	23:20:30.139	+17:13:32.034	0.0054	13.03	11.47	3.03	Sa	A	0.78
NGC 7631	914	23:21:26.675	+08:13:03.463	0.0125	13.40	12.05	3.00	Sb	A	0.44
NGC 7653	915	23:24:49.358	+15:16:32.165	0.0142	13.17	11.88	3.00	Sb	A	0.88
NGC 7671	916	23:27:19.336	+12:28:02.673	0.0135	13.14	11.56	3.56	S0	A	0.65
NGC 7683	917	23:29:03.823	+11:26:42.607	0.0124	13.00	11.38	3.61	S0	A	0.62
UGC 12688	922	23:35:26.096	+07:19:19.554	0.0174	14.53	13.47	2.29	Scd(x)	AB	0.29
NGC 7716	924	23:36:31.450	+00:17:50.179	0.0085	13.03	11.60	3.25	Sb	A	0.71
NGC 7738	927	23:44:02.058	+00:30:59.838	0.0228	13.94	12.17	3.56	Sb	B	0.31
UGC 12816	930	23:51:50.691	+03:04:57.909	0.0178	14.09	13.16	2.08	Sc	A	0.62
NGC 7783NED01	932	23:54:10.078	+00:22:58.299	0.0262	13.62	12.06	3.43	Sa(x)	A	0.46
UGC 12864	935	23:57:23.921	+30:59:31.456	0.0156	14.24	13.25	2.19	Sc	B	0.32
MCG-01-01-012	936	23:59:10.803	-04:11:29.763	0.0193	14.64	12.83	4.07	Sab	AB	0.26
NGC 7800	937	23:59:36.753	+14:48:25.043	0.0058	13.35	13.16	1.11	Ir	AB	0.40
NGC 5947	938	15:30:36.595	+42:43:01.732	0.0198	14.07	12.81	2.80	Sbc	B	0.83
NGC 4676B <sup>h</sup>	939	12:46:11.235	+30:43:21.871	0.0218	17.00	15.31	3.44	Sb(x)	B	0.82

types, implying that the DR2 coverage seems to be consistent with a random selection. Axis ratios ( $b/a$ ) were measured from the SDSS  $r$ -band image using growth curve analysis, by calculating light moments after proper sky subtraction and masking of foreground stars (see W14 for details). The axis ratios can be used as a proxy of the inclination of spiral galaxies. Figure 6 shows that the DR2 sample covers the same range of axis ratios as the MS. A Kolmogorov-Smirnov test gives a  $<5\%$  confidence that the DR2 sample is drawn from a different distribution than the underlying MS.

In Fig. 7, we present the distribution of stellar masses for the DR2 galaxies. Galaxy stellar masses are from González Delgado et al. (2014a), and they have been estimated following the process described in Pérez et al. (2013), Cid Fernandes et al. (2013, 2014), and González Delgado et al. (2014b). These masses account for spatial variations in both M/L ratio and stellar extinction. In short, we use the code (Cid Fernandes et al. 2005) to fit each spectrum extracted from the datacube with a combination of SSP models from the Granada

(González Delgado et al. 2005) and MILES (Vazdekis et al. 2010) libraries, that cover the full metallicity range of the MILES models ( $\log Z/Z_{\odot}$  from  $-2.3$  to  $+0.22$ ), and ages from 0.001 to 14 Gyr. We assume a Salpeter IMF. The DR2 galaxies cover intermediate to high-mass galaxies, including at least ten galaxies per 0.25 dex bin between  $10^{10}$  and  $10^{11.75} M_{\odot}$  and a median value close to  $10^{11} M_{\odot}$ . The asymmetric distribution is expected from the distribution in absolute magnitudes (see Fig. 2) and is inherited from the CALIFA MS because of its selection criteria (see W14 for details).

A more general “panoramic view” of the DR2 sample characteristics is presented in Fig. 8. Several of the main properties observable in 2D are highlighted for 169 randomly-selected galaxies, shown individually in hexagons that together form the shape of a CALIFA-like FoV. The galaxies have been ordered by  $r$ -band absolute magnitude, from top right (brightest absolute magnitude) to bottom left (faintest absolute magnitude). The highlighted properties derive from several different analysis pipelines developed within the collaboration. Stellar properties,

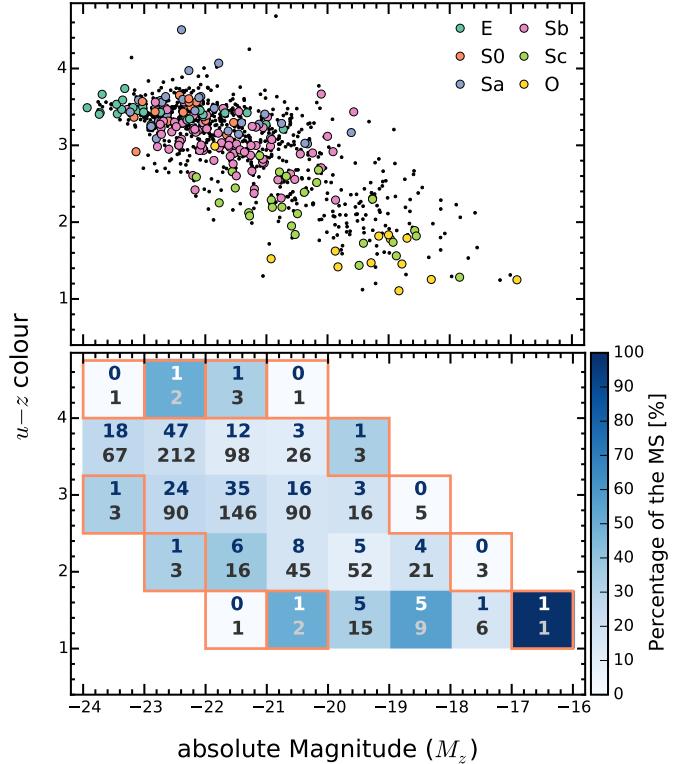


**Fig. 1.** Distribution on the sky of galaxies in the CALIFA mother sample (small open circles) and CALIFA DR2 sample (blue filled symbols). The *upper panel* shows the distribution in an Aitoff projection in J2000 Equatorial Coordinates (cut off at  $\delta = -30^\circ$ , below which the sample does not extend), while the *middle panel* is plotted in the Cartesian system. The *lower panel* shows both samples as a function of right ascension. The number distribution in bins of  $30^\circ$  along the right ascension is shown for the mother sample (gray area) and the DR2 sample (blue area).

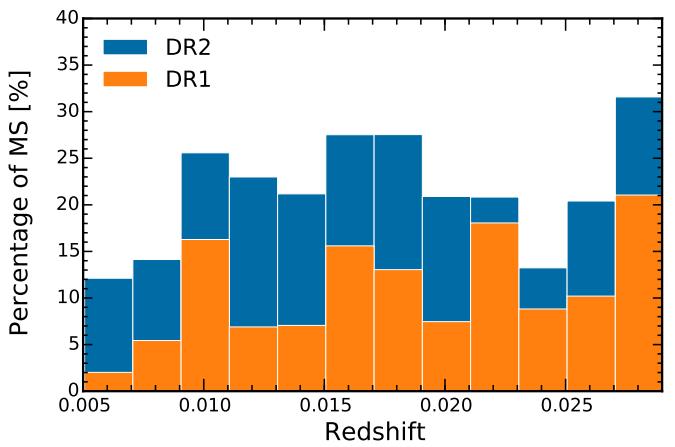
like ages and mass surface density, were measured with the code (see references in the preceding paragraph describing the distribution of stellar masses in the sample) while gas properties and emission lines were measured using FIT3D (Sánchez et al. 2007). This plot is only intended to demonstrate the diversity of the DR2 sample.

### 3. Observing strategy and setup overview

For the sake of completeness, we provide here a brief summary of the instrument layout and observing strategy. All the details can be found in S12. The PPak fiber bundle of the PMAS instrument has a FoV of  $74'' \times 64''$ . There are 382 fibers in total, distributed in three different groups. The PPak Integral Field Unit (IFU) holds 331 “science” fibers in a hexagonal grid with a maximum diameter of  $74''$  while each fiber projects to  $2''.7$  in diameter on the sky. The fiber-to-fiber distance is  $3''.2$ , which yields a total filling factor of 0.6. An additional set of 36 fibers devoted to measuring the surrounding sky background are distributed in six bundles of 6 fibers each, located in a ring  $72''$



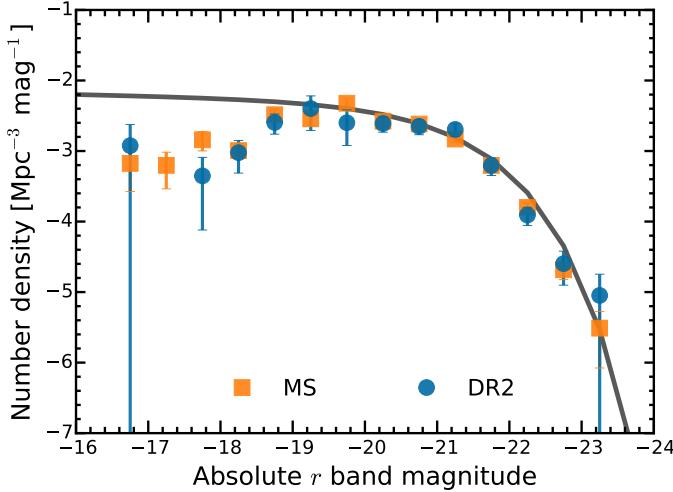
**Fig. 2.** *Upper panel:* distribution of CALIFA galaxies in the  $u-z$  vs.  $M_z$  color-magnitude diagram. Black dots denote galaxies in the CALIFA mother sample (S12, W14) and colored symbols indicate CALIFA DR2 galaxies. Different colors account for the morphological classification, which range from ellipticals (E) to late-type spirals; group “O” includes Sd, Sdm, Sm, and I types. *Lower panel:* fraction of galaxies in the DR2 sample with respect to the CALIFA MS distribution (939 objects) in bins of 1 mag in  $M_z$  and 0.75 mag in  $u-z$ . The total number of galaxies per bin in the DR2 sample and the MS are shown in the upper and lower part of each bin, respectively. Bins for which the number of galaxies in the MS is less than 5 are prone to low-number statistics and enclosed by an orange square for better identification.



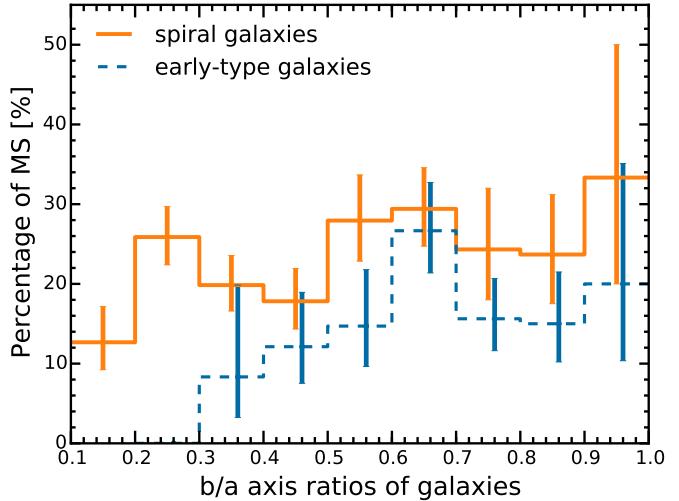
**Fig. 3.** Redshift distribution of the DR2 (blue) and DR1 (orange) as percentage of the CALIFA MS.

from the center. Finally, there are 15 extra fibers connected to the calibration unit.

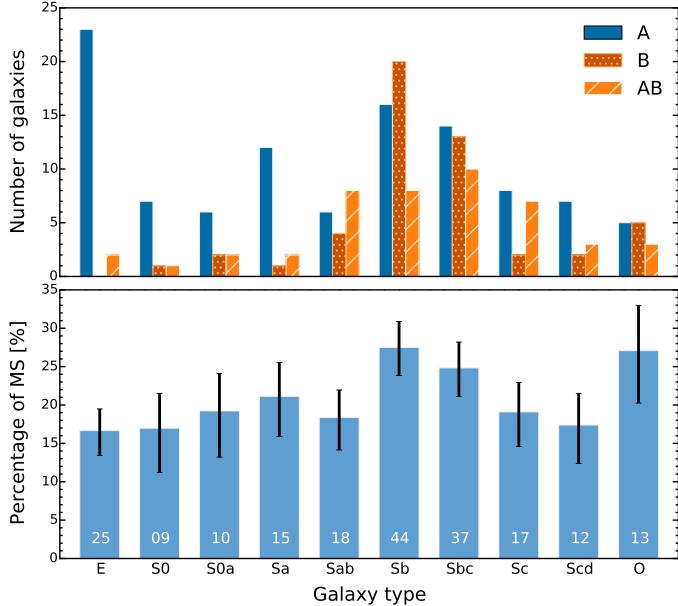
Every galaxy in the CALIFA sample is observed in the optical range using two different overlapping setups. The V500 low-resolution mode ( $R \sim 850$ ) covers the range  $3745\text{--}7500 \text{\AA}$ ,



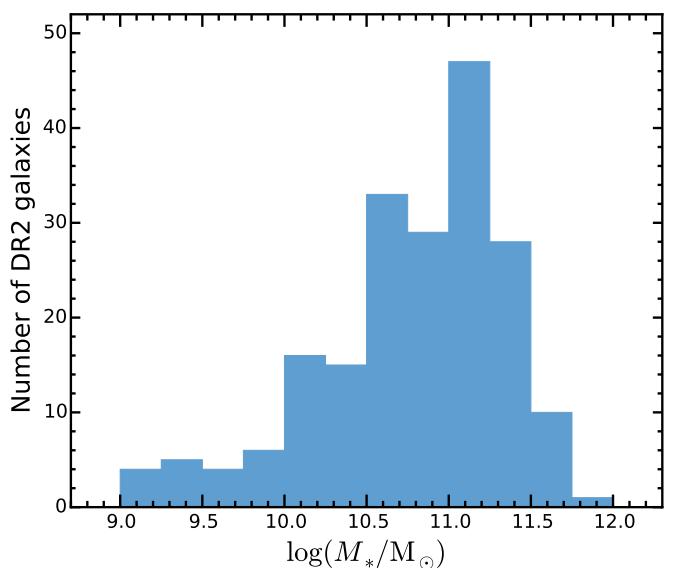
**Fig. 4.** Luminosity functions in the  $r$  band of the CALIFA mother sample (orange squares) and the DR2 sample (blue points). Error bars represent Poissonian uncertainties. The line shows the Schechter fit to the LF of Blanton et al. (2005).



**Fig. 6.** Percentage of galaxies in the DR2 sample with respect to the CALIFA MS distribution, as a function of the light-weighted axis ratio ( $b/a$ ). Galaxies were separated into early-type galaxies (E+S0) and spiral galaxies (Sa and later). The CALIFA mother sample does not include any elliptical galaxies with  $b/a < 0.3$ . Error bars are computed from the binomial errors of the associated DR2 number counts.



**Fig. 5.** Distribution of visually classified morphological types in the DR2 sample. We divide the galaxies into ellipticals (E), spirals (from S0 to Scd), and the “other” group “O”, which includes Sd, Sdm, Sm, and I (only one) types. *Upper panel:* bar strength histogram, where A stands for non-barred, B for barred and AB if unsure. *Lower panel:* the percentage of galaxies in the DR2 sample with respect to the CALIFA MS distribution. The total number of galaxies in the DR2 for each morphology type is written on each bar. Error bars are computed from the binomial errors of the associated DR2 number counts (Wilson 1927). The morphological distribution of the DR2 sample is similar to that of the mother sample.



**Fig. 7.** Distribution of stellar masses in the DR2 sample. The stellar masses are determined from the CALIFA data using spectral fitting techniques (see text for details).

The exposure time per pointing is fixed. We carry out V1200 observations during dark nights with an exposure time of 1800 s per pointing (split in 2 or 3 individual exposures). We take V500 observations during gray nights with 900 s per pointing.

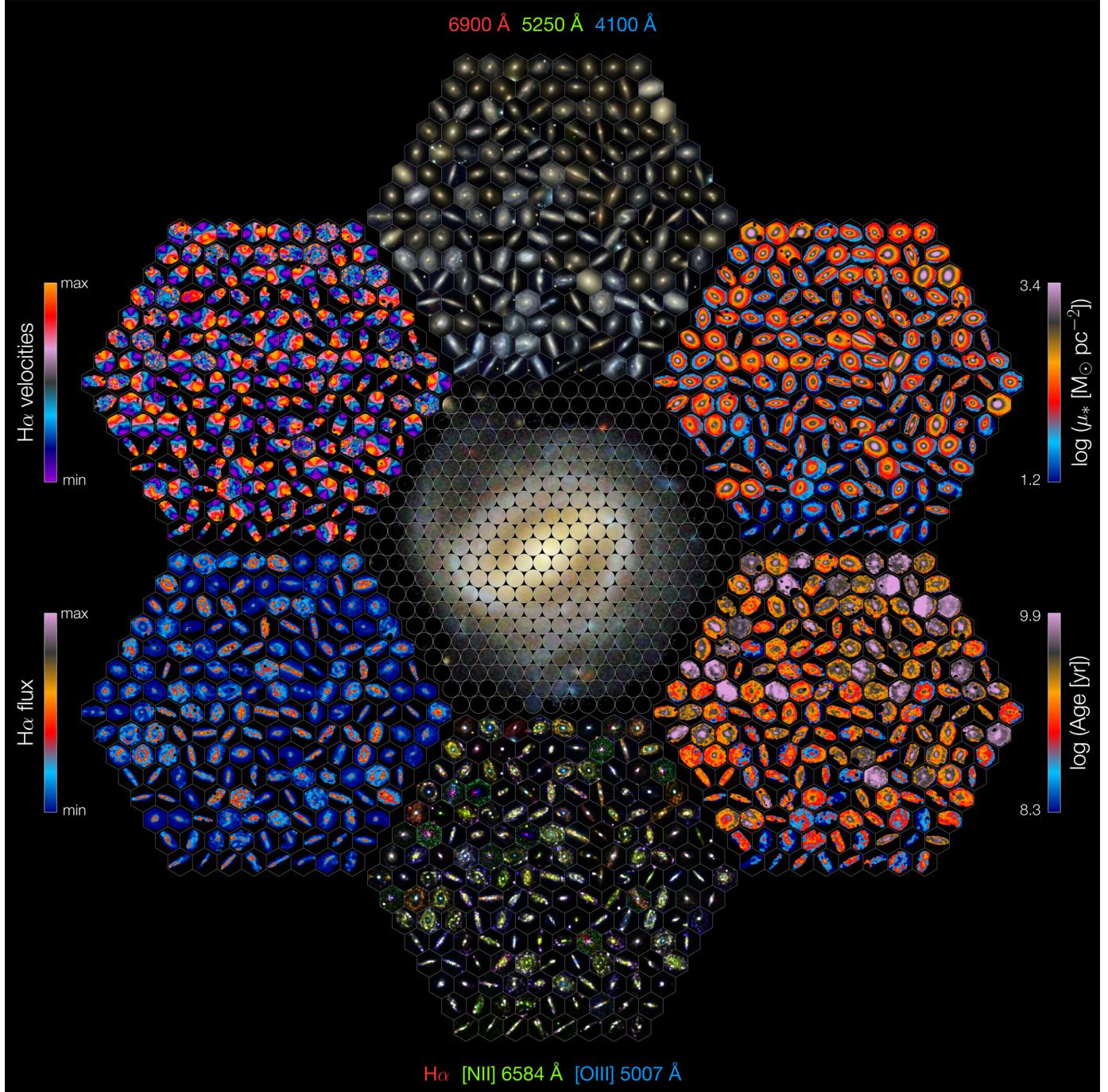
In the following section, we describe the improvements to the CALIFA data reduction pipeline used to produce the DR2 data.

## 4. Data processing and error propagation

### 4.1. Overview of the reduction scheme

As described in H13, since V1.3c the CALIFA pipeline has a Python-based architecture (Py3D package). Here we present a summary of the main steps of the reduction process. The

but it is affected by internal vignetting within the spectrograph giving an unvignetted range of 4240–7140 Å. The blue mid-resolution setup (V1200;  $R \sim 1650$ ) covers the range 3400–4840 Å with an unvignetted range of 3650–4620 Å. The resolutions quoted are those at the overlapping wavelength range ( $\lambda \sim 4500$  Å). To reach a filling factor of 100% across the FoV, a 3-pointing dithering scheme is used for each object.



**Fig. 8.** CALIFA ‘panoramic view’ (also CALIFA’s ‘Mandala’) representation, consisting of the basic physical properties (all of them derived from the CALIFA datacubes) of a subsample of 169 galaxies extracted randomly from DR2. We show 1) 3-color broadband images (top center; central wavelength 6900 Å, 5250 Å, and 4100 Å); 2) stellar mass surface densities (upper right); 3) ages (lower right); 4) narrowband images (bottom center; emission lines: H $\alpha$ , [N II] 6584 Å, and [O III] 5007 Å); 5) H $\alpha$  emission (lower left), and 6) H $\alpha$  kinematics (upper left). The CALIFA logo is placed at the central hexagon.

particular improvements on the new CALIFA pipeline, V1.5, are described in Sect. 4.2.

Each raw frame is stored in four different FITS files, corresponding to each of the four amplifiers of the detector. As a first step, these four files are combined into a single frame and bias subtracted. We developed a new tool (Husemann et al. 2012) for the detection and clipping of cosmic rays, which uses a Laplacian edge detection scheme combined with a point spread function convolution approach. Relative flexure offsets are estimated with respect to the continuum and arc-lamp calibration

frames and the wavelength solution is corrected for each individual science frame. The stray-light map is reconstructed using the gaps between the fiber traces and subtracted from the calibration and science exposures. For spectral extraction, the widths of the fiber profiles are measured using the position of the fibers obtained from the continuum lamp. An optimal extraction algorithm (Horne 1986) is used to extract the spectra based on the previous measurements of the position and widths. The extracted flux, for each pixel in the dispersion direction, is stored in a row-stacked-spectrum file (RSS). The wavelength

solution is obtained from the HeHgCd calibration lamp exposure for each CALIFA data set. The spectra are resampled to a linear grid in wavelength and the spectral resolution is homogenized to a common value along the dispersion axis using a Gaussian convolution. Flexure offsets in the dispersion direction are included at this step. The Poisson plus read-out noise (and bad pixel masks) are propagated in the reduction process. For the wavelength solution, errors are analytically propagated during the Gaussian convolution and a Monte Carlo approach is used to estimate the noise vector after the spline resampling of the spectra. Fiber transmission throughput is corrected by comparing the RSS science frames with the corresponding sky exposures taken during twilight.

In the V1.3c pipeline, standard star observations were used to derive the sensitivity curve to perform the flux calibration of the science exposures. Aperture losses were empirically corrected by comparing the CALIFA spectra with SDSS images. In the V1.5 pipeline, we follow a completely new approach described in Sect. 4.2. After flux calibration, frames are corrected for telluric lines. The sky spectrum is obtained by taking the mean of the 30 faintest sky fibers out of the 36 sky fibers of PPak, and then subtracted from the science frames.

The science spectra corresponding to the three dithered exposures are combined into a single frame of 993 spectra. In V1.3c, these three pointings were rescaled to a common intensity, by comparing the integrated spectra within an aperture of  $30''/\text{diameter}$ . The new procedure followed in V1.5 is explained in Sect. 4.2. After correction for Galactic extinction, the RSS is ready for the spatial rearranging of the fibers and creation of the datacube. We use a flux-conserving inverse-distance weighting scheme to reconstruct a spatial image with a sampling of  $1''$ . The pipeline V1.5 uses a new set of parameters (see Sect. 4.2) that improves the spatial resolution of the datacube. First, we reconstruct the datacube and estimate the differential atmospheric refraction (DAR) effect. In a second step, we reconstruct the cube again where the position of the fiber against the regular grid is changed according to the DAR offset measured in the first reconstruction. This two-stage iteration avoids another resampling step, important for accurate error propagation. Finally, a new procedure is applied for the absolute flux recalibration and astronomical registration, explained in the following section.

#### 4.2. Improvements to the CALIFA data reduction scheme

The main improvements to the current pipeline, V1.5, are: i) a new sensitivity curve for the V500 setup obtained from a dedicated calibration program for several CALIFA elliptical galaxies (Husemann et al., in prep.); ii) a new registering method, comparing individual CALIFA pointings with SDSS images; and iii) an improved image reconstruction method (cube interpolation). Step ii) also improves the absolute photometric matching of the three dithered pointings.

The new version starts with the RSS files of the three individual pointings after sky subtraction produced by pipeline V1.3c. The V500 RSS files are spectrophotometrically recalibrated with the new sensitivity curve. A new estimate for the sensitivity curve was necessary because it was based on standard star observations in V1.3c, which result in significant uncertainties. Although this is a common procedure for optical spectroscopy, it is an issue for CALIFA because of the finite size of the fibers of PPak. Aperture losses can be very significant, and come in two flavors for PPak: 1) a global aperture loss that depends on the relative position of star with respect to its nearest fibers; and 2) a wavelength-dependent aperture loss caused

by atmospheric dispersion, which leads to a smooth change in the apparent position of the star and the FWHM of the seeing as a function of wavelength. While the global aperture loss can be corrected for by renormalizing the spectra based upon photometry, the wavelength-dependent losses affect the shape of the sensitivity curve and are harder to correct.

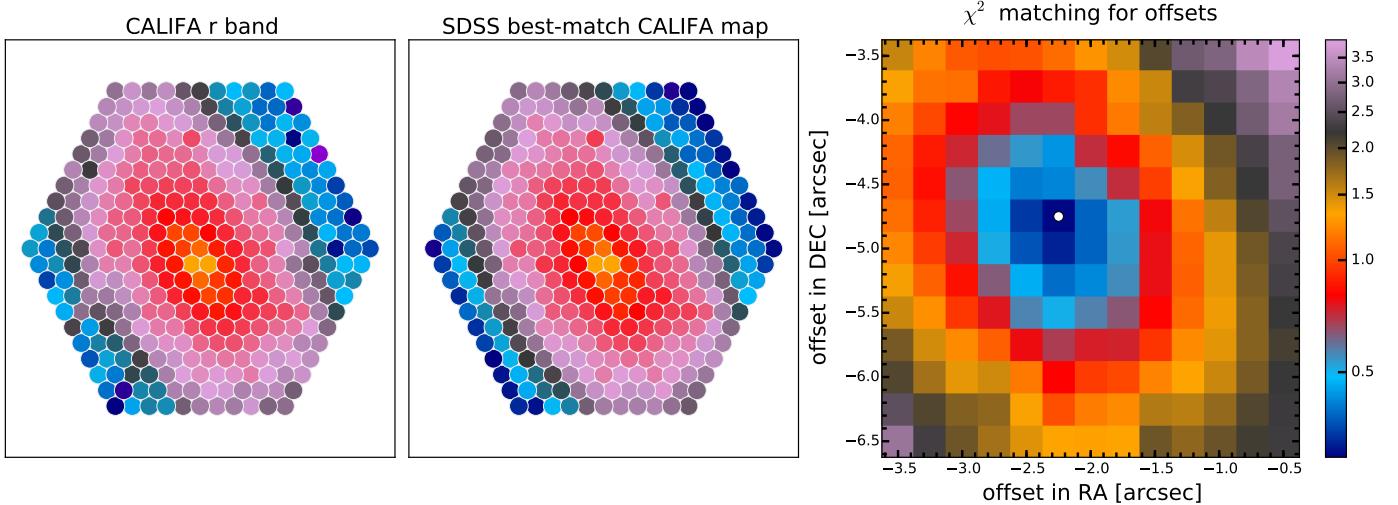
The aperture losses of the stars are mainly introduced by their point-like nature. Wavelength dependent aperture losses are significantly reduced when an extended source with a smooth surface brightness distribution is observed. Bright nearby early-type galaxies, such as those observed by CALIFA, come close to a flat surface brightness distribution except for their very center. In addition, they are predominately composed of old stellar populations, so that the shape of their optical spectra only varies smoothly with radius.

For this reason, we decide to adopt smooth elliptical galaxies as secondary spectrophotometric calibrators from which the sensitivity curves for the CALIFA PMAS-PPak observations are derived. This, in turn, requires that we have this set of secondary calibrators calibrated against primary calibrators, i.e., standard spectrophotometric stars.

A dedicated calibration program was initiated to reobserve about two dozen elliptical CALIFA galaxies chosen as secondary calibrators and the standard stars with the PMAS Lens-Array (LArr) and the V300 grism. The LArr covers a continuous  $16'' \times 16''$  FoV centered on the elliptical galaxies with a sampling of  $1''$ . A robust and accurate spectrophotometric calibration is achieved for these observations because almost the entire flux of the star is captured within the large continuous field, except the flux in the broad wings of the PSF (Sandin et al. 2008). We mainly targeted the primary HST spectroscopic standard stars, which are DA white dwarfs, for which high spectral resolution reference spectra and very accurate model spectra exist. Special care was taken in monitoring the atmospheric extinction curve during the different observing runs by targeting the same standard star twice a night with an airmass difference of about  $\sim 1$ .

During the data reduction we homogenized LArr data taken with the V300 grism to a common spectral resolution of  $9 \text{ \AA}$  (FWHM) across the FoV and across the wavelength range. The sensitivity curve for the LArr data is the ratio of the observed counts in the standard star spectrum (corrected for atmospheric extinction at the given airmass) to the reference spectrum, smoothed to the adopted spectral resolution. Then we calibrate the early-type galaxy observations with the derived sensitivity curve and atmospheric extinction curve for each night comparing the photometry of the calibrated LArr data with aperture matched SDSS photometry in the  $g$  and  $r$  bands, we achieve an absolute spectrophotometric accuracy of  $<0.03$  mag. Further details about the calibration program and its application to obtain a sensitivity curve for coarse fiber IFU spectrographs will be presented in a separate publication (Husemann et al., in prep.). Below we briefly outline how we processed the CALIFA data to determine the sensitivity curve based on the LArr observations of early-type galaxies.

We start with the reduced, but spectrophotometrically uncalibrated, RSS spectra for individual CALIFA pointings of the early-type galaxies. Again, we need to compare the count spectrum with the reference spectra in physical units to derive the sensitivity curve. Specifically, we smooth the RSS spectra to a spectral resolution of  $9 \text{ \AA}$  (FWHM, significantly coarser than the public CALIFA data) to match the LArr V300 grism characteristics. In addition, we resample the spectra to the heliocentric frame. All CALIFA fibers that overlap with the LArr FoV



**Fig. 9.** Example of the registering method for pointing 1 of NGC 0496 (ID 45). *Left panel:* flux map in  $r$ -band for the PPak fibers. *Central panel:* predicted SDSS flux for each CALIFA fiber estimated using 2.7'' diameter apertures and adopting the PPak layout projected on the SDSS image for the best match according to the  $\chi^2$  map. Note that the PPak layout is not to scale, i.e., relative distances between adjacent fibers have been decreased for the sake of clarity. *Right panel:*  $\chi^2$  map of the offsets (best offset marked with a white dot).

and are more than 3'' away from the galaxy center are coadded. A corresponding reference spectrum is extracted from the LArr data based on the relative position and apertures of the CALIFA fibers considered. The ratio of the flux-calibrated LArr and uncalibrated CALIFA spectrum then corresponds to the instrumental sensitivity curve. In this case, we adopt the mean atmospheric extinction curve for Calar Alto presented by Sánchez et al. (2007) because the specific extinction curve for a given CALIFA observing night is not measured. Then we smooth the sensitivity curve by a high-order polynomial to obtain a noise-free representation, while masking out spectral regions suffering from telluric absorption. The final master sensitivity curve is computed as the average of all sensitivity curves independently derived from different reference early-type galaxies. We anticipate that most of the remaining systematic spectrophotometric uncertainty for CALIFA will be driven by the uncertainties in the wavelength-dependent atmospheric extinction at the time of each CALIFA observation.

The current pipeline also implements a new scheme for the registration of the images. First, sky-subtracted and calibrated images are created from SDSS DR7 (in the  $r$ -band for the V500 setup and the  $g$ -band for the V1200) based on the so-called “corrected frames” (fpC<sup>3</sup>). Then, the magnitude in the corresponding SDSS filter is computed for each RSS spectrum. The predicted SDSS flux for each CALIFA fiber is estimated using 2''.7 diameter apertures, adopting the PPak layout projected on the SDSS image. This layout is displaced in steps in RA and Dec across a search box in the SDSS image. Then a  $\chi^2$  map is computed to obtain the best offsets for each pointing, taking errors in the flux measurements into account (only fibers with  $S/N > 3.0$  are considered) and allowing for a photometric scaling factor between the SDSS and the CALIFA observations as an additional parameter. The minimum value of the  $\chi^2$  map is used to obtain the best-fitting RA and Dec for the center of the PPak IFU with respect to the center of the CALIFA galaxy seen by SDSS. Figure 9 shows

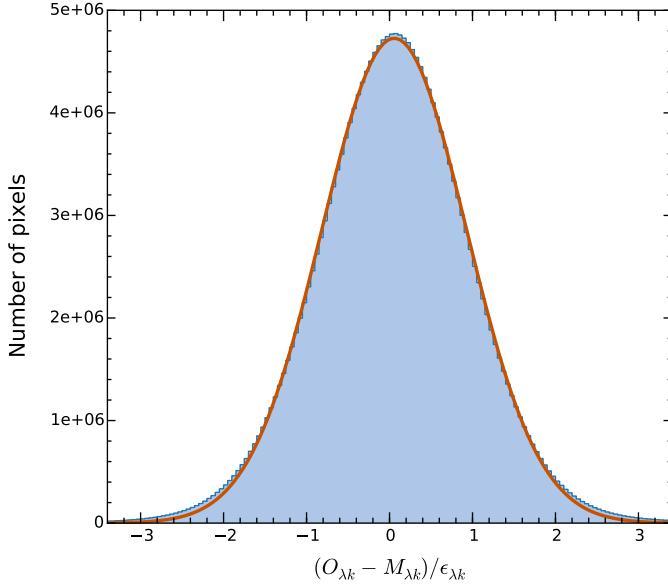
an example of the described procedure. The photometric scale factor at the best matching position is used to rescale the absolute photometry of each particular RSS pointing to bring them onto the same flux scale.

The photometric anchoring to the SDSS images of the V1.5 data is more accurate than that of the previous version. However, there are a few datacubes where the new registering method does not return optimal results, particularly in low surface brightness edge-on galaxies or in the presence of bright foreground field stars<sup>4</sup>. This effect is more likely to occur in the V1200 setup, given its lower S/N on average compared to V500. In these cases, we apply the photometric SDSS matching of pipeline V1.3c described in H13 (to both setups, for the sake of consistency). We included a new “REGISTER” keyword in the header of the datacubes (see Sect. 5.4) and added a dagger symbol to the quality tables (Tables 6 and 7) to easily identify these galaxies.

The third step in the reduction sequence is the interpolation method used to convert from RSS to cube format, aimed at improving the spatial resolution. We use the position of each RSS pointing obtained in the previous step for the image reconstruction. In a series of tests, we found that an inverse-distance weighted image reconstruction scheme performs more favorably than, e.g., the drizzle method (Fruchter & Hook 2002). To increase the spatial resolution and reduce the correlation between nearby pixels, we have reduced the extent of the Gaussian kernel for the interpolation. We adopt 0.75'' for the dispersion of the Gaussian (instead of 1'' in V1.3c) and limit the kernel to a radius of 3.5'' (instead of 5''). This results in a much sharper image and a lower value for the correlated noise. In the previous pipeline V1.3c, a minimum number of 3 contributing fibers was imposed in the reconstruction of the image to achieve a homogeneous data quality across the field. With the new maximum radius in pipeline V1.5, this type of prescription results in the absence of data in the outer 2'' of the FoV, due to the wider fiber separation in the outer ring of the fiber bundle. Thus, we decided to lower this limit to 1 as the minimum number of fibers needed to fill

<sup>3</sup> SDSS pipeline frames that have been flat-fielded and bias-subtracted; bad columns and cosmic rays have been interpolated over and sky has been subtracted.

<sup>4</sup> Poor registration cases are confirmed by visual inspection of synthetic  $B$  and  $V$  broadband images and of the spectra.



**Fig. 10.** Histogram of the reduced residuals  $(O_{\lambda,k} - M_{\lambda,k})/\epsilon_{\lambda,k}$  for all  $\lambda$ 's, all bins ( $k$ ) and all galaxies in DR2 (209151086 points in total). The orange line shows the best Gaussian fit to the sample.

a spaxel. We have added a new header data unit (see Sect. 5.3) that records the number of fibers used to compute the total flux per spaxel. This allows the user to control which spaxels to include if a particular science case requires a minimum number of fibers for the reconstruction of the flux. The final sampling of the produced datacube is  $1'' \times 1''$  per pixel.

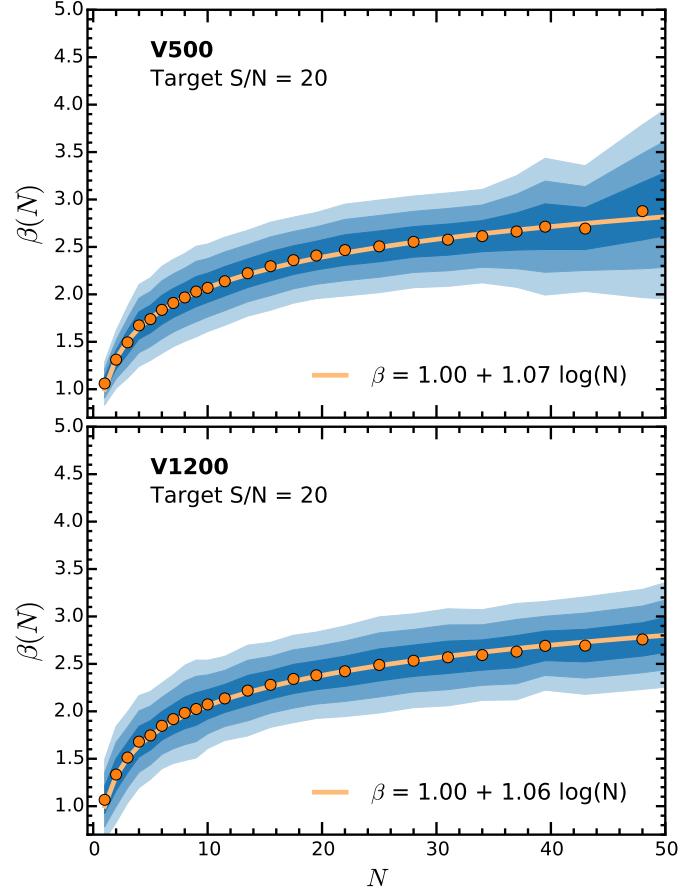
#### 4.3. Characterization of spatially correlated noise

Because of the interpolation procedure used to obtain a regular grid, the output pixels in the final datacube are not independent of one another. The Gaussian interpolation method distributes the flux from a given fiber between several pixels, which are combined with neighboring pixels within a certain radius, as described in Sect. 4.2. This causes the noise in the adjacent pixels to be correlated (in the spatial dimension). The correlation implies that a measurement of the noise in a stacked spectrum of  $N$  pixels will be underestimated (noise is underestimated on scales larger than pixel units). Characterizing this effect is essential for estimating the statistical errors when spectra in datacubes are coadded.

First of all, it is important to check that the error spectra derived from the pipeline for individual spaxels are reliable. Spectral fitting analysis can provide an approximate assessment of the accuracy of the error spectra. In Fig. 10 we update Fig. 9 of H13 for DR2 data. The plot shows the histogram of reduced residuals, i.e., the difference between the observed ( $O_\lambda$ ) and synthetic ( $M_\lambda$ ) spectra obtained with  $\epsilon_\lambda$  in units of the corresponding error  $\epsilon_\lambda$  (details on the fitting procedures can be found in 6.5). The distribution is very well described by a Gaussian centered at 0.03 with  $\sigma = 0.87$ , only slightly less than expected if residuals are purely due to uncorrelated noise.

The correlated noise can be taken into account by providing the spatial covariance (Sharp et al. 2015). However, a more practical approach consists of using the datacubes to calculate the expected rms noise<sup>5</sup>, with the noise correlation ratio  $\beta(N)$ , as

<sup>5</sup> The noise is obtained from the detrended standard deviation in certain defined wavelength windows (see Sect. 6.6).



**Fig. 11.** Noise correlation ratio  $\beta$  (ratio of the real estimated error to the analytically propagated error) as a function of number of spaxels per bin for all the V500 (upper panel) and V1200 (lower panel) data of DR2 at a target S/N of 20. Shaded areas mark the  $1\sigma$ ,  $2\sigma$ , and  $3\sigma$  levels. The orange lines represent the best-fit logarithmic function with a slope  $\alpha = 1.07$  and  $\alpha = 1.06$ , respectively.

a function of the number of pixels. To obtain a sample of coadded spaxels with different areas, we used the Voronoi adaptive binning method (implemented for optical IFS data by Cappellari & Copin 2003) with a target S/N of 20. We removed individual spaxels with  $S/N < 5$  from the analysis, and coadded bins with areas larger than 60 spaxels. The  $\beta$  correlation ratio (or correction factor) is the ratio of the “real” or measured error to the analytically propagated error of the binned spectra as a function of bin size. The results obtained for all DR2 datacubes, shown in Fig. 11, can be well described by the logarithmic function

$$\beta(N) = 1 + \alpha \log N, \quad (1)$$

with  $N$  the number of spaxels per bin.

The values for the slope  $\alpha$  are equal within the errors (0.01) in both setups, with a value of 1.06 for V1200 and 1.07 for V500. The slope is lower than the DR1 value (mean  $\sim 1.4$ ), indicating that the noise in DR2 datacubes is less correlated than in DR1. This is expected since we changed the parameters in the interpolation (reducing the number of adjacent fibers contributing to a particular spaxel) and the registering method. In Appendix A we give some instructions on how to estimate the final coadded error spectrum and the limit of the application of Eq. (1).

**Table 2.** CALIFA FITS file structure.

HDU	Extension name	Format	Content
0	Primary	32-bit float	Flux density in units of $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$
1	ERROR	32-bit float	$1\sigma$ error on the flux density
2	ERRWEIGHT	32-bit float	Error weighting factor
3	BADPIX	8-bit integer	Bad pixel flags (1 = bad, 0 = good)
4	FIBCOVER	8-bit integer	Number of fibers used to fill each spaxel

**Table 3.** Dimension and sampling of CALIFA datacubes.

Setup	$N_\alpha^a$	$N_\delta^a$	$N_\lambda^a$	$\lambda_{\text{start}}^b$	$\lambda_{\text{end}}^c$	$d_\lambda^d$	$\delta_\lambda^e$
V500	78	73	1877	3749 Å	7501 Å	2.0 Å	6.0 Å
V1200	78	73	1701	3650 Å	4840 Å	0.7 Å	2.3 Å

**Notes.** <sup>(a)</sup> Number of pixels in each dimension. <sup>(b)</sup> Wavelength of the first pixel on the wavelength direction. <sup>(c)</sup> Wavelength of the last pixel on the wavelength direction. <sup>(d)</sup> Wavelength sampling per pixel. <sup>(e)</sup> Homogenized spectral resolution (FWHM) over the entire wavelength range.

## 5. CALIFA data format and characteristics

The CALIFA data are stored and distributed as datacubes (three-dimensional data) in the standard binary FITS format and consist of several FITS Header Data Units (HDU). These datacubes contain, (1) the measured flux densities, corrected for Galactic extinction as described in S12, in units of  $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$  (primary datacube); (2) associated errors; (3) error weighting factors; (4) bad pixels flags; and (5) fiber coverage (Table 2). The last HDU is new added content absent in DR1, as explained in Sect. 4.2, but the others share the same properties as the previous data release. The first two axes of the cubes correspond to the spatial dimension along right ascension and declination with a  $1'' \times 1''$  sampling. The third dimension represents the wavelength and is linearly sampled. Table 3 summarizes the dimensions of each datacube ( $N_\alpha$ ,  $N_\delta$ , and  $N_\lambda$ ), as well as the spectral sampling ( $d_\lambda$ ) and constant resolution ( $\delta_\lambda$ ) along the entire wavelength range.

### 5.1. Error and weight datacubes

The  $1\sigma$  noise level of each pixel as formally propagated by the pipeline can be found in the first FITS extension. Section 4.3 discusses the accuracy of the formal noise and the correlation, important when CALIFA data need to be spatially binned, and an empirical function is provided to account for the correlation effect. The second FITS extension (ERRWEIGHT) stores the error scaling factor for each pixel in the limiting case that all valid spaxels of the cube would be coadded (see also Appendix A). In the case of bad pixels, we assign an error value that is roughly ten orders of magnitude higher than the typical value.

### 5.2. Bad pixel datacubes

Bad pixel datacubes are stored in the third FITS extension (BADPIX). This information, in combination with the error vector, is essential to properly account for the potential problems in each spaxel. Pixels with flag =1 report the absence of sufficient information in the raw data due to cosmic rays, bad CCD

columns, or the effect of vignetting<sup>6</sup>. These bad pixels have been interpolated over and we strongly suggest not to use them for any science analysis.

Finally, the uncovered corners of the hexagonal PPak FoV are filled with zeros and flagged as bad pixels for consistency. The residuals of bright night-sky emission lines are not flagged as bad pixels.

### 5.3. Fiber coverage datacubes

Pipeline V1.5 adds a new FITS extension (FIBCOVER) to the datacubes, not available in previous DR1 datacubes. As explained in Sect. 4.2 we have reduced the maximum distance of fibers that can contribute to the flux of a given spaxel. The outer hexagonal-ring of fibers do not have the same coverage as any other fiber inside the hexagon. In pipeline V1.3c we imposed a minimum of 3 fibers for computing the flux of given spaxel. In V1.5, with the new radius limit this would yield an empty outer hexagonal-ring of  $\sim 2''$  in the FoV. Thus, we relax to 1 the minimum number of fibers. In order to control which spaxels have enough flux “resolution”, we include a new HDU reporting the number of fibers used to account for the computed flux.

### 5.4. FITS header information

The FITS header contains the standard keywords that encode the information required to transform the pixel-space coordinates into sky and wavelength-space coordinates, following the World Coordinate System (WCS, Greisen & Calabretta 2002). Each CALIFA datacube contains the full FITS header information of all raw frames from which it was created. Information regarding observing and instrumental conditions such us sky brightness, flexure offsets, Galactic extinction or approximate limiting magnitude is also kept in the FITS header of each datacube. See Sect. 4.3 of H13 for nomenclature and their Table 4 for a summary of the main header keywords and meaning.

The most important new keyword added in DR2 datacubes is “REGISTER” and takes a boolean value. It indicates if a particular datacube has been successfully registered using the new method explained in Sect. 4.2 (*True*) or it has used the old V1.3c scheme (*False*). Datacubes with a *False* value are marked with a dagger in Tables 6 and 7.

## 6. Data quality

This second CALIFA data release (DR2) provides science-grade data for a sample of 200 galaxies, including the 100 galaxies released in the first data release (DR1), identified by an asterisk in Tables 6 and 7. As for DR1, we have run a careful quality control (QC) on the data products and selected only those

<sup>6</sup> The vignetting effect imprints a characteristic inhomogeneous pattern across the FoV on the bad pixels vector. See Fig. 11 of H13 for more details.

**Table 4.** Definition of CALIFA DR2 quality control flags for the V500 data.

QC flag	QC parameters involved		condition(s)	condition(s)	Flag definition
— —	— —	—	>1.7	>2.0	Worst of the three parameters
			>2.0	>2.5	
			>0.15	...	
— —	— —	—	<20.5 mag <sub>V</sub> arcsec <sup>-2</sup>	<19.5	Worst of the two parameters
			>0.1	...	
— —	— —	—	>0.30 mag	...	Worst of the three parameters
			>0.35	...	
			>0.10	...	
— —	— —	—	>30 counts	>50	Worst of the three parameters
			>50	>100	
			>5	>10	
— —	— —	—	>5.5 Å (FWHM)	...	Worst of the three parameters
			>10.0	...	
			>0.5	>1.0	
— —	— —	—	>3.0 pixels (FWHM)	...	Worst of the three parameters
			≥4.0	...	
			>0.25	...	
— —	— 5577 —	—	<-0.1 counts	...	Worst of the three parameters
			>0.1	...	
			>1.0	...	
— —	— —	—	<23.25 mag <sub>V</sub> arcsec <sup>-2</sup>	<22.50	
			>0.06 dex	>0.097 dex	Worst of the three parameters
			<-0.06 dex	<-0.097 dex	combined with visual checks
			>0.06 dex	>0.097 dex	of the 30''-integrated spectrum:
			<-0.06 dex	<-0.097 dex	spectral shape and comparison
— —	— —	—	>0.1	>0.2	with SDSS photometry
			>2.0 km s <sup>-1</sup>	>5.0	
— —	— 2 —	—	>10	...	Combined parameter and visual inspection of registration and synthetic broadband image

galaxies that passed a series of QC checks in both setups (V500 and V1200), as we detail in this section. The QC checks are based on a set of measured parameters and/or visual inspection, resulting in a set of flags that allows one to quickly assess the quality of the data and their suitability for scientific use. Quantities and flags are organized into three distinct categories, related to: observing conditions (denoted by the `obs` prefix); instrumental performance and effectiveness of the data reduction (`inst`); accuracy and quality of the final data products (`prod`). The flags in each category are computed based on thresholds of measured quantities, possibly combined with flags given by human classifiers based on visual inspection, as detailed below and summarized in Tables 4 and 5. Thresholds are determined from the distribution of the parameters to exclude outliers and also to analyze the effects of anomalous parameters on the final quality of the data cubes. The tables of the relevant QC parameters, along with the QC flags, are available on the DR2 website.

Each flag can have one of the following values:

- 1 = undefined;
- 0 = good quality — ;
- 1 = minor issues that do not significantly affect the quality — ;
- 2 = significant issues affecting the quality — .

By selection, DR2 excludes galaxies with `obs` flags, with just a few minor exceptions affecting previously released DR1 galaxies: in these cases, the revised QC criteria adopted here would have prevented us from including these galaxies in the DR, but

given the incremental nature of our data releases we keep them in the current sample.

In naming the QC parameters, we adopt the following convention: the first part is the category prefix (`obs`, `inst` or `prod`), followed by a measured parameter, and sometimes a final suffix indicating the statistics applied to combine the parameter as measured in different observations/pointings/fibers (i.e., `mean`, `median`, `std`, `rms`, `min`, `max`).

In the following subsections, we describe the QCs in each of the above-mentioned categories.

### 6.1. Quality of the observing conditions (obs)

Three quantities are considered crucial in determining the quality of the observing conditions of the CALIFA data: the airmass, the brightness of the sky, and the atmospheric extinction. While seeing is in general an important parameter of the observing conditions, the imaging quality and spatial resolution of the CALIFA cubes is mostly limited by the sampling of the fibers on the plane of the sky and the resampling process (see Sect. 6.4.1 for more detail), rather than by the seeing. Moreover, the seeing measurement is only available for a small fraction of the objects (see Sect. 6.4.2), and therefore cannot be used as a reliable QC parameter.

For the airmass, we consider the average and the maximum airmass of the observations over all contributing pointings (`inst_mean_airmass` and `inst_max_airmass`) and its rms (`inst_rms_airmass`). For each of these quantities, we defined two thresholds (the same for V500 and V1200, see Tables 6

**Table 5.** Definition of CALIFA DR2 quality control flags for the V1200 data.

QC flag	QC parameters involved			condition(s)	condition(s)	Flag definition			
— —	— —			>1.7	>2.0	Worst of the three parameters			
	— —			>2.0	>2.5				
	— —			>0.15	...				
— —	— —			<21.5 mag <sub>V</sub> arcsec <sup>-2</sup>	<21.0	Worst of the two parameters			
	— —			>0.1	...				
— —	— —			>0.30 mag	...	Worst of the three parameters			
	— —			>0.35	...				
	— —			>0.10	...				
— —	— —			>15 counts	>30	Worst of the three parameters			
	— —			>20	>40				
	— —			>1.5	>2.0				
— —	— —			>2.0 Å (FWHM)	>2.5	Worst of the three parameters			
	— —			>10.0	...				
	— —			>0.15	...				
— —	— —			>3.0 pixels (FWHM)	...	Worst of the two parameters			
	— —			>0.66	...				
— —	— 4358_			<-0.1 counts	...	Worst of the three parameters			
	— 4358_			>0.1	...				
	— 4358_			>0.7	...				
— —				<22.50 mag <sub>B</sub> arcsec <sup>-2</sup>	<22.00				
— —									
Visual checks on 30''-aperture integrated spectrum for spectral shape and mismatch with V500 spectrophotometry									
— —				>1.0 km s <sup>-1</sup>	>2.0				
— —				>10	...	Combined parameter of visual inspection of registration and synthetic broadband image			

and 7), above which the flags, respectively, are raised. The combined or the is the worst of the three cases.

The surface brightness of the sky in *V*-band during the observations is another critical parameter, which mainly limits the depth of the observations and the accuracy of the sky subtraction. The quantity is measured in each pointing from the sky spectrum obtained from the 36 sky fibers<sup>7</sup>. The mean and the rms over all pointings are considered to define the corresponding flags. Note that stricter requirements are applied to V1200 data (blue setup, high resolution) with respect to the V500 data.

The transparency of the sky during each pointing ( ) is obtained from the monitored *V* band extinction at the time of the observation. We consider the following properties as symptoms of low/bad quality observations: large extinctions on average, a large maximum extinction or a large rms variation across the pointings (indicating inhomogeneous observing conditions).

## 6.2. Quality of the instrumental/data reduction performance (red)

The quality of the instrumental and data reduction performance is assessed via a series of four quantities measured on the reduced data *before* combining them into the final datacube:

, spectral , cross dispersion , and the residuals from the subtraction of bright skylines (namely, the 5577 Å O<sub>2</sub> line in the V500 setup and the 4358 Å Hg in the V1200 setup). In addition, we consider the limiting surface

brightness corresponding to a  $3\sigma$  detection per spaxel and spectral resolution element measured on the final cube.

The so-called straylight is an additional source of illumination internal to the instrument, possibly as a distributed scattered light component. Straylight, if not subtracted properly, introduces systematic errors and thus limits the final sensitivity and accuracy of the data reduction<sup>8</sup>. High mean levels of straylight in a frame ( ), as well as high maximum values ( ) and large rms ( ), are indications of poor performance. Levels above the thresholds provided in Tables 4 and 5 in at least one of the exposures ( suffix) raise a or a flag.

The spectral dispersion and cross dispersion are measured on individual fiber spectra as the FWHM of skylines and the FWHM of the spectral trace<sup>9</sup>, respectively. Thresholds are set on the mean values to ensure that the typical parameters do not depart too much from the nominal target specifications, and on the maximum and rms to check for anomalies in the data. Any failure to comply with the thresholds reported in Tables 4 and 5 raises a or a .

<sup>8</sup> For a detailed description on the straylight subtraction, see Appendix A.3 of H13.

<sup>9</sup> The dispersed light from a fiber results in a trace with a finite extension in the spectral dispersion direction and in the spatial (cross-dispersion) direction, with a peaked, approximately Gaussian profile. We quantify the width of the trace in the spatial direction with its FWHM.

<sup>10</sup> The values we check for these quantities are obtained from all the fibers along the whole wavelength coverage in an intermediate step of the reduction, before final bad pixel masks are produced. It is therefore

<sup>7</sup> See Appendix A.8 of H13.

To assess the performance of the sky subtraction, we consider the minimum and the maximum over all pointings of the average (over all fibers) flux residual of a bright skyline within an individual pointing ( $-4358-$  and  $-4358-$ , and  $-5577-$  and  $-5577-$  for the V1200 and the V500 setup, respectively). We also consider the maximum over all pointings of the rms residuals (over all fibers in an individual pointing),  $-4358-$  and  $-5577-$ . Average residuals that are too negative or too positive are indications of systematic bias in the sky subtraction. An rms that is too large can be regarded as a symptom of localized failures or noisy data. In these cases, the  $- -$  is set.

Finally, the  $3\sigma$  continuum flux density detection limit per interpolated 1 arcsec $^2$ -spaxel and spectral resolution element<sup>11</sup> for the faintest regions is used to identify cubes whose depth does not fulfill the survey requirements, which is reflected in the  $- - -$  flag. More about the depth of the final datacubes is discussed in Sect. 6.6.

### 6.3. Quality of the calibrated data products (cal)

The quality of the calibrated data products is determined by checks on the global spectrophotometry, on the stability of the wavelength calibration across the spectral range, and on the quality of the resulting 2D flux distribution (synthetic image) and its ability to match the SDSS broadband imaging.

The quality of global spectrophotometric calibration is assessed by comparing the photometric fluxes derived from spectra integrated within 30'-radius apertures with the corresponding fluxes derived from SDSS imaging, as explained below in Sect. 6.5. For the V500 setup, in particular, it is possible to derive the flux ratio between SDSS and CALIFA in  $g$  and  $r$ -bands ( $- -$  and  $- -$ , averaged over all pointings for a given galaxy): values of these ratios departing from 1 by more than the tolerances listed in Table 4 are flagged. Large rms variations of these values over the three V500 pointings ( $- -$ , which combines  $g$  and  $r$  bands) are also considered symptoms of poor quality. In addition to these quantitative parameters, we visually check that the spectral energy distribution (SED) measured via SDSS photometry matches the CALIFA integrated spectrum. For this check we also consider the  $u$  and the  $i$  band data points: although the CALIFA spectra do not cover the full extent of these pass-bands, they prove helpful in judging the matching of spectral shapes. Five members of the collaboration performed these checks independently and assigned flags  $- - - -$ : the second-to-worst classification is retained. This flag is then combined with the flags based on the quantitative flux ratios to create the final  $- -$  flag.

---

to be expected that there are lower quality regions that do not comply with the requirements (i.e., spectral resolution lower than the final homogenized resolution). These regions will be eventually flagged as bad pixels. However, by how much they exceed the minimum requirement provides an indication on the overall quality of the data. By looking at the distribution of  $- - * -$  quantities, we established a criterion to pinpoint bad cubes, where very large values of  $- -$  (and  $- - -$ ,  $- - -$ ) occur: basically this criterion indicates when departures from nominal requirements are no longer emendable by just flagging bad pixels. Furthermore, we checked that in all the pixels that are not flagged as bad, and that the instrumental dispersion is lower than or equal to the homogenized value.

<sup>11</sup> See Sect. 6.6 for a definition of the wavelength range used to derive this quantity.

In order to check the stability of the wavelength calibration over the full spectral range we performed the same measurements presented in Sect. 5.3 of H13: for each galaxy and setup, the spectra within 5'' of the center of the galaxy are integrated and the systemic velocity is estimated first for the full spectrum and then for 3 (4) independent spectral ranges in V1200 (V500). The rms of these values with respect to the systemic velocity from the full spectrum ( $- - -$ ) is an estimate of the stability of the wavelength calibration across the wavelength range and is used to set the corresponding quality flag  $- - -$ . In  $>97.5\%$  of the cases, we obtain  $- -$  well below  $2 \text{ km s}^{-1}$  for the V1200 and  $3 \text{ km s}^{-1}$  for the V500 grating.

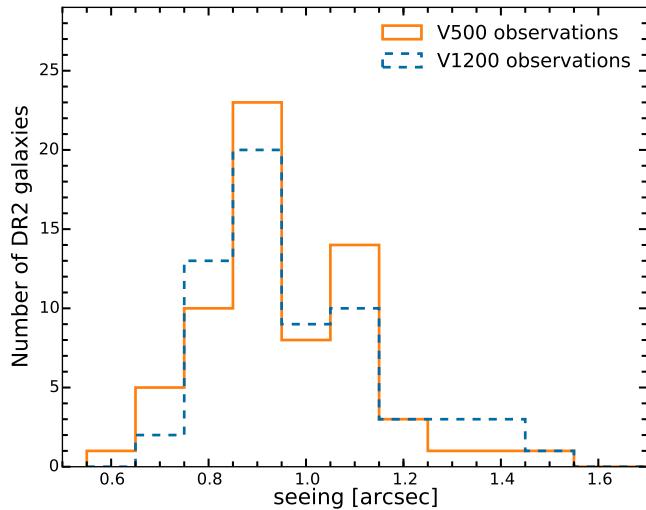
Finally, the quality flag on the 2D flux distribution and plane-of-sky registration,  $- - -$ , is defined by combining the information on the goodness of matching between SDSS images and synthetic images from the CALIFA datacube with a series of visual checks. The former is provided by the chi-squared of the registration procedure (see Sect. 4.2). The visual checks include: a check on possible artefacts in the synthetic broadband image from the final CALIFA cubes (e.g., mismatched features, elongated PSF); a comparison of the CALIFA fiber footprints of each pointing with the registered SDSS image, looking for apparent mismatched and miscomputed spatial offsets; a check of the chi-squared surface plot displaying the dependence of the registration procedure (see below) on the x and y spatial offsets, whereby irregular chi-square surfaces and lack of clear minima imply the possibility of an inaccurate registration. Out of five independent classifiers we chose the median value of the attributed flags and combine it with the flag corresponding to the chi-squared measurements. We note that a small number of objects already released as part of DR1 do not reach the imaging quality standards using the registration procedure adopted in the pipeline V1.5 (see Sect. 4.2), which uses cross-correlation with SDSS images: in these cases we revert to the old registration scheme adopted for DR1 (pipeline V1.3c) and mark the objects with a dagger in Tables 6 and 7.

## 6.4. Astrometric accuracy and spatial resolution

### 6.4.1. Astrometric registration accuracy

Pipeline V1.5 implements a new method (see Sect. 4.2) to register the absolute astrometry of the datacube coordinate system to the International Coordinate Reference System (ICRS). The previous pipeline, V1.3c, used tabulated coordinates of the galaxy  $V$  band photometric center that were assigned to the barycenter measured in the reconstructed image from the datacubes (just one point, instead of the global match applied in V1.5).

To check the accuracy of the new astrometric registration for V500 and V1200 datacubes, we performed independent tests using SDSS  $r$  and  $g$ -band images (DR10) for each galaxy. Synthetic  $r$  and  $g$ -band PPAK images were computed using the V1.5 reduced data. The coordinates of the peak centroid PPAK images are used as an approximate galactic center, and the corresponding peak was measured in the SDSS images. The offsets between the SDSS and CALIFA are less than 3'' (rms  $\sim 1''$ ) for the majority of the DR2 sample. Large offsets are mostly due either to edge-on galaxies, centers of the galaxies not well defined because of dust lanes, irregular morphologies or bright field star(s) near the center of the galaxy. Objects with offsets larger than 3'' measured in V500 setup are: IC1 652, NGC 0444, UGC 00809, UGC 00841, NGC 0477, IC 1683, NGC 0499, NGC 0496, NGC 0528, UGC 01938, NGC 1056, NGC 3991,



**Fig. 12.** Distribution of the seeing during the CALIFA observations as measured by the automatic Differential Image Motion Monitor (DIMM, Aceituno 2004).

MCG-01-01-012, and NGC 7800. For the V1200 setup: IC1 528, IC1 652, NGC 0444, UGC 00809, UGC 00841, NGC 0477, NGC 0499, NGC 0496, NGC 0528, UGC 02222, NGC 3991, UGC 11792, MCG-01-01-012, and NGC 7800.

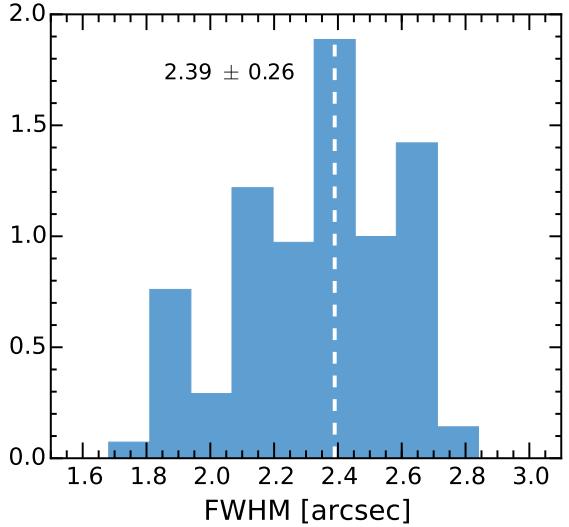
#### 6.4.2. Seeing and spatial resolution

To cover the complete FoV of the central bundle and to increase the final resolution of the CALIFA datacubes (PPak fibers have a diameter of  $2.7''$ ), we adopt a dithering scheme with three pointings, as described in S12. For imaging, in addition to the telescope aperture, instrumental and atmospheric seeing determine the final spatial resolution. This has to be added to the particular IFU characteristics.

The average atmospheric seeing conditions throughout CALIFA observations were derived from the measurements acquired by the DIMM (DIMM, Aceituno 2004), which operates fully automatically at the Calar Alto observatory during the night. The DIMM has different operational constraints from the 3.5 m telescope (humidity lower than 80% and wind speed less than  $12 \text{ m s}^{-1}$ ). Thus seeing information is not available for every CALIFA observation and these values are missing from Tables 6 and 7, but the overall seeing distribution is not expected to be very different<sup>12</sup>. Figure 12 shows the DIMM seeing distribution for the DR2 sample, which has a median value of  $0''.9$  FWHM (the distribution is very similar to the DR1 sample), and therefore atmospheric seeing is not a limiting factor in the spatial resolution of the CALIFA cubes. At any rate, the final spatial resolution of the CALIFA data is mainly set by fiber size and the dithering and interpolation scheme.

We use the following approach to measure the PSF in the datacubes. Since January 2012 standard stars were observed using the same dithering pattern adopted for the science observations for the V500 setup. We observed a total of 107 nights in

<sup>12</sup> Sánchez et al. (2008) have shown that the seeing distribution within the Dome under the standard observing conditions (i.e., with or without the DIMM monitor under operations) is very similar to the seeing distribution derived by the DIMM. In average the seeing is degraded by just 10% inside the Dome in comparison with the values provided by the DIMM.



**Fig. 13.** Normalized distributions of PSF FWHM (top) and  $\beta_M$  (bottom) parameters of a 2D Moffat profile fitted to 45 calibration stars, weighted by the likelihood of the fit. The mean values of the distributions are marked with a white dashed line.

this period. Only 70% of the nights had weather conditions good enough to acquire a calibration star and 2/3 were observed adopting the dithering scheme, yielding a total of 45 datacubes. We reduced these data using the same procedure described before for the science objects. The PSF can be measured very precisely because the calibration stars have a very high S/N. We synthesize a SDSS  $g$ -band image simulated from the datacubes for each of these stars. For each of these images, we fit a 2D Moffat profile using the software [\(Erwin 2015\)](http://www.mpe.mpg.de/~erwin/code/imfit/)<sup>13</sup>. Figure 13 shows the normalized distributions of FWHM and  $\beta_M$  parameters of the Moffat profile, weighted by the likelihood of the fit. We obtain a mean value and  $1\sigma$  scatter of the  $FWHM = 2.39 \pm 0.26$  arcsec, with  $\beta_M = 1.73 \pm 0.11$ . The ellipticity ( $1 - b/a$ , with  $a$  and  $b$  being the semimajor and semiminor axes, respectively) is also measured, with mean value and  $1\sigma$  scatter of  $0.08 \pm 0.06$ . Given the uncertainties, this value means the PSF can be considered effectively axisymmetric. The uncertainties in these measurements correspond to  $1\sigma$  of the distributions.

<sup>13</sup> <http://www.mpe.mpg.de/~erwin/code/imfit/>

**Table 6.** CALIFA DR2 quality control parameters for the V500 data.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_\lambda^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	$(\frac{g_{\text{CALIFA}}}{g_{\text{SDSS}}})^k$	$(\frac{r_{\text{CALIFA}}}{r_{\text{SDSS}}})^l$	Flags(C) <sup>m</sup>
001*	$1.02 \pm 0.01$	21.4	0.18	...	000	4.68	24.8	$24.0 \pm 0.9$	00000	1.04	1.03	000
002	$1.41 \pm 0.05$	20.9	...	...	00-	4.63	28.9	$23.7 \pm 1.2$	00000	0.96	0.98	000
003*	$1.01 \pm 0.01$	20.8	0.23	$0.8 \pm 0.1$	000	5.17	12.8	$23.7 \pm 1.2$	00100	0.92	0.97	100
005	$1.40 \pm 0.01$	21.0	...	...	00-	4.65	24.3	$23.6 \pm 1.3$	00000	0.99	1.01	000
007*,†	$1.34 \pm 0.05$	20.5	...	...	00-	5.21	27.6	$23.5 \pm 1.4$	10100	1.03	1.05	000
008	$1.34 \pm 0.07$	21.0	0.20	...	000	4.63	29.1	$23.7 \pm 1.1$	00000	1.02	0.99	000
010*	$1.31 \pm 0.05$	21.0	0.22	...	000	4.62	18.2	$23.7 \pm 1.2$	00000	1.01	0.98	000
013	$1.57 \pm 0.10$	20.8	0.19	...	000	4.63	31.5	$23.6 \pm 1.3$	-00-0	0.96	1.01	001
014*	$1.26 \pm 0.04$	21.0	0.21	...	000	4.62	22.0	$23.8 \pm 1.1$	00000	1.03	1.01	000
017	$1.23 \pm 0.03$	21.1	...	...	00-	4.61	9.2	$23.6 \pm 1.3$	00000	1.00	1.00	000
022	$1.18 \pm 0.05$	20.9	...	...	00-	4.76	24.8	$23.6 \pm 1.3$	10000	0.94	0.94	100
023	$1.86 \pm 0.03$	19.7	0.15	...	110	4.87	14.6	$22.8 \pm 2.7$	10011	0.92	0.98	000
025	$1.24 \pm 0.04$	21.0	0.17	...	000	4.63	17.9	$23.6 \pm 1.3$	00000	0.98	1.02	001
026	$1.26 \pm 0.02$	20.9	0.13	...	000	4.82	26.3	$23.8 \pm 1.1$	00000	0.99	1.00	000
027	$1.90 \pm 0.01$	20.1	0.20	...	110	4.71	30.3	$23.5 \pm 1.5$	00010	1.00	1.04	001
030	$1.34 \pm 0.04$	20.9	0.20	...	000	4.65	30.1	$23.9 \pm 1.0$	00000	0.99	1.04	101
037	$1.58 \pm 0.11$	20.8	0.17	...	000	4.68	34.7	$24.0 \pm 0.9$	00000	1.20	1.25	101
039*	$1.03 \pm 0.01$	20.8	0.23	$0.9 \pm 0.1$	000	5.21	15.6	$23.8 \pm 1.1$	01000	0.95	0.99	110
040	$1.29 \pm 0.06$	21.1	0.17	...	000	4.69	24.4	$24.0 \pm 0.9$	00000	0.99	1.00	010
041	$1.09 \pm 0.03$	21.1	0.14	...	000	4.95	21.0	$23.8 \pm 1.1$	00010	1.02	1.01	000
042*	$1.10 \pm 0.03$	21.0	0.13	...	000	5.21	14.3	$23.6 \pm 1.3$	10000	1.08	1.09	101
043*	$1.01 \pm 0.01$	21.3	0.19	...	000	4.79	29.5	$23.9 \pm 1.0$	-00-0	1.05	1.02	001
044	$1.17 \pm 0.04$	21.0	...	...	00-	4.79	22.3	$23.2 \pm 1.8$	00001	0.96	0.96	000
045	$1.28 \pm 0.06$	20.8	0.14	...	000	5.22	12.6	$23.3 \pm 1.7$	10000	0.98	1.03	001
050	$1.43 \pm 0.08$	20.9	0.16	...	000	4.89	37.7	$23.7 \pm 1.2$	00000	0.99	1.02	000
053*	$1.19 \pm 0.04$	20.7	...	$0.8 \pm 0.1$	00-	5.25	27.4	$23.7 \pm 1.2$	00100	0.95	0.98	000
072	$1.16 \pm 0.03$	21.1	0.15	...	000	4.84	27.3	$23.8 \pm 1.1$	00000	1.00	1.02	000
073*	$1.04 \pm 0.01$	21.1	0.20	...	000	4.73	18.6	$23.3 \pm 1.8$	00000	1.01	1.01	000
076	$1.15 \pm 0.03$	21.2	0.12	...	000	4.95	16.4	$23.4 \pm 1.6$	10000	0.96	0.97	111
077	$1.43 \pm 0.07$	20.9	0.19	...	000	4.64	37.1	$23.9 \pm 1.0$	00000	1.05	1.11	101
088*	$1.13 \pm 0.03$	20.8	...	$1.0 \pm 0.4$	00-	5.43	23.7	$23.4 \pm 1.5$	01100	0.97	0.99	101
100*	$1.37 \pm 0.26$	20.7	0.14	...	100	5.24	23.5	$23.1 \pm 2.1$	10001	0.99	1.00	001
103	$1.42 \pm 0.08$	20.9	0.19	...	000	4.69	28.3	$23.6 \pm 1.3$	00000	1.01	1.05	001
104	$1.62 \pm 0.10$	20.8	...	...	00-	4.73	9.4	$23.6 \pm 1.3$	00000	1.01	1.00	000
115	$1.28 \pm 0.02$	20.6	...	...	00-	4.67	16.6	$23.6 \pm 1.3$	00010	0.98	0.99	000
127*	$1.22 \pm 0.02$	20.6	0.28	$0.9 \pm 0.1$	000	5.12	11.1	$23.0 \pm 2.2$	00001	0.93	0.98	000
131	$1.20 \pm 0.01$	21.0	...	...	00-	4.72	22.2	$23.3 \pm 1.8$	00000	0.98	0.97	000
133	$1.17 \pm 0.02$	20.6	0.28	$0.8 \pm 0.1$	000	5.13	13.8	$23.1 \pm 2.1$	00001	0.88	0.95	100
134	$1.47 \pm 0.04$	21.0	...	...	00-	5.26	20.9	$23.2 \pm 1.9$	10101	0.88	0.93	101
141	$1.42 \pm 0.03$	21.0	...	...	00-	4.72	11.3	$23.8 \pm 1.1$	00000	1.01	0.97	111
146*,†	$1.47 \pm 0.00$	20.7	0.12	...	000	5.79	15.4	$23.0 \pm 2.2$	01101	1.03	1.02	001
147	$1.15 \pm 0.01$	21.2	0.14	...	000	5.63	22.7	$23.2 \pm 1.8$	01101	0.98	1.00	100
148	$1.34 \pm 0.04$	20.9	0.11	...	000	5.01	17.0	$23.6 \pm 1.2$	10000	1.04	0.93	101
149	$1.14 \pm 0.01$	21.4	...	...	00-	5.78	24.8	$22.9 \pm 2.4$	11101	0.86	0.91	101
150	$1.01 \pm 0.01$	21.1	...	...	00-	4.76	24.0	$23.8 \pm 1.1$	00000	1.00	0.98	010
151*	$1.07 \pm 0.02$	21.0	0.15	...	000	5.85	18.7	$23.0 \pm 2.2$	11001	0.88	0.91	101

**Notes.** We describe the meaning of each column, including the identifier of each column in the electronic table available on the DR2 web page.  
 (a) IDs marked with an asterisk were already part of the DR1. A dagger indicates cubes that were registered with the old method of the pipeline V1.3c.  
 (b) Mean airmass (OBS\_AIR\_MEAN) and rms (OBS\_AIR\_RMS) of the observations for the frames used to create the considered datacube.  
 (c) Average night-sky surface brightness (OBS\_SKY\_MAG) in the *V* band during the observations in units of mag arcsec $^{-2}$ .  
 (d) Average night-sky attenuation (OBS\_EXT\_MEAN) in the *V* band during the observations in magnitudes.  
 (e) Average natural seeing (OBS\_SEEING\_MEAN) in the *V*-band during the observations in arcsec (FWHM).  
 (f) Observation quality flags, combining the three individual column flags (FLAG\_OBS\_AM, FLAG\_OBS\_SKYMAG, FLAG\_OBS\_EXT) as described in Sect. 6.  
 (g) Average spectral resolution (RED\_DISP\_MEAN) in Å (FWHM), measured by fitting the night-sky emission lines with single Gaussian functions.  
 (h) Average signal-to-noise ratio (CAL\_SN1HLR) estimated for the full wavelength range at one half-light radius from the center.  
 (i) Average flux at the 3 $\sigma$  continuum detection limit in units of *V*-band mag arcsec $^{-2}$  and in units of  $10^{-18}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  Å $^{-1}$  arcsec $^{-2}$ .  
 (j) Reduction/instrumental performance quality flags, combining the five individual column flags (FLAG\_RED\_STRaylight, FLAG\_RED\_DISP, FLAG\_RED\_CDISP, FLAG\_RED\_SKYLINES, FLAG\_RED\_LIMSB) as described in Sect. 6.  
 (k) Ratio between the SDSS *g* band flux derived from the datacube and the derived from the SDSS images for a 30''-diameter aperture (CAL\_QFLUX\_G).  
 (l) Ratio between the SDSS *r* band flux derived from the datacube and the derived from the SDSS images for a 30''-diameter aperture (CAL\_QFLUX\_R).  
 (m) Quality control flags, combining the three individual column flags (FLAG\_CAL\_SPECPHOTO, FLAG\_CAL\_WL, FLAG\_CAL\_IMA) as described in Sect. 6.

**Table 6.** continued.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_\lambda^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	$(\frac{g_{\text{CALIFA}}}{g_{\text{SDSS}}})^k$	$(\frac{r_{\text{CALIFA}}}{r_{\text{SDSS}}})^l$	Flags(C) <sup>m</sup>
153	$1.19 \pm 0.04$	21.1	...	...	00-	4.90	25.6	$23.7 \pm 1.2$	00000	0.98	0.99	000
155*	$1.03 \pm 0.01$	21.1	0.16	...	000	5.61	14.8	$23.1 \pm 2.0$	11001	0.94	0.94	001
156*	$1.12 \pm 0.04$	21.0	0.16	...	000	5.54	19.4	$23.3 \pm 1.7$	11000	0.99	1.00	001
165	$1.03 \pm 0.01$	21.1	0.15	...	000	5.98	23.6	$23.0 \pm 2.2$	11001	0.92	0.93	100
231	$1.03 \pm 0.01$	21.2	...	...	00-	4.89	8.7	$23.9 \pm 1.0$	00000	1.00	0.99	000
232	$1.07 \pm 0.00$	21.1	...	...	00-	4.70	17.1	$23.6 \pm 1.3$	00010	1.02	1.01	000
272	$1.15 \pm 0.01$	21.1	...	...	00-	5.19	27.3	$23.3 \pm 1.7$	10000	0.97	0.97	000
273*	$1.06 \pm 0.01$	21.1	0.14	...	000	5.33	21.5	$23.6 \pm 1.3$	00000	0.98	1.00	001
274*	$1.18 \pm 0.02$	20.9	...	...	00-	4.92	30.1	$23.7 \pm 1.2$	00000	1.02	1.03	001
275	$1.14 \pm 0.00$	21.0	...	...	00-	4.93	35.7	$23.7 \pm 1.2$	01000	0.99	1.01	000
277*	$1.60 \pm 0.12$	20.3	0.33	...	011	5.65	15.9	$22.8 \pm 2.8$	11101	0.95	1.01	101
278	$1.32 \pm 0.08$	20.8	0.12	...	000	5.33	25.8	$23.6 \pm 1.3$	00100	1.04	1.05	000
306*	$1.28 \pm 0.08$	20.6	0.17	$1.0 \pm 0.1$	000	4.59	6.5	$23.6 \pm 1.4$	00010	1.01	0.96	101
307*	$1.06 \pm 0.01$	21.2	0.16	...	000	5.64	14.3	$23.5 \pm 1.4$	01000	0.97	0.97	001
309*	$1.27 \pm 0.05$	21.0	0.15	...	000	5.97	12.8	$23.1 \pm 2.1$	11001	0.99	0.99	001
311	$1.03 \pm 0.01$	21.3	0.16	...	000	5.96	7.1	$23.0 \pm 2.2$	11001	0.87	0.86	101
314	$1.13 \pm 0.05$	21.1	0.15	$1.1 \pm 0.1$	000	4.99	31.1	$24.0 \pm 0.9$	00000	1.05	1.07	001
319*	$1.11 \pm 0.03$	20.5	0.56	...	001	5.54	21.7	$23.3 \pm 1.8$	01100	0.91	1.00	001
326*	$1.05 \pm 0.01$	20.8	...	...	00-	4.66	24.8	$23.9 \pm 1.0$	00000	1.00	1.02	000
340	$1.27 \pm 0.05$	20.9	...	$1.1 \pm 0.2$	00-	5.21	12.7	$23.8 \pm 1.1$	01000	0.93	0.95	100
341*	$1.17 \pm 0.03$	...	0.17	$1.5 \pm 0.2$	0-0	5.06	17.0	$23.7 \pm 1.2$	00000	1.01	1.03	000
353	$1.03 \pm 0.02$	20.9	...	...	00-	4.74	20.8	$23.3 \pm 1.7$	00000	0.98	1.00	001
364*	$1.33 \pm 0.07$	20.8	0.12	...	000	5.39	34.0	$23.8 \pm 1.1$	00100	1.01	1.05	000
381	$1.01 \pm 0.00$	21.2	...	...	00-	4.77	32.5	$23.9 \pm 1.0$	00000	1.04	1.03	001
388	$1.02 \pm 0.01$	21.1	...	$0.2 \pm 0.2$	00-	5.18	7.8	$23.2 \pm 1.9$	00001	0.95	0.94	000
436	$1.13 \pm 0.03$	21.1	0.19	...	000	...	21.7	$23.1 \pm 2.1$	0-011	0.97	0.98	000
475*,†	$1.35 \pm 0.07$	20.8	0.12	...	000	5.36	21.2	$23.7 \pm 1.2$	00000	0.96	1.03	110
476	$1.06 \pm 0.02$	20.8	...	...	00-	4.75	64.0	$23.9 \pm 1.0$	00010	1.01	1.03	100
479*	$1.14 \pm 0.03$	20.8	...	...	00-	4.67	28.4	$23.9 \pm 0.9$	00010	1.02	1.03	000
486*	$1.05 \pm 0.03$	...	0.16	$1.2 \pm 0.7$	0-0	4.66	22.3	$24.0 \pm 0.9$	00000	0.99	0.98	000
502	$1.11 \pm 0.01$	21.3	...	...	00-	5.04	40.3	$24.0 \pm 0.9$	00000	1.09	1.07	100
515*	$1.01 \pm 0.00$	20.9	0.14	...	000	5.25	14.9	$23.2 \pm 1.9$	00001	0.95	0.98	000
518*	$1.16 \pm 0.01$	20.9	0.15	...	000	5.64	18.6	$23.3 \pm 1.7$	01100	0.97	1.00	000
528*	$1.14 \pm 0.01$	20.8	...	...	00-	4.71	7.5	$23.7 \pm 1.2$	00000	1.01	1.02	001
548*	$1.16 \pm 0.01$	20.8	0.19	$1.2 \pm 0.1$	000	4.64	43.6	$23.8 \pm 1.1$	00010	1.02	1.00	001
569	$1.06 \pm 0.01$	21.2	...	...	00-	4.65	33.8	$24.1 \pm 0.8$	10000	0.96	1.01	000
577*,†	$1.02 \pm 0.01$	21.0	0.15	...	000	4.95	13.3	$24.0 \pm 0.9$	01100	...	...	-0-
592	$1.03 \pm 0.01$	20.9	...	...	00-	4.69	20.0	$23.3 \pm 1.7$	00000	0.82	0.84	101
593	$1.11 \pm 0.02$	21.0	...	...	00-	4.73	19.5	$23.9 \pm 1.0$	00000	0.98	0.99	000
606	$1.07 \pm 0.01$	21.4	...	...	00-	5.19	15.8	$23.9 \pm 1.0$	00000	0.95	1.00	101
607*	$1.22 \pm 0.03$	21.3	0.16	...	000	5.39	41.2	$23.6 \pm 1.3$	10000	0.91	0.92	100
608*	$1.31 \pm 0.06$	21.1	...	...	00-	5.87	11.3	$23.3 \pm 1.7$	11000	0.91	0.91	101
609*	$1.07 \pm 0.02$	21.3	0.14	...	000	5.55	17.3	$23.8 \pm 1.1$	01000	0.99	0.97	100
610*	$1.11 \pm 0.03$	21.2	...	...	00-	5.85	22.7	$23.5 \pm 1.5$	11000	0.96	0.97	000
630	$1.36 \pm 0.04$	20.0	...	...	01-	4.64	17.6	$23.4 \pm 1.6$	00000	0.99	1.00	001
633	$1.13 \pm 0.01$	21.0	...	...	00-	4.77	13.8	$23.7 \pm 1.2$	00000	0.93	0.96	000
657*	$1.02 \pm 0.01$	21.2	0.19	$1.1 \pm 0.1$	000	4.69	10.4	$23.9 \pm 1.0$	00000	1.01	1.00	000
663*	$1.20 \pm 0.04$	20.9	...	...	00-	5.32	24.4	$23.7 \pm 1.2$	01000	1.01	1.02	100
664*	$1.04 \pm 0.02$	21.2	...	$1.1 \pm 0.1$	00-	5.21	35.6	$23.9 \pm 0.9$	00000	1.05	1.06	000
665*	$1.06 \pm 0.01$	21.1	...	...	00-	5.21	18.8	$23.7 \pm 1.2$	00000	1.02	1.03	100
676*	$1.03 \pm 0.03$	21.0	0.15	...	000	5.52	12.5	$23.2 \pm 1.8$	-10-1	0.96	0.97	100
680*	$1.07 \pm 0.02$	21.0	...	...	00-	4.66	11.8	$24.1 \pm 0.8$	00010	1.00	1.03	000
684*	$1.05 \pm 0.02$	21.0	...	...	00-	4.66	25.1	$23.5 \pm 1.5$	00000	0.97	0.99	000
708	$1.18 \pm 0.03$	20.8	...	...	00-	4.76	18.8	$23.0 \pm 2.2$	00011	0.93	0.95	000
714	$1.09 \pm 0.01$	20.6	0.14	...	000	4.66	28.1	$23.8 \pm 1.0$	00010	1.03	1.02	000
715	$1.10 \pm 0.06$	21.1	0.21	...	000	4.74	35.9	$24.0 \pm 0.9$	-00-0	1.02	1.04	101
740	$1.12 \pm 0.03$	21.0	...	...	00-	4.66	30.0	$23.3 \pm 1.7$	00000	0.96	0.99	001
749	$1.08 \pm 0.02$	21.1	0.19	$1.1 \pm 0.1$	000	4.90	28.9	$24.0 \pm 0.9$	00000	1.03	1.04	100
758*	$1.02 \pm 0.00$	21.1	0.24	$1.1 \pm 0.1$	000	4.72	12.2	$24.0 \pm 0.9$	00000	0.96	0.97	000
764*	$1.29 \pm 0.05$	21.1	0.18	$1.0 \pm 0.1$	000	4.62	20.0	$24.0 \pm 0.9$	00000	1.07	1.02	000
769*	$1.02 \pm 0.01$	21.2	...	...	00-	5.47	18.7	$23.6 \pm 1.3$	01100	1.00	1.00	000
778	$1.15 \pm 0.04$	21.2	...	$0.9 \pm 0.1$	00-	4.77	25.3	$23.6 \pm 1.4$	00000	0.99	1.00	000

**Table 6.** continued.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_\lambda^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	$(\frac{g_{\text{CALIFA}}}{g_{\text{SDSS}}})^k$	$(\frac{r_{\text{CALIFA}}}{r_{\text{SDSS}}})^l$	Flags(C) <sup>m</sup>
783*	$1.08 \pm 0.02$	21.3	0.16	...	000	5.46	29.3	$23.6 \pm 1.3$	00010	0.98	0.98	000
789	$1.15 \pm 0.03$	21.1	0.20	$0.9 \pm 0.1$	000	4.64	27.3	$24.0 \pm 0.9$	00010	0.99	0.99	000
791	$1.16 \pm 0.03$	20.9	...	...	00-	4.78	35.6	$23.5 \pm 1.4$	00000	0.99	1.01	001
795	$1.01 \pm 0.00$	21.1	...	$0.8 \pm 0.1$	00-	4.71	27.7	$23.9 \pm 1.0$	00000	0.97	1.00	000
797*	$1.05 \pm 0.07$	21.0	0.15	...	000	5.11	17.6	$24.0 \pm 0.9$	01100	0.99	1.00	000
798*	$1.05 \pm 0.02$	21.3	0.21	...	000	4.66	27.0	$24.3 \pm 0.7$	00000	0.97	1.00	000
806*	$1.00 \pm 0.00$	21.1	0.25	$1.1 \pm 0.1$	000	4.70	59.9	$23.6 \pm 1.3$	00000	0.85	0.86	101
807	$1.16 \pm 0.04$	20.9	...	...	00-	4.67	18.3	$23.4 \pm 1.5$	00010	0.99	1.00	100
809	$1.35 \pm 0.05$	21.0	...	$1.0 \pm 0.5$	00-	4.85	16.2	$23.3 \pm 1.8$	00000	0.84	0.87	101
813	$1.08 \pm 0.01$	20.9	0.22	$1.4 \pm 0.1$	000	4.65	19.4	$23.6 \pm 1.4$	00010	0.98	0.99	000
815	$1.21 \pm 0.05$	21.1	0.18	$0.8 \pm 0.1$	000	4.82	11.6	$23.6 \pm 1.3$	00000	0.96	0.98	000
816	$1.21 \pm 0.04$	20.7	...	$0.8 \pm 0.1$	00-	4.67	34.2	$23.8 \pm 1.1$	00010	1.02	1.02	001
820*	$1.07 \pm 0.02$	21.2	0.17	...	000	5.61	7.2	$22.9 \pm 2.5$	21001	1.03	1.03	101
822*	$1.03 \pm 0.01$	21.2	...	...	00-	6.08	10.1	$23.1 \pm 2.1$	11001	0.96	0.96	101
823*	$1.15 \pm 0.00$	20.9	0.19	...	000	4.62	21.3	$23.8 \pm 1.1$	10010	0.99	0.98	000
824* <sup>†</sup>	$1.14 \pm 0.01$	20.9	...	...	00-	4.72	22.9	$23.9 \pm 1.0$	00000	0.92	0.89	101
826*	$1.18 \pm 0.03$	21.1	...	...	00-	5.32	26.4	$23.7 \pm 1.2$	00100	1.03	1.04	000
828*	$1.21 \pm 0.03$	21.3	0.26	$0.9 \pm 0.1$	000	4.64	27.2	$24.0 \pm 0.9$	00000	1.11	1.04	101
829*	$1.09 \pm 0.01$	21.2	0.18	...	000	4.73	17.7	$23.4 \pm 1.6$	10000	0.95	0.93	101
831	$1.42 \pm 0.07$	20.2	...	...	01-	4.65	22.3	$23.3 \pm 1.7$	00000	1.03	1.02	000
832*	$1.01 \pm 0.01$	21.3	...	...	00-	5.49	23.4	$23.5 \pm 1.5$	00100	0.98	0.99	100
833*	$1.12 \pm 0.03$	21.2	0.18	$0.9 \pm 0.1$	000	5.00	18.1	$23.8 \pm 1.1$	00100	1.02	0.98	000
834	$1.39 \pm 0.07$	20.5	0.29	...	010	4.70	28.0	$23.9 \pm 1.0$	00000	1.17	1.23	101
835*	$1.00 \pm 0.00$	21.1	...	$1.1 \pm 0.2$	00-	5.28	38.2	$24.0 \pm 0.9$	01000	0.98	1.01	000
837*	$1.11 \pm 0.00$	21.1	0.17	$0.9 \pm 0.1$	000	4.84	43.0	$24.1 \pm 0.8$	01000	1.07	1.03	001
838	$1.46 \pm 0.09$	20.3	...	...	01-	4.65	25.7	$23.6 \pm 1.4$	00000	1.06	1.06	000
840*	$1.18 \pm 0.04$	21.0	0.28	$0.9 \pm 0.1$	000	4.65	3.0	$23.5 \pm 1.4$	00000	1.02	0.96	100
841	$1.16 \pm 0.04$	21.2	...	$0.9 \pm 0.1$	00-	4.71	24.0	$23.6 \pm 1.3$	00000	1.01	1.03	001
843*	$1.45 \pm 0.09$	21.0	0.23	$0.8 \pm 0.1$	000	4.60	9.3	$23.8 \pm 1.1$	00000	1.08	1.05	011
845*	$1.03 \pm 0.02$	21.4	0.19	...	000	4.64	16.0	$23.8 \pm 1.1$	00000	0.93	0.95	100
846*	$1.06 \pm 0.02$	21.0	0.39	$0.8 \pm 0.1$	001	4.64	7.7	$23.7 \pm 1.2$	00000	0.97	0.98	000
847*	$1.31 \pm 0.09$	21.3	0.15	$0.7 \pm 0.1$	010	4.66	20.4	$24.0 \pm 0.9$	20000	1.16	1.25	101
848*	$1.10 \pm 0.00$	21.0	0.38	$0.9 \pm 0.1$	001	4.74	32.3	$23.8 \pm 1.1$	00000	1.02	1.01	000
850*	$1.05 \pm 0.01$	21.0	0.29	...	000	4.66	29.6	$23.7 \pm 1.2$	00000	1.00	1.01	000
851*	$1.32 \pm 0.04$	20.5	0.41	$0.7 \pm 0.1$	001	4.66	9.5	$23.3 \pm 1.7$	00010	0.93	0.93	100
852*	$1.12 \pm 0.01$	21.0	0.36	$0.9 \pm 0.1$	001	4.76	8.1	$23.8 \pm 1.1$	00000	1.01	0.99	000
854*	$1.18 \pm 0.03$	20.7	0.42	$0.9 \pm 0.1$	001	4.68	20.3	$23.6 \pm 1.3$	00010	1.00	1.01	001
856*	$1.05 \pm 0.02$	21.2	0.17	...	000	4.61	24.1	$23.9 \pm 1.0$	00000	0.99	0.99	000
857*	$1.08 \pm 0.00$	21.5	0.16	$0.9 \pm 0.1$	000	4.67	36.7	$24.2 \pm 0.8$	00000	0.98	1.01	000
858*	$1.10 \pm 0.03$	21.2	0.15	$1.3 \pm 0.2$	000	4.67	15.8	$23.7 \pm 1.2$	00000	1.01	0.98	000
859*	$1.16 \pm 0.02$	21.2	0.15	$0.7 \pm 0.1$	000	4.67	11.0	$23.6 \pm 1.4$	00000	0.92	0.95	000
860*	$1.04 \pm 0.02$	21.2	0.29	$1.0 \pm 0.1$	000	4.60	41.5	$23.6 \pm 1.3$	00000	1.10	1.06	101
861	$1.08 \pm 0.02$	21.1	...	...	00-	4.62	22.4	$23.5 \pm 1.4$	00000	1.04	1.06	001
862	$1.13 \pm 0.03$	20.8	...	$1.1 \pm 0.2$	00-	5.19	20.3	$23.4 \pm 1.6$	00100	0.99	1.01	001
863*	$1.09 \pm 0.01$	21.4	0.16	$0.7 \pm 0.1$	000	4.67	29.4	$24.1 \pm 0.8$	00000	1.02	1.05	001
864*	$1.06 \pm 0.01$	20.9	0.28	...	000	4.70	12.2	$23.5 \pm 1.5$	20010	0.99	0.98	100
865*	$1.01 \pm 0.01$	21.2	0.25	...	000	4.71	32.4	$23.9 \pm 1.0$	10000	1.01	1.02	001
866*	$1.04 \pm 0.02$	21.3	0.21	$1.1 \pm 0.1$	000	4.64	12.6	$24.0 \pm 0.9$	20000	1.04	1.02	000
867*	$1.13 \pm 0.01$	21.2	0.21	$1.1 \pm 0.1$	000	4.69	39.2	$24.0 \pm 0.9$	10000	1.08	1.09	001
868	$1.65 \pm 0.04$	20.1	...	...	01-	4.84	25.3	$23.3 \pm 1.7$	-00-0	0.96	0.99	001
869	$1.41 \pm 0.06$	20.8	0.19	$1.1 \pm 0.1$	000	4.66	16.4	$23.5 \pm 1.5$	00000	1.04	1.02	101
871	$1.38 \pm 0.01$	20.6	0.17	$0.9 \pm 0.1$	000	4.70	21.3	$23.4 \pm 1.6$	-00-0	0.99	1.02	100
872*	$1.28 \pm 0.01$	20.9	0.15	$0.6 \pm 0.1$	000	4.66	18.2	$23.4 \pm 1.5$	00010	0.98	0.98	000
874*	$1.10 \pm 0.02$	21.0	0.22	...	000	4.75	24.4	$23.2 \pm 1.9$	00001	1.01	1.03	101
877* <sup>†</sup>	$1.24 \pm 0.05$	21.0	0.22	...	000	4.72	16.8	$23.6 \pm 1.3$	20000	1.23	1.23	101
878*	$1.33 \pm 0.01$	20.9	0.22	$0.9 \pm 0.1$	000	4.59	6.8	$23.7 \pm 1.1$	00010	1.01	0.99	101
880	$1.24 \pm 0.03$	20.7	0.29	$0.9 \pm 0.1$	000	4.63	24.2	$23.6 \pm 1.3$	00010	0.93	0.94	100
881*	$1.10 \pm 0.00$	21.1	0.15	$0.8 \pm 0.1$	000	4.67	18.2	$23.8 \pm 1.1$	00010	0.94	0.94	000
883*	$1.10 \pm 0.01$	21.2	0.17	$1.0 \pm 0.2$	000	4.63	10.1	$23.6 \pm 1.3$	00000	0.99	0.95	101
884	$1.66 \pm 0.10$	20.4	...	...	01-	4.90	10.8	$23.4 \pm 1.5$	00000	0.97	0.98	110
885	$1.25 \pm 0.04$	20.9	0.20	$0.7 \pm 0.1$	000	4.88	25.4	$23.7 \pm 1.2$	00100	1.04	1.01	001
886	$1.29 \pm 0.04$	21.0	0.17	$0.9 \pm 0.2$	000	4.65	40.5	$23.4 \pm 1.5$	00000	1.01	1.00	000

**Table 6.** continued.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_\lambda^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	$(\frac{g_{\text{CALIFA}}}{g_{\text{SDSS}}})^k$	$(\frac{r_{\text{CALIFA}}}{r_{\text{SDSS}}})^l$	Flags(C) <sup>m</sup>
887*	$1.08 \pm 0.02$	21.3	0.17	$0.9 \pm 0.1$	000	4.67	31.9	$23.9   1.0$	00000	1.01	0.98	001
888*	$1.01 \pm 0.01$	20.9	0.22	...	000	4.68	2.5	$23.5   1.5$	00010	0.93	0.94	000
890*	$1.08 \pm 0.02$	21.0	0.22	...	000	4.71	29.9	$23.9   1.0$	00010	1.00	1.01	000
891	$1.37 \pm 0.06$	20.3	0.21	$1.2 \pm 0.2$	010	5.23	9.2	$23.1   2.0$	00101	0.91	0.98	000
893*	$1.35 \pm 0.07$	20.5	0.20	$1.0 \pm 0.1$	000	5.32	6.9	$22.9   2.6$	20111	0.89	0.92	111
894	$1.31 \pm 0.06$	20.5	...	$0.9 \pm 0.1$	00-	4.74	21.3	$23.6   1.3$	00010	1.06	1.11	101
895	$1.15 \pm 0.03$	20.5	0.22	$1.1 \pm 0.1$	000	5.15	10.3	$23.5   1.4$	00000	0.94	0.97	100
896*	$1.36 \pm 0.08$	20.8	0.18	$0.9 \pm 0.1$	000	5.01	21.8	$23.8   1.1$	00100	1.04	1.02	001
898	$1.60 \pm 0.11$	20.4	...	$0.9 \pm 0.1$	01-	4.66	12.4	$22.9   2.5$	00011	0.97	1.00	000
901*	$1.10 \pm 0.03$	21.3	0.14	$1.0 \pm 0.1$	000	4.63	29.9	$23.7   1.2$	20000	0.97	1.03	101
902*	$1.10 \pm 0.00$	21.2	0.17	$0.8 \pm 0.1$	000	4.71	39.3	$23.6   1.3$	00000	1.06	1.01	001
903	$1.45 \pm 0.08$	20.9	...	...	00-	4.64	30.5	$23.3   1.8$	00000	0.97	0.97	001
904*	$1.20 \pm 0.04$	21.0	0.17	$0.9 \pm 0.1$	000	4.71	21.5	$23.6   1.4$	00000	1.01	0.98	000
909	$1.09 \pm 0.02$	20.8	...	...	00-	5.05	29.5	$23.8   1.1$	00000	1.02	1.00	000
910	$1.22 \pm 0.03$	21.1	...	...	00-	4.62	18.7	$23.4   1.6$	00000	0.99	1.01	101
913	$1.47 \pm 0.09$	21.1	...	...	00-	4.63	38.8	$23.4   1.6$	00000	0.96	1.01	100
914	$1.18 \pm 0.02$	21.0	0.13	...	000	4.79	31.4	$23.8   1.1$	00000	0.98	1.00	000
915	$1.28 \pm 0.05$	21.1	...	...	00-	4.61	25.4	$23.4   1.6$	00000	1.06	1.03	000
916	$1.55 \pm 0.10$	20.8	...	...	00-	4.65	25.0	$23.0   2.2$	00001	0.95	0.99	101
917	$1.21 \pm 0.03$	20.9	...	...	00-	4.69	31.5	$23.5   1.4$	00010	1.03	1.00	100
922	$1.15 \pm 0.00$	20.8	0.14	...	000	5.20	16.8	$23.5   1.5$	00100	1.06	1.08	101
924	$1.43 \pm 0.12$	20.6	...	...	00-	4.79	12.8	$23.0   2.3$	-00-1	1.01	1.00	000
927	$1.29 \pm 0.03$	21.0	...	...	00-	4.64	14.7	$23.8   1.1$	00000	1.01	1.02	000
930	$1.29 \pm 0.03$	20.8	...	...	00-	4.62	7.3	$23.1   2.1$	00011	1.03	1.04	010
932	$1.27 \pm 0.02$	21.0	...	...	00-	4.71	33.5	$23.7   1.2$	00000	1.00	1.00	100
935*	$1.04 \pm 0.02$	21.0	...	$1.1 \pm 0.1$	00-	5.09	11.1	$23.7   1.2$	00000	0.96	1.00	000
936	$1.42 \pm 0.05$	20.8	0.15	...	000	4.84	30.7	$24.0   0.9$	00000	1.06	1.11	101
937	$1.13 \pm 0.02$	21.0	...	...	00-	4.62	13.8	$23.7   1.2$	00010	0.99	0.97	000
938	$1.01 \pm 0.01$	...	0.16	...	0-0	4.74	31.5	$24.0   0.9$	00000	0.98	1.00	100
939*	$1.11 \pm 0.04$	20.8	0.15	...	000	4.99	8.7	$23.6   1.3$	01110	1.05	1.03	100

As a consequence of the improvements in the interpolation scheme, the PSF FWHM has substantially decreased with respect to DR1 (pipeline V1.3c). The improvement in spatial resolution is illustrated on the H $\alpha$  maps presented in Fig. 15. This figure shows H $\alpha$  maps obtained using FIT3D on the CALIFA datacubes for NGC 5406 (ID 684) for DR1, DR2, and one image taken with the *William Herschel Telescope* (WHT) using a narrowband filter. The last image has also been degraded to the DR2 nominal resolution for the sake of comparison. This improvement impacts directly, for example, on the detection rate of H $\alpha$  regions. Using (Sánchez et al. 2012b) on the V1.3c datacubes of the 200 galaxies, a total of 5878 are recovered, while this number rises to 7646 H $\alpha$  regions for the DR2 galaxies using pipeline V1.5, which represents an increase of  $\sim 30\%$ .

## 6.5. Spectrophotometric accuracy

As mentioned in Sect. 4.2, the new registration scheme of the pipeline uses  $r$ -band for the V500 setup and  $g$ -band for the V1200 of the SDSS DR7. Each V500 datacube is rescaled in the absolute flux level to match the SDSS DR7 broadband photometry using the photometric scale factor at the best matching position for each pointing. On the other hand, the V1200 data is matched to the V500 data (S12). This procedure, together with the new recalibrated sensitivity curve (see Sect. 4.2 and Husemann et al., in prep.), improves the spectrophotometric calibration over DR1. This is clearly shown in Fig. 14. As part of the CALIFA pipeline V1.5, a 30'' diameter photometric

aperture in  $r$  and  $g$  is measured both in the SDSS DR7 images and the equivalent synthetic CALIFA broadband images. The mean SDSS/CALIFA  $g$  and  $r$  band ratios in DR2 and their scatter are  $1.00 \pm 0.05$  and  $0.99 \pm 0.06$ , respectively. In the right panel of Fig. 14 the distribution in  $\Delta(g - r)$  color difference between the SDSS and CALIFA data shows that the spectrophotometric accuracy across the wavelength range is better than 3%, with a median value of  $0.01 \pm 0.03$ .

Spectral fitting methods can be used to perform useful tests of the data and their calibration, and this has been done before in CALIFA. H13 used fits to evaluate the accuracy of the error estimates in DR1 datacubes, while Cid Fernandes et al. (2014) used these fits to map systematic features in the spectral residuals that may indicate calibration issues.

We repeated the same experiments for the DR2 datacubes. Results are shown in Fig. 16. The top panel shows in blue the mean spectrum of 170670 Voronoi bins of the 200 galaxies in DR2<sup>14</sup>. The average is taken after normalizing each spectrum by its median flux in the  $5635 \pm 45$  Å window. The mean synthetic spectrum (overplotted orange line) as well as the mean residual (at the bottom of the upper panel, purple line) are also plotted. The middle panel zooms in on the residual spectrum, which now excludes emission lines and bad pixels, which are masked in the fitting process. Finally, the bottom panel shows what fraction of all spectra was used in the statistics at each  $\lambda$ .

<sup>14</sup> The spatial binning is used to guarantee a minimum S/N of 20 in the continuum at  $\sim 5635$  Å. In practice, 88% of the Voronoi bins actually comprise a single spaxel.

**Table 7.** CALIFA DR2 quality control parameters for the V1200 data.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_\lambda^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	Flags(C) <sup>k</sup>
001*	$1.01 \pm 0.02$	...	0.26	...	0–0	1.90	9.0	$23.2   3.3$	00000	000
002	$1.32 \pm 0.04$	21.8	0.13	...	000	1.94	12.4	$23.3   3.0$	00000	000
003*	$1.08 \pm 0.06$	22.0	0.17	...	000	1.96	6.5	$23.3   2.9$	11000	000
005	$1.44 \pm 0.05$	21.8	0.16	...	000	1.94	13.2	$23.4   2.8$	-00–0	100
007* <sup>†</sup>	$1.18 \pm 0.02$	21.7	0.14	...	000	1.96	10.2	$22.8   4.9$	00000	001
008	$1.04 \pm 0.03$	21.9	0.43	...	001	1.90	10.2	$23.2   3.3$	00010	000
010*	$1.29 \pm 0.09$	22.2	...	...	00–	1.92	6.1	$23.0   4.1$	00000	001
013	$1.53 \pm 0.04$	21.8	0.14	...	000	1.94	16.0	$23.4   2.9$	00010	100
014*	$1.27 \pm 0.08$	22.2	0.19	...	000	1.90	11.4	$23.3   3.0$	00000	000
017	$1.19 \pm 0.03$	21.9	...	...	00–	1.94	4.4	$23.5   2.5$	00000	001
022	$1.12 \pm 0.08$	22.4	0.15	...	000	1.99	6.2	$22.7   5.3$	-00–0	001
023	$1.89 \pm 0.07$	...	...	...	1–	1.96	8.7	$22.9   4.3$	10010	000
025	$1.22 \pm 0.06$	22.0	0.15	...	000	1.94	8.5	$23.1   3.5$	00010	101
026	$1.27 \pm 0.03$	21.8	...	...	00–	1.91	10.5	$23.4   2.7$	00010	000
027	$1.93 \pm 0.05$	21.3	0.13	...	110	1.95	14.0	$23.2   3.2$	10000	101
030	$1.28 \pm 0.03$	21.9	0.14	...	000	1.94	17.2	$23.7   2.1$	00000	001
037	$1.02 \pm 0.01$	22.2	...	...	00–	1.93	15.7	$23.7   2.0$	00010	001
039*	$1.07 \pm 0.04$	22.1	0.21	$1.1 \pm 0.2$	000	1.96	9.3	$23.6   2.3$	01000	000
040	$1.03 \pm 0.03$	22.2	0.21	...	000	1.93	11.0	$23.5   2.5$	00000	000
041	$1.02 \pm 0.02$	22.3	...	...	00–	1.90	9.9	$23.5   2.6$	00000	000
042*	$1.19 \pm 0.09$	22.3	0.15	$0.9 \pm 0.1$	000	2.01	9.1	$23.6   2.3$	01000	101
043*	$1.01 \pm 0.01$	22.3	0.27	...	000	1.90	11.1	$23.4   2.7$	00000	000
044	$1.05 \pm 0.04$	22.4	0.11	...	000	1.97	7.4	$22.7   5.3$	00110	000
045	$1.01 \pm 0.01$	22.4	0.14	$1.2 \pm 0.2$	000	1.99	9.2	$23.5   2.4$	00000	001
050	$1.14 \pm 0.07$	22.3	0.14	...	000	2.06	16.2	$23.2   3.3$	01000	101
053*	$1.33 \pm 0.17$	21.9	0.16	...	100	2.13	10.3	$23.1   3.5$	01110	000
072	$1.13 \pm 0.04$	21.9	0.12	...	000	1.94	11.4	$23.4   2.8$	00000	000
073*	$1.08 \pm 0.04$	22.2	0.26	...	000	1.91	7.2	$22.9   4.3$	00000	001
076	$1.23 \pm 0.08$	22.2	0.11	...	000	2.09	4.6	$22.6   5.6$	01100	001
077	$1.17 \pm 0.01$	21.8	...	...	00–	1.94	17.3	$23.6   2.3$	00010	001
088*	$1.31 \pm 0.13$	21.4	0.21	...	010	1.99	9.1	$22.7   5.1$	01100	011
100*	$1.36 \pm 0.14$	21.8	0.15	$1.1 \pm 0.1$	000	2.00	13.2	$23.1   3.7$	01000	001
103	$1.09 \pm 0.09$	22.2	...	...	00–	2.01	11.3	$22.8   4.8$	01100	001
104	$1.26 \pm 0.03$	21.9	0.14	...	000	1.94	5.0	$23.5   2.6$	00000	001
115	$1.34 \pm 0.09$	22.1	0.15	...	000	2.01	5.3	$22.7   5.2$	01100	101
127*	$1.37 \pm 0.27$	21.7	0.15	...	100	1.99	4.2	$22.5   6.4$	-00–1	000
131	$1.19 \pm 0.00$	22.3	0.14	...	000	1.99	7.0	$22.3   7.7$	-00–1	000
133	$1.13 \pm 0.01$	21.9	0.16	...	000	2.00	5.5	$22.5   6.4$	-10–1	101
134	$1.37 \pm 0.01$	22.0	...	...	00–	2.00	10.0	$23.1   3.5$	01000	000
141	$1.37 \pm 0.02$	22.0	0.15	...	000	1.98	5.1	$23.0   4.1$	00100	001
146*, <sup>†</sup>	$1.48 \pm 0.01$	22.2	0.14	$1.3 \pm 0.2$	000	2.00	10.7	$23.3   2.9$	01000	001
147	$1.16 \pm 0.02$	22.3	0.14	$1.1 \pm 0.1$	000	1.95	16.3	$23.6   2.3$	00010	001
148	$1.29 \pm 0.06$	22.1	0.12	...	000	1.93	8.2	$23.4   2.7$	00000	001
149	$1.27 \pm 0.06$	22.2	0.11	...	000	1.92	13.2	$23.0   4.1$	10000	001
150	$1.06 \pm 0.04$	22.2	0.15	...	000	1.93	12.4	$23.3   3.0$	10000	000
151*	$1.52 \pm 0.19$	21.4	...	...	11–	2.04	9.7	$22.9   4.4$	01100	001
153	$1.09 \pm 0.03$	21.6	...	...	00–	1.97	10.7	$23.1   3.4$	-00–0	001
155*	$1.09 \pm 0.05$	22.1	0.13	$0.9 \pm 0.1$	000	2.33	4.8	$22.5   6.2$	21110	001
156*	$1.08 \pm 0.05$	22.3	0.14	...	000	2.36	8.1	$22.6   5.6$	01100	001
165	$1.25 \pm 0.11$	21.7	...	...	00–	1.94	15.7	$23.1   3.5$	00100	000

**Notes.** We describe the meaning of each column including the identifier of each column in the electronic table available on the DR2 web page.

(<sup>a</sup>) IDs marked with an asterisk were already part of the DR1. A dagger indicates cubes that were registered with the old method of the pipeline V1.3c. (<sup>b</sup>) Mean airmass (OBS\_AIR\_MEAN) and rms (OBS\_AIR\_RMS) of the observations for the frames used to create the considered datacube.

(<sup>c</sup>) Average night-sky surface brightness (OBS\_SKY\_MAG) in the V band during the observations in units of mag arcsec<sup>-2</sup>. (<sup>d</sup>) Average night-sky attenuation (OBS\_EXT\_MEAN) in the V band during the observations in magnitudes. (<sup>e</sup>) Average natural seeing (OBS\_SEEING\_MEAN) in the V-band during the observations in arcsec (FWHM). (<sup>f</sup>) Observation quality flags, combining the three individual column flags ( FLAG\_OBS\_AM,

FLAG\_OBS\_SKYMAG, FLAG\_OBS\_EXT) as described in Sect. 6. (<sup>g</sup>) Average spectral resolution (RED\_DISP\_MEAN) in Å (FWHM), measured by fitting the night-sky emission lines with single Gaussian functions. (<sup>h</sup>) Average signal-to-noise ratio (CAL\_SNR1HLR) estimated for the full wavelength range at one half-light radius from the center. (<sup>i</sup>) Average flux at the 3 $\sigma$  continuum detection limit in units of B-band mag arcsec<sup>-2</sup> and in units of  $10^{-18}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> Å<sup>-1</sup> arcsec<sup>-2</sup>. (<sup>j</sup>) Reduction/instrumental performance quality flags, combining the five individual column flags (FLAG\_RED\_STRaylight, FLAG\_RED\_DISP, FLAG\_RED\_CDISP, FLAG\_RED\_SKYLINES, FLAG\_RED\_LIMSB) as described in Sect. 6.

(<sup>k</sup>) Quality control flags, combining the three individual column flags (FLAG\_CAL\_SPECPHOTO, FLAG\_CAL\_WL, FLAG\_CAL\_IMA) as described in Sect. 6.

**Table 7.** continued.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_A^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	Flags(C) <sup>k</sup>
231	$1.06 \pm 0.03$	22.3	...	...	00-	1.92	5.4	$23.5   2.5$	10000	001
232	$1.31 \pm 0.12$	21.9	0.11	...	000	1.96	9.8	$23.5   2.4$	00010	101
272	$1.13 \pm 0.03$	22.1	...	...	00-	2.09	9.2	$22.8   5.0$	01010	000
273*	$1.06 \pm 0.01$	22.2	0.14	$1.1 \pm 0.1$	000	2.01	12.6	$23.6   2.3$	01000	000
274*	$1.30 \pm 0.09$	22.0	...	...	00-	2.05	10.7	$23.0   4.0$	01100	000
275	$1.16 \pm 0.02$	22.4	0.15	...	000	1.99	9.2	$22.4   6.7$	-00-1	000
277*	$1.08 \pm 0.04$	21.7	0.15	...	000	2.13	12.0	$23.0   4.0$	01010	001
278	$1.09 \pm 0.05$	22.5	0.11	...	000	2.24	7.4	$22.8   4.8$	01100	100
306*	$1.14 \pm 0.03$	21.3	...	...	01-	2.02	3.5	$23.2   3.4$	21100	001
307*	$1.20 \pm 0.08$	22.2	0.15	$0.8 \pm 0.1$	000	2.33	4.8	$22.7   5.2$	11100	001
309*	$1.25 \pm 0.08$	22.1	0.14	...	000	2.38	6.3	$22.8   4.8$	01100	000
311	$1.03 \pm 0.03$	22.4	...	...	00-	2.02	4.2	$22.9   4.3$	01100	000
314	$1.05 \pm 0.01$	22.4	0.12	...	000	1.92	11.5	$23.2   3.3$	-00-0	001
319*	$1.07 \pm 0.06$	22.2	0.15	$1.1 \pm 0.1$	000	1.99	12.5	$23.6   2.3$	-01-0	000
326*	$1.29 \pm 0.05$	21.9	...	...	00-	2.02	5.4	$22.7   5.0$	01100	001
340	$1.08 \pm 0.02$	22.5	...	...	00-	2.01	4.0	$23.0   3.9$	01100	001
341*	$1.21 \pm 0.08$	22.0	0.16	$1.2 \pm 0.1$	000	1.91	7.9	$23.4   2.7$	00100	001
353	$1.04 \pm 0.03$	22.5	0.10	...	000	2.07	9.4	$23.3   2.9$	01010	001
364*	$1.02 \pm 0.02$	22.1	...	$0.9 \pm 0.1$	00-	2.03	15.8	$23.3   2.9$	11000	001
381	$1.01 \pm 0.01$	22.2	...	...	00-	1.96	12.4	$23.6   2.4$	-00-0	000
388	$1.33 \pm 0.11$	22.1	...	...	00-	2.15	2.3	$22.4   6.7$	01111	101
436	$1.10 \pm 0.03$	21.4	...	...	01-	1.96	11.1	$23.0   3.9$	-00-0	001
475*,†	$1.13 \pm 0.07$	22.1	...	...	00-	2.03	11.6	$23.3   2.9$	21010	101
476	$1.40 \pm 0.28$	21.8	...	...	10-	2.02	25.5	$22.9   4.5$	01100	001
479*	$1.16 \pm 0.03$	22.3	...	...	00-	2.05	7.2	$22.7   5.3$	01100	001
486*	$1.21 \pm 0.10$	22.1	0.15	$0.8 \pm 0.1$	000	1.99	8.6	$23.5   2.5$	10100	100
502	$1.23 \pm 0.08$	21.9	...	...	00-	1.93	11.6	$22.5   6.1$	00000	001
515*	$1.20 \pm 0.09$	22.3	0.15	$0.9 \pm 0.1$	000	2.30	4.2	$22.6   5.5$	11110	000
518*	$1.18 \pm 0.03$	22.6	0.13	...	000	2.03	12.6	$23.3   2.9$	01100	000
528*	$1.48 \pm 0.08$	22.0	...	...	00-	2.10	2.0	$22.7   5.5$	01100	110
548*	$1.21 \pm 0.05$	21.9	0.18	$0.8 \pm 0.1$	000	2.00	14.6	$23.2   3.3$	10000	100
569	$1.16 \pm 0.05$	22.0	0.15	...	000	1.95	15.0	$23.5   2.4$	00000	001
577*,†	$1.06 \pm 0.04$	22.2	0.22	...	000	1.89	6.5	$23.6   2.3$	00100	00-
592	$1.03 \pm 0.02$	22.3	...	...	00-	2.25	4.9	$22.6   5.5$	01100	000
593	$1.15 \pm 0.05$	21.9	...	...	00-	1.95	8.3	$23.5   2.6$	00000	010
606	$1.33 \pm 0.09$	22.1	0.17	...	000	1.94	10.4	$23.6   2.3$	00000	001
607*	$1.25 \pm 0.07$	22.3	0.14	...	000	2.25	16.7	$23.1   3.7$	01000	000
608*	$1.20 \pm 0.10$	21.9	0.16	...	000	1.92	6.3	$23.2   3.3$	00000	000
609*	$1.08 \pm 0.05$	22.4	0.15	$0.8 \pm 0.1$	000	2.28	6.8	$23.0   3.9$	11100	011
610*	$1.17 \pm 0.07$	22.5	...	...	00-	2.14	8.9	$23.0   4.1$	11100	100
630	$1.26 \pm 0.06$	22.4	...	...	00-	1.92	10.7	$23.3   2.9$	00000	000
633	$1.55 \pm 0.12$	22.0	...	...	00-	1.92	4.3	$23.2   3.3$	00010	000
657*	$1.09 \pm 0.05$	22.4	0.19	$1.5 \pm 0.2$	000	1.90	5.3	$23.7   2.1$	00000	000
663*	$1.10 \pm 0.02$	22.0	...	...	00-	1.98	11.8	$23.3   2.9$	01000	001
664*	$1.07 \pm 0.04$	22.0	0.26	$1.2 \pm 0.1$	000	1.96	16.2	$23.4   2.7$	00000	001
665*	$1.17 \pm 0.10$	22.1	0.10	...	000	1.95	5.1	$22.8   4.6$	00000	001
676*	$1.01 \pm 0.02$	22.5	0.17	$0.8 \pm 0.1$	000	2.26	4.6	$22.9   4.2$	01100	001
680*	$1.07 \pm 0.05$	22.4	0.10	...	000	1.95	5.4	$23.7   2.0$	00000	000
684*	$1.06 \pm 0.04$	22.3	0.13	$0.9 \pm 0.1$	000	1.96	13.0	$23.4   2.8$	00000	001
708	$1.12 \pm 0.04$	22.2	...	...	00-	1.91	7.7	$23.0   4.0$	00010	000
714	$1.43 \pm 0.12$	21.9	...	...	00-	1.93	12.6	$23.4   2.7$	-00-0	001
715	$1.18 \pm 0.06$	21.9	0.22	...	000	2.00	18.7	$23.6   2.3$	00000	001
740	$1.05 \pm 0.04$	22.8	...	...	00-	2.24	4.4	$22.2   8.3$	01011	001
749	$1.07 \pm 0.04$	22.3	...	...	00-	2.06	13.2	$23.4   2.7$	11010	001
758*	$1.18 \pm 0.05$	22.2	0.26	$1.0 \pm 0.1$	001	1.89	5.5	$23.4   2.7$	-00-0	100
764*	$1.11 \pm 0.04$	...	0.16	...	0-0	2.02	7.7	$23.6   2.4$	01100	001
769*	$1.03 \pm 0.02$	22.2	...	...	00-	2.00	9.6	$23.3   3.1$	01000	000
778	$1.02 \pm 0.01$	22.5	...	...	00-	2.13	8.8	$23.2   3.3$	01000	000
783*	$1.20 \pm 0.07$	22.3	0.17	...	000	2.29	11.3	$22.9   4.2$	01000	000
789	$1.10 \pm 0.05$	22.1	...	...	00-	1.95	12.4	$23.5   2.6$	00000	000
791	$1.08 \pm 0.02$	22.6	...	...	00-	2.28	9.0	$22.7   5.1$	01110	001
795	$1.23 \pm 0.09$	22.3	...	...	00-	1.92	12.3	$23.5   2.6$	00000	000
797*	$1.06 \pm 0.04$	22.5	0.17	$1.3 \pm 0.2$	000	1.89	8.4	$23.6   2.4$	00000	000
798*	$1.13 \pm 0.07$	22.2	0.30	$0.8 \pm 0.1$	001	1.93	8.1	$23.4   2.8$	00000	001

**Table 7.** continued.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_A^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	Flags(C) <sup>k</sup>
806*	$1.06 \pm 0.05$	22.2	0.21	$1.1 \pm 0.1$	000	1.90	29.0	$23.5 \pm 2.4$	00010	000
807	$1.30 \pm 0.19$	22.0	...	...	10-	1.96	9.8	$23.5 \pm 2.5$	-00-0	001
809	$1.30 \pm 0.08$	21.7	...	...	00-	1.95	8.2	$23.2 \pm 3.2$	00010	001
813	$1.07 \pm 0.02$	22.3	...	...	00-	2.05	8.7	$23.1 \pm 3.7$	01010	000
815	$1.15 \pm 0.10$	22.2	...	...	00-	2.05	3.8	$23.1 \pm 3.7$	-10-0	001
816	$1.15 \pm 0.06$	22.2	...	...	00-	2.08	12.1	$23.3 \pm 3.0$	11010	001
820*	$1.15 \pm 0.10$	22.3	0.15	$0.7 \pm 0.1$	000	2.35	4.3	$22.7 \pm 5.4$	-11-0	101
822*	$1.09 \pm 0.05$	22.1	0.16	$0.8 \pm 0.1$	000	1.91	7.4	$23.4 \pm 2.9$	00000	000
823*	$1.17 \pm 0.03$	22.0	0.26	$0.9 \pm 0.1$	000	1.91	10.3	$23.3 \pm 3.1$	00000	001
824*,†	$1.18 \pm 0.04$	21.6	0.24	$1.1 \pm 0.2$	000	1.98	6.4	$22.6 \pm 5.7$	00000	001
826*	$1.16 \pm 0.04$	22.0	...	...	00-	2.10	10.9	$22.9 \pm 4.5$	-11-0	001
828*	$1.17 \pm 0.04$	22.6	0.16	$1.0 \pm 0.1$	000	1.89	12.4	$23.6 \pm 2.2$	10000	000
829*	$1.24 \pm 0.07$	22.0	0.17	$1.4 \pm 0.2$	000	1.95	7.1	$23.3 \pm 2.9$	01110	000
831	$1.18 \pm 0.05$	21.3	0.17	...	010	1.95	12.5	$23.1 \pm 3.6$	10000	000
832*	$1.02 \pm 0.02$	22.1	...	...	00-	2.00	10.4	$23.4 \pm 2.9$	-10-0	001
833*	$1.07 \pm 0.03$	22.2	0.10	...	000	1.95	4.6	$22.9 \pm 4.4$	00000	001
834	$1.27 \pm 0.10$	22.3	0.23	...	000	2.04	10.5	$23.5 \pm 2.5$	01010	001
835*	$1.04 \pm 0.03$	22.3	0.16	$1.0 \pm 0.1$	000	1.95	16.8	$23.6 \pm 2.2$	00000	000
837*	$1.15 \pm 0.04$	22.2	0.14	$0.8 \pm 0.1$	000	1.98	22.1	$23.6 \pm 2.3$	00100	001
838	$1.32 \pm 0.12$	21.9	...	...	00-	2.03	14.6	$23.4 \pm 2.7$	01010	001
840*	$1.24 \pm 0.09$	22.1	0.10	...	000	1.95	1.8	$23.2 \pm 3.2$	00000	000
841	$1.40 \pm 0.09$	21.8	0.15	...	000	1.94	9.5	$23.1 \pm 3.6$	-00-0	000
843*	$1.11 \pm 0.05$	22.4	0.26	...	000	1.92	5.6	$23.5 \pm 2.6$	00000	001
845*	$1.19 \pm 0.15$	21.7	0.28	$0.8 \pm 0.1$	100	1.93	4.5	$23.2 \pm 3.3$	-00-0	000
846*	$1.17 \pm 0.07$	22.0	0.25	...	000	1.95	3.3	$23.3 \pm 2.9$	00000	000
847*	$1.03 \pm 0.03$	21.9	0.32	$0.8 \pm 0.1$	001	1.93	7.9	$23.1 \pm 3.5$	00010	001
848*	$1.24 \pm 0.12$	...	0.28	$1.0 \pm 0.1$	0-1	1.88	13.9	$23.2 \pm 3.3$	-00-0	001
850*	$1.05 \pm 0.02$	22.0	0.19	$0.8 \pm 0.1$	000	1.93	12.3	$23.3 \pm 3.0$	00000	000
851*	$1.12 \pm 0.04$	22.1	0.28	$0.9 \pm 0.1$	000	1.89	5.0	$23.2 \pm 3.4$	00000	000
852*	$1.38 \pm 0.09$	21.6	0.19	$1.4 \pm 0.2$	000	1.99	3.6	$23.4 \pm 2.7$	01100	001
854*	$1.20 \pm 0.06$	22.0	0.37	$0.9 \pm 0.1$	001	1.88	9.0	$23.2 \pm 3.3$	20000	001
856*	$1.05 \pm 0.03$	22.7	0.24	$0.9 \pm 0.1$	001	1.91	7.0	$22.8 \pm 4.7$	-00-0	001
857*	$1.10 \pm 0.02$	22.4	0.21	$0.9 \pm 0.1$	000	1.95	14.8	$23.5 \pm 2.6$	00000	000
858*	$1.25 \pm 0.14$	22.1	0.23	$0.9 \pm 0.1$	000	1.98	5.5	$23.1 \pm 3.7$	-00-0	001
859*	$1.18 \pm 0.05$	22.2	0.32	$0.7 \pm 0.1$	001	1.93	3.7	$23.0 \pm 3.9$	00010	000
860*	$1.04 \pm 0.02$	22.3	0.27	$0.9 \pm 0.3$	001	1.91	20.4	$23.1 \pm 3.4$	00010	001
861	$1.32 \pm 0.13$	22.2	...	...	00-	1.96	8.7	$23.0 \pm 3.8$	10010	001
862	$1.09 \pm 0.04$	22.2	...	$1.1 \pm 0.1$	00-	1.95	14.3	$23.4 \pm 2.6$	00000	001
863*	$1.20 \pm 0.06$	22.3	0.19	$0.9 \pm 0.1$	000	1.95	10.7	$23.3 \pm 3.0$	00010	001
864*	$1.05 \pm 0.02$	22.4	0.20	...	000	1.96	6.7	$23.5 \pm 2.6$	00010	000
865*	$1.02 \pm 0.02$	22.3	0.27	$0.9 \pm 0.1$	000	1.93	13.0	$23.4 \pm 2.8$	00010	001
866*	$1.08 \pm 0.05$	22.1	0.34	...	001	1.96	4.7	$23.5 \pm 2.5$	00000	101
867*	$1.13 \pm 0.01$	22.1	0.39	...	001	1.96	16.4	$23.2 \pm 3.3$	00000	001
868	$1.74 \pm 0.13$	21.5	0.15	...	110	2.01	12.2	$23.0 \pm 4.1$	01100	001
869	$1.35 \pm 0.01$	22.0	0.22	...	000	1.92	5.8	$22.9 \pm 4.4$	00000	001
871	$1.40 \pm 0.04$	21.7	...	...	00-	1.95	11.0	$23.0 \pm 3.8$	00110	000
872*	$1.37 \pm 0.05$	21.7	0.22	$1.0 \pm 0.1$	000	1.94	6.5	$23.0 \pm 4.1$	-00-0	001
874*	$1.14 \pm 0.05$	21.8	0.31	$0.8 \pm 0.1$	001	1.95	9.7	$23.1 \pm 3.6$	00010	001
877*,†	$1.10 \pm 0.05$	...	0.22	$1.0 \pm 0.1$	0-0	1.94	5.1	$22.9 \pm 4.3$	10010	001
878*	$1.37 \pm 0.07$	22.1	0.18	$1.1 \pm 0.1$	000	1.91	4.1	$23.5 \pm 2.5$	00000	001
880	$1.25 \pm 0.07$	22.0	...	$0.9 \pm 0.1$	00-	1.91	8.7	$22.8 \pm 4.9$	00000	001
881*	$1.17 \pm 0.11$	22.0	0.30	$0.9 \pm 0.2$	000	1.96	5.3	$23.2 \pm 3.4$	-00-0	000
883*	$1.13 \pm 0.04$	22.1	0.31	$0.9 \pm 0.1$	001	1.90	2.6	$22.7 \pm 5.1$	00000	001
884	$1.49 \pm 0.13$	21.8	...	...	00-	2.01	5.8	$23.0 \pm 3.9$	01000	101
885	$1.15 \pm 0.00$	22.1	...	...	00-	1.93	12.4	$23.3 \pm 3.1$	-00-0	000
886	$1.32 \pm 0.09$	22.0	0.19	$0.9 \pm 0.1$	000	1.99	13.8	$22.3 \pm 7.3$	00011	001
887*	$1.05 \pm 0.01$	22.2	0.29	$0.8 \pm 0.1$	000	1.89	10.4	$23.1 \pm 3.8$	-00-0	001
888*	$1.08 \pm 0.05$	21.9	0.41	...	001	2.01	1.3	$23.1 \pm 3.8$	01000	000
890*	$1.02 \pm 0.01$	21.8	0.23	$0.9 \pm 0.1$	000	1.94	10.8	$23.4 \pm 2.9$	-00-0	000
891	$1.20 \pm 0.03$	22.1	...	...	00-	1.94	4.1	$23.0 \pm 4.1$	10110	000
893*	$1.40 \pm 0.21$	21.8	0.15	$1.0 \pm 0.1$	100	1.95	3.2	$22.8 \pm 4.6$	-00-0	001
894	$1.03 \pm 0.01$	22.5	...	...	00-	1.98	8.0	$23.1 \pm 3.7$	10100	101
895	$1.12 \pm 0.03$	21.9	...	...	00-	1.99	5.2	$23.2 \pm 3.4$	-00-0	001
896*	$1.03 \pm 0.02$	22.3	0.14	$1.4 \pm 0.3$	000	2.13	8.3	$23.2 \pm 3.3$	01100	000

**Table 7.** continued.

ID <sup>a</sup>	Airmass <sup>b</sup>	$\mu_{V,\text{sky}}^c$	$A_V^d$	Seeing <sup>e</sup>	Flags(O) <sup>f</sup>	$\delta_\lambda^g$	$S/N(R_{50})^h$	$I_{3\sigma}^i$	Flags(R) <sup>j</sup>	Flags(C) <sup>k</sup>
898	$1.20 \pm 0.09$	22.2	0.24	...	000	1.97	6.1	$22.6 \pm 5.9$	00100	000
901*	$1.20 \pm 0.10$	22.1	0.25	$1.0 \pm 0.2$	000	2.02	10.7	$22.9 \pm 4.5$	01010	000
902*	$1.38 \pm 0.14$	21.7	0.21	$1.1 \pm 0.1$	000	1.97	17.0	$23.2 \pm 3.3$	00010	001
903	$1.26 \pm 0.07$	21.9	0.12	...	000	1.95	12.6	$22.8 \pm 4.6$	00010	000
904*	$1.27 \pm 0.08$	21.7	0.22	$1.3 \pm 0.3$	000	1.99	9.2	$23.0 \pm 3.9$	00000	101
909	$1.29 \pm 0.11$	21.9	0.12	...	000	1.95	7.6	$22.5 \pm 6.1$	00000	001
910	$1.28 \pm 0.06$	21.8	...	...	00-	2.05	6.8	$23.0 \pm 4.0$	-10-0	000
913	$1.24 \pm 0.10$	22.1	...	...	01-	2.24	13.4	$22.9 \pm 4.3$	01100	001
914	$1.16 \pm 0.02$	22.0	...	...	00-	1.92	12.4	$23.2 \pm 3.4$	00010	101
915	$1.30 \pm 0.11$	22.0	...	...	00-	1.90	12.2	$23.3 \pm 3.1$	00010	001
916	$1.21 \pm 0.07$	22.2	0.13	...	000	2.00	12.0	$22.9 \pm 4.4$	01010	000
917	$1.12 \pm 0.01$	22.4	0.20	...	000	1.93	11.6	$23.0 \pm 3.9$	00010	001
922	$1.23 \pm 0.06$	22.0	0.14	...	000	1.94	11.0	$23.4 \pm 2.7$	00000	100
924	$1.32 \pm 0.06$	21.9	...	...	00-	1.94	10.4	$23.3 \pm 3.1$	00000	101
927	$1.29 \pm 0.05$	22.0	0.11	...	000	1.98	3.9	$22.7 \pm 5.1$	00000	001
930	$1.27 \pm 0.05$	21.9	...	...	00-	1.90	7.8	$23.5 \pm 2.4$	00000	000
932	$1.29 \pm 0.05$	21.8	0.12	...	000	1.95	10.6	$23.3 \pm 3.0$	00000	001
935*	$1.09 \pm 0.06$	22.3	0.18	...	000	2.13	4.5	$23.4 \pm 2.8$	01100	000
936	$1.45 \pm 0.13$	21.6	...	...	00-	1.94	7.0	$23.0 \pm 3.9$	-00-0	001
937	$1.16 \pm 0.04$	22.1	0.19	...	000	1.98	7.1	$23.2 \pm 3.2$	-01-0	101
938	$1.13 \pm 0.07$	...	0.23	$1.0 \pm 0.1$	0-0	1.94	12.6	$23.4 \pm 2.8$	00000	000
939*	$1.32 \pm 0.08$	21.9	0.28	$0.9 \pm 0.1$	001	1.89	5.2	$23.3 \pm 3.0$	-00-0	000

The layout of Fig. 16 is identical to Fig. 13 of Cid Fernandes et al. (2014), to which it should be compared<sup>15</sup>. Focusing on the middle panel, one sees that from  $\sim 5000$  Å to the red the residuals are very similar, including the humps around 5800 Å associated with the imperfect removal of telluric features. Toward the blue however, the new reduction pipeline leads to smaller residuals. For instance, the broad feature around H $\beta$  seen with V1.3c spectra is essentially eliminated by the new reduction. A systematic excess blueness persists for  $\lambda < 3900$  Å, but overall the improvement is clear.

Residuals for the 200 DR2 nuclear spectra are shown in Fig. 17, where galaxies are sorted by redshift and stacked. This visualization facilitates the identification of telluric features, which appear as slanted lines in the image. Comparison with an identical plot in H13 (their Fig. 16) shows the improvements achieved with the new pipeline.

### 6.6. Limiting sensitivity and signal-to-noise

To assess the depth of the data, we estimated the  $3\sigma$  continuum flux density detection limit per interpolated 1 arcsec $^2$ -spaxel and spectral resolution element for the faintest regions. Figure 18 shows the limiting continuum sensitivity of the spectrophotometrically recalibrated CALIFA spectra. The depth is plotted against the average S/N per 1 arcsec $^2$  and spectral resolution element within an elliptical annulus of  $\pm 1''$  around the galaxies'  $r$ -band half-light semimajor axis (HLR), with PA and radius values taken from W14. A narrow wavelength window at 4480–4520 Å for the V1200 and at 5590–5680 Å for the V500 was used to estimate both values<sup>16</sup>. These small windows

are nearly free of stellar absorption features or emission lines. The  $3\sigma$  continuum flux density detection limit per spaxel and spectral resolution element<sup>17</sup> for the V1200 data ( $I_{3\sigma} = 3.2 \times 10^{-18}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  Å $^{-1}$  arcsec $^{-2}$  in the median at 4500 Å) is a factor of  $\sim 2\text{--}3$  brighter than for the V500 data ( $I_{3\sigma} = 1.2 \times 10^{-18}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-2}$  Å $^{-1}$  arcsec $^{-2}$  in the median at 5635 Å) mainly because of the difference in spectral resolution. These continuum sensitivities can be transformed into equivalent limiting broadband surface brightnesses of 23.0 mag arcsec $^{-2}$  in the  $g$ -band for the V1200 data and 23.4 mag arcsec $^{-2}$  in the  $r$ -band for the V500. The variance of the sky brightness of each night might be one of the main factors causing the dispersion in the limiting continuum sensitivity. Dust attenuation, transparency of the night, and other atmospheric conditions might also affect the depth achievable at fixed exposure times.

The limiting sensitivity is a measure of the noise and thus it correlates mildly with the S/N. The mean S/N in the continuum per 1 arcsec $^2$  and spectral resolution element at the half-light semimajor axis (HLR) of all objects is  $\sim 9.5$  for the V1200 setup, while it is  $\sim 22.2$  for the V500 data. Thus, we achieve a  $S/N \gtrsim 10$  for a significant number of the objects even for the V1200 setup.

## 7. Access to the CALIFA DR2 data

### 7.1. The CALIFA DR2 search and retrieval tool

The public data are distributed through the CALIFA DR2 web page<sup>18</sup>. A simple web form interface, already in use for the first data release, allows the user to select data of a particular target galaxy, or a subsample of objects within some constraints on observing conditions or galaxy properties. Among the selection parameters, we include the instrument setup, galaxy coordinates, redshift,  $g$ -band magnitudes, observing date, Hubble type, bar strength, inclination estimated from axis ratio,  $V$  band atmospheric attenuation, airmass, and relative accuracy of the SDSS/CALIFA photometric calibration.

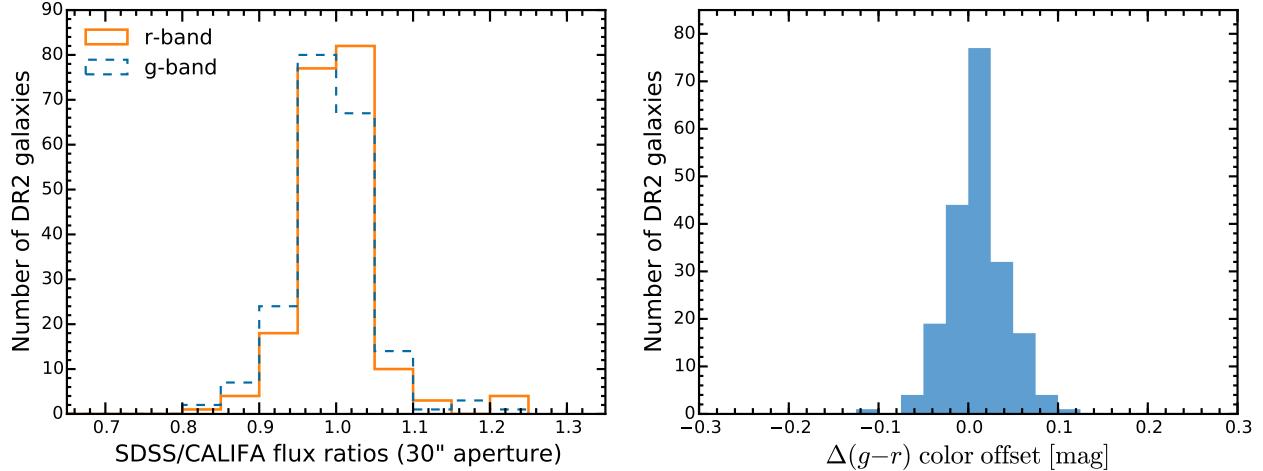
<sup>15</sup> Fig. 13 in Cid Fernandes et al. (2014) is in fact busier than our Fig. 16, as it shows results obtained with three different spectral bases.

Here we adopt the same base described in González Delgado et al. (2014b), which is very similar to base GM in Cid Fernandes et al. (2014).

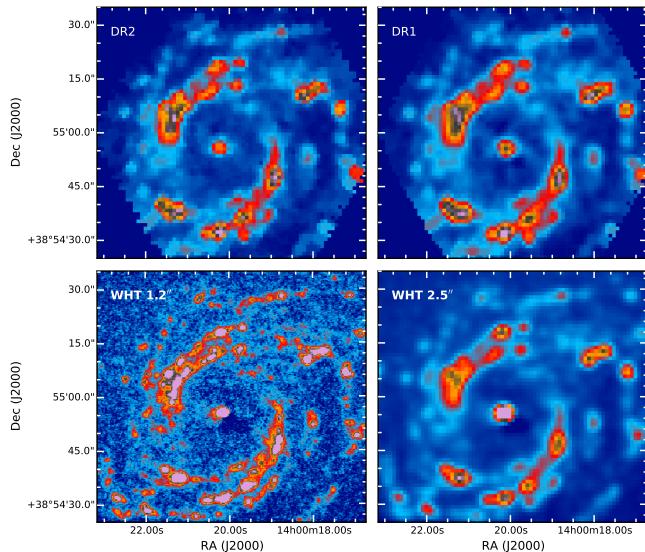
<sup>16</sup> The signal (also used for the surface brightness limit) is computed as the median value in the defined wavelength intervals, while the noise is the detrended standard deviation in the same windows.

<sup>17</sup> Note that this is a continuum flux density. See Note 5 of H13.

<sup>18</sup> <http://califa.caha.es/DR2>



**Fig. 14.** *Left panel:* distribution of the  $30''$  aperture photometry scale factor between the SDSS DR7 images and recalibrated CALIFA data. We compare the photometry only for the  $g$  and  $r$  bands, which are both entirely covered by the V500 wavelength range. *Right panel:* distribution of the corresponding color offset between the SDSS DR7 images and the synthetic CALIFA broadband images.



**Fig. 15.** DR2 spatial resolution comparison for NGC 5406 (ID 684). The upper left panel shows the DR2 image of the H $\alpha$  map and the upper right the DR1 image. The lower row are H $\alpha$  images taken with the 4.2 m *William Herschel Telescope* (Roque de los Muchachos Observatory, La Palma, Spain), using the AUXCAM detector (Sánchez-Menguiano et al., in prep.). The image, with an original resolution of  $1.2''$  (bottom left), has been degraded to a resolution of  $2.5''$  with the same pixel scale (bottom right) and the FoV has been reduced to match exactly the same WCS coordinates as CALIFA.

If any CALIFA data sets are available given the search parameters, they are listed in the following web page and can be selected to be downloaded. The download process requests a target directory on the local machine to store the data, after the downloading option is selected. The CALIFA data are delivered as fully reduced datacubes in FITS format separately for each of the two CALIFA spectral settings, i.e., the V500 and V1200 setup. Each DR2 data set is uniquely identified by their file name, *GALNAME.V1200.rscube.fits.gz* and *GALNAME.V500.rscube.fits.gz* for the V1200 and V500 setup respectively, where *GALNAME* is the name of the CALIFA galaxy listed in Table 1.

All the QC tables discussed throughout this article are also distributed in CSV and FITS-table formats in the same webpage. In addition, we distribute the more relevant tables discussed in W14 regarding the characterization of the MS, using similar formats. These tables could be useful in further science explorations of the cubes.

## 7.2. Virtual observatory services

CALIFA data is also available through several Virtual Observatory (VO) facilities:

1. The FITS files of the full cubes are accessible through GAVO's ObsCore (Louys et al. 2011) service, which is part of the TAP (Dowler et al. 2011) service<sup>19</sup>. ObsCore provides a homogeneous description of observational data products of all kinds and thus allows for a global data set discovery. The system already supports the upcoming IVOA DataLink standard for performing cutouts and similar server-side operations.
2. At the same TAP endpoint, the *califadr2.cubes* and *califadr2.objects* tables enable queries versus CALIFA-specific metadata, and in particular, the quality control parameters given in Tables 6 and 7.
3. Individual, cutout spectra can be located and retrieved from the CALIFA SSA service<sup>20</sup>; advanced SSAP clients like Splat (Draper 2014) also support server-side spectral cutouts on this service via a DataLink prototype.
4. The spaxels can also be queried in database tables via GAVO's TAP service mentioned above (the tables are called *califadr2.fluxv500* and *califadr2.fluxv1200*).

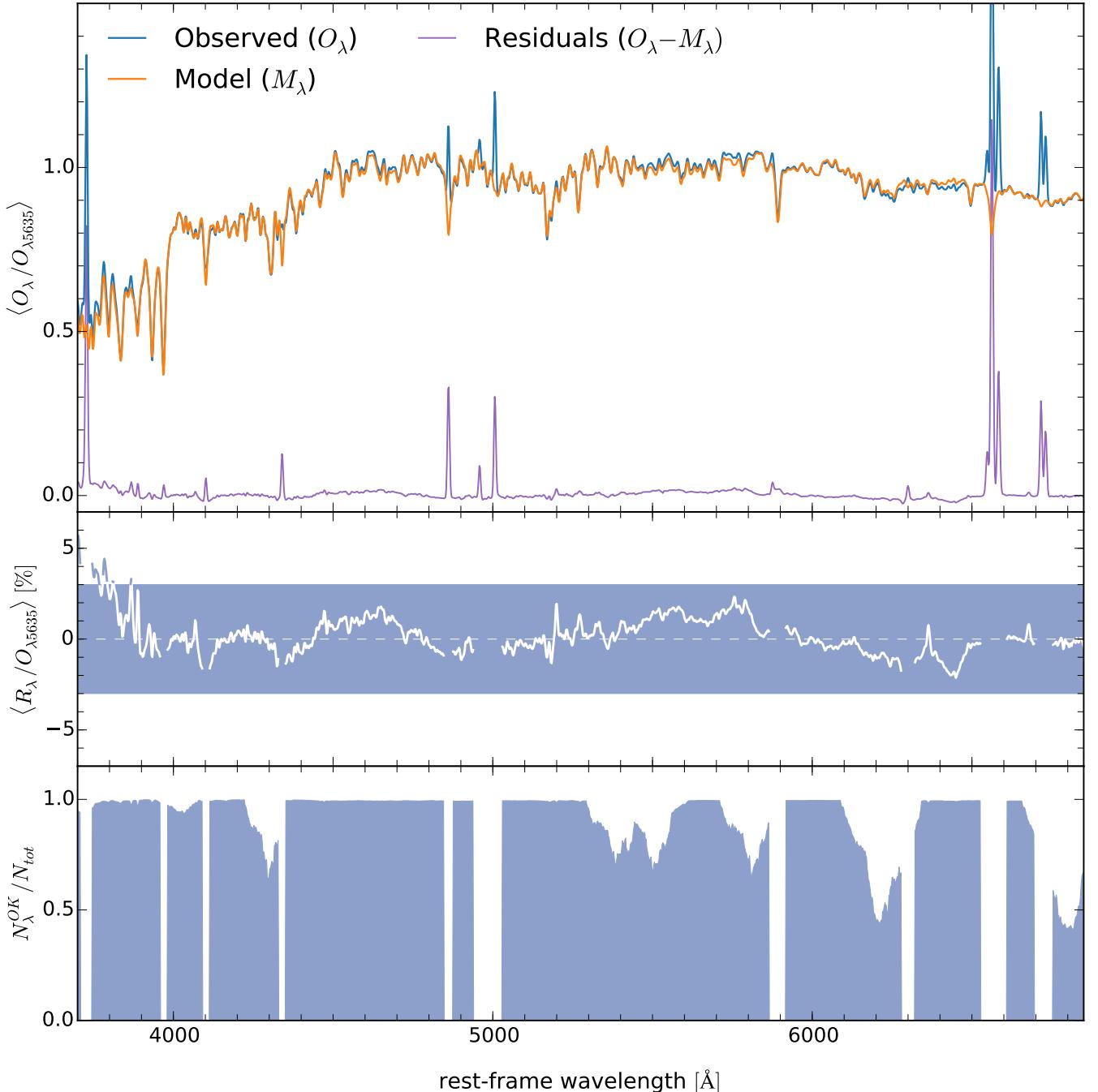
An overview of VO-accessible resources generated from CALIFA, possibly updated from what is reported here, is available at <http://dc.g-vo.org/browse/califa/q2>. This page also gives some usage scenarios for CALIFA VO resources.

## 8. Summary

In this article we have presented the main characteristics of the second public data release of the Calar Alto Legacy Integral

<sup>19</sup> <http://dc.g-vo.org/tap>

<sup>20</sup> SSA access URL <http://victor:8080/califa/q2/s/info>



**Fig. 16.** Statistics of the spectral residuals (compare to Fig. 13 of Cid Fernandes et al. 2014). *Top:* the mean normalized spectrum of 170670 bins from 200 galaxies. The mean fit is overplotted in orange, while the mean residual is plotted at the bottom of the panel (purple). *Middle:* zoom of the residual spectrum, with emission lines removed for clarity. The shaded rectangle encompasses the  $\pm 3\%$  area. *Bottom:* fraction of the bins contributing to the statistics at each  $\lambda$ .

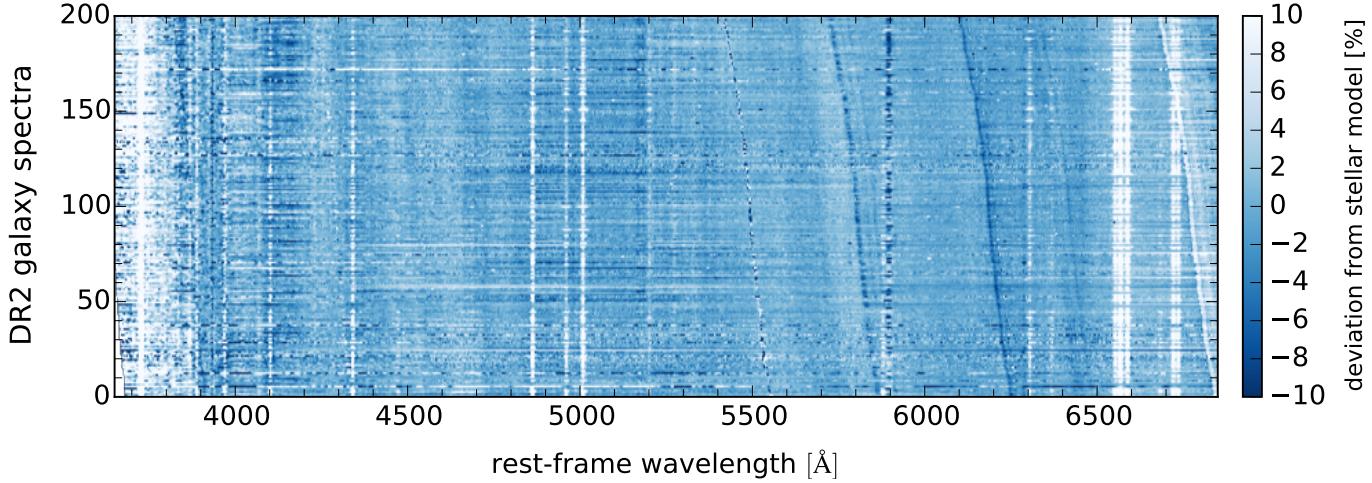
Field Area (CALIFA) survey. This data release comprises 200 galaxies (400 datacubes) containing more than 1.5 million spectra<sup>21</sup>, covering a wide range of masses, morphological types, colors, etc. This subset of randomly selected objects comprises a statistically representative sample of the galaxies in the Local Universe. The CALIFA DR2 provides science-grade and quality-checked, integral-field spectroscopy publicly distributed to the community<sup>22</sup>.

We described in detail the main quality parameters analyzed in the validation process, which are provided to the users with complete tables to select the objects for their science cases. We reduced the data using a new version of the pipeline (V1.5), which considerably improves the quality of the data in terms of: (i) the spatial resolution; (ii) the covariance between the adjacent spectra; and (iii) the spectrophotometric calibration.

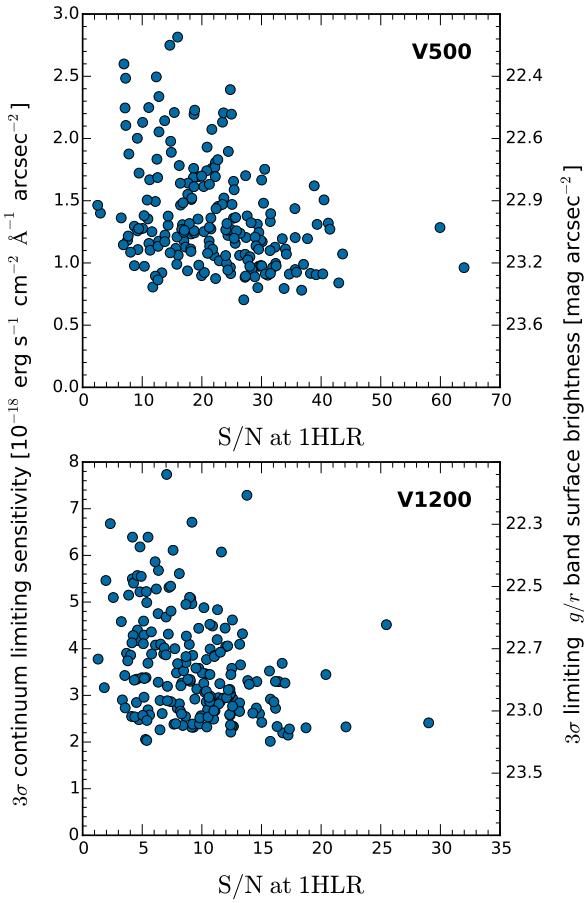
Compared with other ongoing major surveys, CALIFA offers a similar spatial resolution. The PSF of the datacubes has been improved considerably, with a mean value of  $\sim 2.5''$  (Sect. 6.4.2), similar to SAMI (Sharp et al. 2015). In the case of MaNGA, the

<sup>21</sup> Obtained from  $\sim 400\,000$  independent spectra from the RSS files.

<sup>22</sup> <http://califa.caha.es/DR2>



**Fig. 17.** Relative spectral deviations,  $(O_\lambda - M_\lambda)/O_\lambda$ , where  $O$  and  $M$  denote the observed and the model spectra, for the nuclear regions of all DR2 galaxies, vertically sorted by redshift. Unlike in Fig. 16, emission lines and bad pixels are not masked in this plot. Systematic deviations from the model appear as vertical stripes (rest-frame mismatches, e.g., imperfect stellar model or emission lines), while slanted stripes trace observed-frame mismatches (e.g., imperfect sky model). Compare to Fig. 16 of H13.



**Fig. 18.** Limiting  $3\sigma$  continuum sensitivity per spaxel and spectral resolution element as a function of the average continuum S/N at the half-light radius (HLR). The corresponding broadband surface brightness limits in  $r$  (V500) and  $g$  (V1200) are indicated on the right  $y$ -axis. The limiting continuum sensitivity and the S/N were computed from the median signal and noise in the wavelength region 4480–4520 Å and 5590–5680 Å for the V1200 and V500 data, respectively.

combination of an average seeing at the Sloan Telescope ( $\sim 1.5''$ ) and the fiber size ( $2''$ ), would produce a PSF with a very similar

FWHM. The redshift range of SAMI and MaNGA surveys is considerably larger than CALIFA, reaching up to  $z \sim 0.1$ . This means that only galaxies at the lowest redshift range in SAMI and MaNGA will offer a similar physical resolution. On the other hand, the spatial coverage of CALIFA is larger than any of those surveys, both in physical and in projected terms (five times larger than SAMI and two times larger than MaNGA). In summary, CALIFA is the survey that samples the galaxies with the largest number of spatial elements for the largest FoV. The penalty for this wider coverage is the lower number of galaxies observed (6 times lower than SAMI and 15 times lower than MaNGA), and a lower spectral resolution of CALIFA over the full wavelength range.

The dataset analysed so far have produced significant advances in our knowledge of the stellar and gas composition in galaxies, their kinematical structure, and the overall star formation history and chemical enrichment (as reviewed in the introduction). We have uncovered new local relations within galaxies, tightly connected to the global relations described using classical spectroscopic surveys. With this new DR, we open to the astronomical community the possibility to further analyze the spatially resolved properties of galaxies, presenting a panoramic view of the galaxy properties.

**Acknowledgements.** CALIFA is the first legacy survey being performed at Calar Alto. The CALIFA collaboration would like to thank the IAA-CSIC and MPIA-MPG as major partners of the observatory, and CAHA itself, for the unique access to telescope time and support in manpower and infrastructures. The CALIFA collaboration thanks also the CAHA staff for the dedication to this project. R.G.B., R.G.D., and E.P. are supported by the Spanish *Ministerio de Ciencia e Innovación* under grant AYA2010-15081. S.Z. is supported by the EU Marie Curie Integration Grant “SteMaGE” Nr. PCIG12-GA-2012-326466 (Call Identifier: FP7-PEOPLE-2012 CIG). J.F.B. acknowledges support from grants AYA2010-21322-C03-02 and AIB-2010-DE-00227 from the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness (MINECO), as well as from the FP7 Marie Curie Actions of the European Commission, via the Initial Training Network DAGAL under REA grant agreement number 289313. Support for L.G. is provided by the Ministry of Economy, Development, and Tourism’s Millennium Science Initiative through grant IC12009, awarded to The Millennium Institute of Astrophysics. M.A.S. L.G. also acknowledges support by CONICYT through FONDECYT grant 3140566. A.G. acknowledges support from the FP7/2007–2013 under grant agreement n. 267251 (AstroFit). J.M.G. acknowledges support from the Fundação para a Ciência e a Tecnologia (FCT) through the Fellowship SFRH/BPD/66958/2009 from FCT (Portugal) and research grant PTDC/FIS-AST/3214/2012. RAM was funded by the Spanish programme of International Campus of Excellence Moncloa (CEI). J.M.A. acknowledges support from the

European Research Council Starting Grant (SEDmorph; P.I. V. Wild). I.M., J.M. and A.d.O. acknowledge the support by the projects AYA2010-15196 from the Spanish Ministerio de Ciencia e Innovación and TIC 114 and PO08-TIC-3531 from Junta de Andalucía. AMI acknowledges support from Agence Nationale de la Recherche through the STILISM project (ANR-12-BS05-0016-02). M.M. acknowledges financial support from AYA2010-21887-C04-02 from the Ministerio de Economía y Competitividad. P.P. is supported by an FCT Investigador 2013 Contract, funded by FCT/MCTES (Portugal) and POPH/FSE (EC). P.P. acknowledges support by FCT under project FCOMP-01-0124-FEDER-029170 (Reference FCT PTDC/FIS-AST/3214/2012), funded by FCT-MEC (PIDAAC) and FEDER (COMPETE). T.R.L. thanks the support of the Spanish Ministerio de Educación, Cultura y Deporte by means of the FPU fellowship. PSB acknowledges support from the Ramón y Cajal program, grant ATA2010-21322-C03-02 from the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness (MINECO). C.J.W. acknowledges support through the Marie Curie Career Integration Grant 303912. V.W. acknowledges support from the European Research Council Starting Grant (SEDmorph P.I. V. Wild) and European Career Re-integration Grant (Phiz-Ev P.I. V. Wild). Y.A. acknowledges financial support from the *Ramón y Cajal* programme (RyC-2011-09461) and project AYA2013-47742-C4-3-P, both managed by the *Ministerio de Economía y Competitividad*, as well as the “Study of Emission-Line Galaxies with Integral-Field Spectroscopy” (SELGIFS) programme, funded by the EU (FP7-PEOPLE-2013-IRSES-612701) within the Marie-Sklodowska-Curie Actions scheme. We thank the referee David Wilman for very useful comments that improved the presentation of the paper.

## Appendix A: Computing the error spectrum for co-added spectra

Some science cases require a minimum S/N in the spectra, especially in the outer parts of the galaxies. This is achieved by spatially coadding spaxels in the datacubes, often by means of an adaptive binning method, such as the Voronoi-binning scheme, implemented for optical IFS data by Cappellari & Copin (2003). However, the final error spectrum of the coadded spectra cannot be simply quadratically summed since the spectra are not independent of each other. As described in Sect. 4.2, we adopt an inverse-distance weighted image reconstruction which, like many other image resampling schemes, introduces a correlation between spaxels in the final datacube. In Sect. 4.3, we provide an equation that relates the analytically propagated error recorded in the datacubes with the final “real” error of the coadded spectrum<sup>23</sup>.

Let  $B$  be a bin of size  $N$  spectra, i.e., we want to coadd  $N$  spectra and compute the corresponding error spectrum for that bin. Since we are adding the flux to obtain an integrated spectrum, first we need to add the errors of each individual spectra in quadrature,

$$\epsilon_B^2 = \sum_{k=1}^N \epsilon_k^2.$$

This would be the error spectrum of the bin  $B$  if the spaxels were completely independent. To account for the correlated noise, we simply need to multiply by the corresponding “correlation factor” (Eq. (1)) for a given number of spectra in a particular bin,

$$\epsilon_{\text{real},B}^2 = \beta(N)^2 \times \epsilon_B^2,$$

when the bin  $B$  contains a large number of spaxels ( $N \gtrsim 80$ ), the use of Eq. (1) is not recommended. In this case, the ERRWEIGHT HDU extension of the CALIFA FITS file datacube should be used (see Table 2) as a correction factor for each spaxel,

$$\epsilon_B^2 = \sum_{k=1}^N w_k^2 \times \epsilon_k^2,$$

<sup>23</sup> See also Sects. 3.2 and 3.3 of Cid Fernandes et al. (2013) for a detailed disquisition on error propagation and correlated noise for IFS.

where  $w_k$  is the error weight of each individual spaxel. The error weighting factor is estimated for each pixel such that the formal error of the coadded spectrum of the entire cube is identical at the obtained by coadding the individual 993 fibers of the RSS.

## References

- Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, *ApJS*, **182**, 543  
 Aceituno, J. 2004, Calar Alto Newsletter No. 8, <http://www.caha.es/newsletter/news04b/Aceituno/Newsletter.html>  
 Aguerri, J. A. L., Méndez-Abreu, J., Falcón-Barroso, J., et al. 2015, 576, A102  
 Alonso-Herrero, A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2012, *MNRAS*, **425**, L46  
 Barrera-Ballesteros, J. K., Falcón-Barroso, J., García-Lorenzo, B., et al. 2014, *A&A*, **568**, A70  
 Bershadsky, M. A., Verheijen, M. A. W., Swaters, R. A., et al. 2010, *ApJ*, **716**, 198  
 Blanton, M. R., Schlegel, D. J., Strauss, M. A., et al. 2005, *AJ*, **129**, 2562  
 Bryant, J. J., Owers, M. S., Robotham, A. S. G., et al. 2015, *MNRAS*, **447**, 2857  
 Cappellari, M., & Copin, Y. 2003, *MNRAS*, **342**, 345  
 Cappellari, M., Emsellem, E., Krajnović, D., et al. 2011, *MNRAS*, **413**, 813  
 Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, **358**, 363  
 Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., et al. 2013, *A&A*, **557**, A86  
 Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García Benito, R., et al. 2014, *A&A*, **561**, A130  
 Croom, S. M., Lawrence, J. S., Bland-Hawthorn, J., et al. 2012, *MNRAS*, **421**, 872  
 Davies, R. L., Kewley, L. J., Ho, I.-T., & Dopita, M. A. 2014, *MNRAS*, **444**, 3961  
 De Geyter, G., Baes, M., Camps, P., et al. 2014, *MNRAS*, **441**, 869  
 Dowler, P., Rixon, G., & Tody, D. 2011, ArXiv e-prints [[arXiv:1110.0497](https://arxiv.org/abs/1110.0497)]  
 Draper, P. W. 2014, Astrophysics Source Code Library, [record ascl: 1402.007]  
 Erwin, P. 2015, *ApJ*, **799**, 226  
 Fruchter, A. S. & Hook, R. N. 2002, *PASP*, **114**, 144  
 Galbany, L., Stanishev, V., Mourão, A. M., et al. 2014, *A&A*, **572**, A38  
 García-Lorenzo, B., Márquez, I., Barrera-Ballesteros, J. K., et al. 2015, *A&A*, **573**, A59  
 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., et al. 2014a, *ApJ*, **791**, L16  
 González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., et al. 2014b, *A&A*, **562**, A47  
 Greisen, E. W., & Calabretta, M. R. 2002, *A&A*, **395**, 1061  
 Holwerda, B. W., & Keel, W. C. 2013, *A&A*, **556**, A42  
 Horne, K. 1986, *PASP*, **98**, 609  
 Husemann, B., Kamann, S., Sandin, C., et al. 2012, *A&A*, **545**, A137  
 Husemann, B., Jahnke, K., Sánchez, S. F., et al. 2013, *A&A*, **549**, A87 (H13)  
 Iglesias-Páramo, J., Vilchez, J. M., Galbany, L., et al. 2013, *A&A*, **553**, L7  
 Kehrig, C., Monreal-Ibero, A., Papaderos, P., et al. 2012, *A&A*, **540**, A11  
 Kelz, A., Verheijen, M. A. W., Roth, M. M., et al. 2006, *PASP*, **118**, 129  
 Law, D. R., & MaNGA Team 2014, Am. Astron. Soc. Meet. Abstr., 223, 254.31  
 Louys, M., Bonnarel, F., Schade, D., et al. 2011, ArXiv e-prints [[arXiv:1111.1758](https://arxiv.org/abs/1111.1758)]  
 Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2013, *A&A*, **559**, A114  
 Mármlor-Queraltó, E., Sánchez, S. F., Marino, R. A., et al. 2011, *A&A*, **534**, A8  
 Martínez-García, E. E., Puerari, I., Rosales-Ortega, F. F., et al. 2014, *ApJ*, **793**, L19  
 Mast, D., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., et al. 2014, *A&A*, **561**, A129  
 Papaderos, P., Gomes, J. M., Vilchez, J. M., et al. 2013, *A&A*, **555**, L1  
 Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., et al. 2013, *ApJ*, **764**, L1  
 Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., Sánchez, S. F., et al. 2010, *MNRAS*, **405**, 735  
 Rosales-Ortega, F. F., Díaz, A. I., Kennicutt, R. C., & Sánchez, S. F. 2011, *MNRAS*, **415**, 2439  
 Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., Iglesias-Páramo, J., et al. 2012, *ApJ*, **756**, L31  
 Roth, M. M., Kelz, A., Fechner, T., et al. 2005, *PASP*, **117**, 620  
 Sánchez, S. F., Cardiel, N., Verheijen, M. A. W., Pedraz, S., & Covone, G. 2007, *MNRAS*, **376**, 125  
 Sánchez, S. F., Thiele, U., Aceituno, J., et al. 2008, *PASP*, **120**, 1244

- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., et al. 2011, [MNRAS](#), **410**, 313
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012a, [A&A](#), **538**, A8 (S12)
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Marino, R. A., et al. 2012b, [A&A](#), **546**, A2
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., et al. 2013, [A&A](#), **554**, A58
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Iglesias-Páramo, J., et al. 2014, [A&A](#), **563**, A49
- Sánchez-Blázquez, P., Rosales-Ortega, F. F., Méndez-Abreu, J., et al. 2014, [A&A](#), **570**, A6
- Sandin, C., Schönberner, D., Roth, M. M., et al. 2008, [A&A](#), **486**, 545
- Sharp, R., Allen, J. T., Fogarty, L. M. R., et al. 2015, [MNRAS](#), **446**, 1551
- Singh, R., van de Ven, G., Jahnke, K., et al. 2013, [A&A](#), **558**, A43
- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., et al. 2010, [MNRAS](#), **404**, 1639
- Verheijen, M. A. W., Bershady, M. A., Andersen, D. R., et al. 2004, [Astron. Nachr.](#), **325**, 151
- Viironen, K., Sánchez, S. F., Marmol-Queraltó, E., et al. 2012, [A&A](#), **538**, A144
- Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraïté, S., et al. 2014, [A&A](#), **569**, A1 (W14)
- Wild, V., Rosales-Ortega, F., Falcón-Barroso, J., et al. 2014, [A&A](#), **567**, A132
- Wilson, E. B. 1927, [J. Am. Statis. Assoc.](#), **22**, 209
- 
- <sup>1</sup> Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA/CSIC), Glorieta de la Astronomía s/n Aptdo. 3004, 18080 Granada, Spain,  
e-mail: [rgb@iaa.es](mailto:rgb@iaa.es)
- <sup>2</sup> INAF–Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, 50125 Firenze, Italy
- <sup>3</sup> Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, A.P. 70-264, 04510 México, D.F., Mexico
- <sup>4</sup> European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str. 2, 85748 Garching b. München, Germany
- <sup>5</sup> Departamento de Física, Universidade Federal de Santa Catarina, PO Box 476, 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil
- <sup>6</sup> Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera, Universidad Complutense de Madrid, 28040 Madrid, Spain
- <sup>7</sup> Australian Astronomical Observatory, PO Box 915, North Ryde, NSW 1670, Australia
- <sup>8</sup> Instituto de Astrofísica de Canarias, vía Láctea s/n, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain
- <sup>9</sup> Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna, 38205 La Laguna, Tenerife, Spain
- <sup>10</sup> Millennium Institute of Astrophysics, Universidad de Chile, Santiago, Chile
- <sup>11</sup> Departamento de Astronomía, Universidad de Chile, Casilla 36-D, Santiago, Chile
- <sup>12</sup> School of Physics and Astronomy, University of St Andrews, SUPA, North Haugh, KY16 9SS, St Andrews, UK
- <sup>13</sup> Kapteyn Astronomical Institute, University of Groningen, Postbus 800, 9700 AV Groningen, The Netherlands
- <sup>14</sup> Max-Planck-Institut für Astronomie, Königstuhl 17, 69117 Heidelberg, Germany
- <sup>15</sup> CEI Campus Moncloa, UCM-UPM, Departamento de Astrofísica y CC. de la Atmósfera, Facultad de CC. Físicas, Universidad Complutense de Madrid, Avda. Complutense s/n, 28040 Madrid, Spain
- <sup>16</sup> Instituto de Cosmología, Relatividade e Astrofísica – ICRA, Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas, Rua Dr. Xavier Sigaud 150, CEP 22290-180, Rio de Janeiro, RJ, Brazil
- <sup>17</sup> Departamento de Física Teórica, Facultad de Ciencias, Universidad Autónoma de Madrid, 28049 Madrid, Spain
- <sup>18</sup> Leibniz-Institut für Astrophysik Potsdam (AIP), An der Sternwarte 16, 14482 Potsdam, Germany
- <sup>19</sup> Sydney Institute for Astronomy, School of Physics, University of Sydney, NSW 2006, Australia
- <sup>20</sup> Astronomisches Institut, Ruhr-Universität Bochum, Universitätsstr. 150, 44801 Bochum, Germany
- <sup>21</sup> RUB Research Department Plasmas with Complex Interactions, Germany
- <sup>22</sup> Universität Heidelberg, Zentrum für Astronomie, Astronomisches Rechen-Institut, Mönchhofstraße 12-14, 69120 Heidelberg, Germany
- <sup>23</sup> Departamento de Física Teórica y del Cosmos, University of Granada, Facultad de Ciencias (Edificio Mecenas), 18071 Granada, Spain
- <sup>24</sup> Dark Cosmology Center, University of Copenhagen, Niels Bohr Institute, Juliane Maries Vej 30, 2100 Copenhagen, Denmark
- <sup>25</sup> Instituto de Astrofísica e Ciências do Espaço, Universidade do Porto, CAUP, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal
- <sup>26</sup> Department of Physics, Royal Military College of Canada, PO box 17000, Station Forces, Kingston, Ontario, K7K 7B4, Canada
- <sup>27</sup> Centro Astronómico Hispano Alemán de Calar Alto (CSIC-MPG), C/ Jesús Durbán Remón 2-2, 4004 Almería, Spain
- <sup>28</sup> Department of Physics 4-181 CCIS, University of Alberta, Edmonton AB T6G 2E1, Canada
- <sup>29</sup> Institute of Astronomy, University of Cambridge, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA, UK
- <sup>30</sup> Department of Physics and Astronomy, Macquarie University, NSW 2109, Australia
- <sup>31</sup> CIEMAT, Avda. Complutense 40, 28040 Madrid, Spain
- <sup>32</sup> GEPI, Observatoire de Paris, CNRS, Université Paris Diderot, Place Jules Janssen, 92190 Meudon, France
- <sup>33</sup> Instituto Universitario Carlos I de Física Teórica y Computacional, Universidad de Granada, 18071 Granada, Spain
- <sup>34</sup> Landessternwarte, Zentrum für Astronomie der Universität Heidelberg, Königstuhl 12, 69117 Heidelberg, Germany
- <sup>35</sup> Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, Luis E. Erro 1, 72840 Tonantzintla, Puebla, Mexico
- <sup>36</sup> CENTRA – Centro Multidisciplinar de Astrofísica, Instituto Superior Técnico, Av. Rovisco Pais 1, 1049-001 Lisbon, Portugal
- <sup>37</sup> Department of Physics, Chemistry and Biology, IFM, Linköping University, 581 83 Linköping, Sweden
- <sup>38</sup> Departamento de Astronomía, Universidad de Guanajuato, Apartado Postal 144, 36000 Guanajuato, Mexico
- <sup>39</sup> University of Vienna, Department of Astrophysics, Türkenschanzstr. 17, 1180 Vienna, Austria
- <sup>40</sup> Centro de Astrobiología (CSIC-INTA), Depto. Astrofísica, ESAC Campus, 28691 Villanueva de la Cañada, Madrid, Spain

# Referências Bibliográficas

- Albareti, F. D., Allende Prieto, C., Almeida, A., Anders, F., Anderson, S., Andrews, B. H., Aragón-Salamanca, A., Argudo-Fernández, M. et al. 2017, ApJS, 233, 25
- Asari, N. V., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Torres-Papaqui, J. P., Mateus, A., Sodré, L., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2007, MNRAS, 381, 263
- Asmus, D., Höning, S. F., Gandhi, P., Smette, A., & Duschl, W. J. 2014, MNRAS, 439, 1648
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5
- Bamford, S. P., Rojas, A. L., Nichol, R. C., Miller, C. J., Wasserman, L., Genovese, C. R., & Freeman, P. E. 2008, MNRAS, 391, 607
- Barrera-Ballesteros, J. K., García-Lorenzo, B., Falcón-Barroso, J., van de Ven, G., Lyubenova, M., Wild, V., Méndez-Abreu, J., Sánchez, S. F. et al. 2015a, A&A, 582, A21
- Barrera-Ballesteros, J. K., Sánchez, S. F., García-Lorenzo, B., Falcón-Barroso, J., Mast, D., García-Benito, R., Husemann, B., van de Ven, G. et al. 2015b, A&A, 579, A45
- Beirão, P., Armus, L., Lehnert, M. D., Guillard, P., Heckman, T., Draine, B., Hollenbach, D., Walter, F. et al. 2015, MNRAS, 451, 2640
- Belfiore, F., Maiolino, R., Maraston, C., Emsellem, E., Bershady, M. A., Masters, K. L., Bizyaev, D., Boquien, M. et al. 2017, MNRAS, 466, 2570
- Belfiore, F., Maiolino, R., Maraston, C., Emsellem, E., Bershady, M. A., Masters, K. L., Yan, R., Bizyaev, D. et al. 2016, MNRAS, 461, 3111
- Berkhuijsen, E. M. & Fletcher, A. 2008, MNRAS, 390, L19
- Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., Brinks, E., de Blok, W. J. G., Madore, B., & Thornley, M. D. 2008, AJ, 136, 2846

- Binette, L., Drissen, L., Ubeda, L., Raga, A. C., Robert, C., & Krongold, Y. 2009, *A&A*, 500, 817
- Binette, L., Magris, C. G., Stasińska, G., & Bruzual, A. G. 1994, *A&A*, 292, 13
- Blanc, G. A., Heiderman, A., Gebhardt, K., Evans, II, N. J., & Adams, J. 2009, *ApJ*, 704, 842
- Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, Jr., R. C. 2004, *ApJ*, 615, 228
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Tremonti, C., Kauffmann, G., Heckman, T., & Brinkmann, J. 2004, *MNRAS*, 351, 1151
- Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., Yan, R., Drory, N., MacDonald, N., Wake, D. A., Cherinka, B. et al. 2015, *ApJ*, 798, 7
- Calzetti, D., Liu, G., & Koda, J. 2012, *ApJ*, 752, 98
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763
- Cid Fernandes, R., Asari, N. V., Sodré, L., Stasińska, G., Mateus, A., Torres-Papaqui, J. P., & Schoenell, W. 2007, *MNRAS*, 375, L16
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2014, *A&A*, 561, A130
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., & Gomes, J. M. 2005, *MNRAS*, 358, 363
- Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., González Delgado, R. M., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Falcón Barroso, J. et al. 2013, *A&A*, 557, A86
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Mateus, A., & Vale Asari, N. 2011, *MNRAS*, 413, 1687
- Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schlickmann, M. S., Mateus, A., Vale Asari, N., Schoenell, W., & Sodré, L. 2010, *MNRAS*, 403, 1036
- Colless, M., Dalton, G., Maddox, S., Sutherland, W., Norberg, P., Cole, S., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T. et al. 2001, *MNRAS*, 328, 1039
- Collins, J. A. & Rand, R. J. 2001, *ApJ*, 551, 57

- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Di Matteo, P., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L. et al. 2017a, *A&A*, 607, A70
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., Sánchez, S. F., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017b, *MNRAS*, 467, 3898
- Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Pérez, E., Sánchez, S. F., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Di Matteo, P., García-Benito, R. et al. 2017c, *ArXiv e-prints*
- Cusumano, G., La Parola, V., Segreto, A., Ferrigno, C., Maselli, A., Sbarufatti, B., Romano, P., Chincarini, G. et al. 2010, *A&A*, 524, A64
- Davies, R. L., Kewley, L. J., Ho, I.-T., & Dopita, M. A. 2014, *MNRAS*, 444, 3961
- de Amorim, A. L. 2015, PhD thesis, Curso de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina
- de Amorim, A. L., García-Benito, R., Cid Fernandes, R., Cortijo-Ferrero, C., González Delgado, R. M., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R., Pérez, E. et al. 2017, *MNRAS*, 471, 3727
- Dettmar, R.-J. 1990, *A&A*, 232, L15
- Doe, S., Nguyen, D., Stawarz, C., Refsdal, B., Siemiginowska, A., Burke, D., Evans, I., Evans, J. et al. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 376, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, ed. R. A. Shaw, F. Hill, & D. J. Bell, 543
- Dopita, M. A., Scharwächter, J., Shastri, P., Kewley, L. J., Davies, R., Sutherland, R., Kharb, P., Jose, J. et al. 2014, *A&A*, 566, A41
- Ferguson, A. M. N., Wyse, R. F. G., Gallagher, III, J. S., & Hunter, D. A. 1996, *AJ*, 111, 2265
- Flores-Fajardo, N., Morisset, C., Stasińska, G., & Binette, L. 2011, *MNRAS*, 415, 2182
- Freeman, P., Doe, S., & Siemiginowska, A. 2001, in *Proc. SPIE*, Vol. 4477, *Astronomical Data Analysis*, ed. J.-L. Starck & F. D. Murtagh, 76–87
- García-Benito, R., González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., Cortijo-Ferrero, C., López Fernández, R., de Amorim, A. L., Lacerda, E. A. D. et al. 2017, *ArXiv e-prints*
- García-Benito, R., Zibetti, S., Sánchez, S. F., Husemann, B., de Amorim, A. L., Castillo-Morales, A., Cid Fernandes, R., Ellis, S. C. et al. 2015, *A&A*, 576, A135

- Garnett, D. R. & Shields, G. A. 1987, *ApJ*, 317, 82
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *A&AS*, 141, 371
- Goldsmith, P. F., Yıldız, U. A., Langer, W. D., & Pineda, J. L. 2015, *ApJ*, 814, 133
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Kehrig, C., Vílchez, J. M., Lehnert, M. D., Sánchez, S. F., Ziegler, B., Breda, I. et al. 2016a, *A&A*, 588, A68
- Gomes, J. M., Papaderos, P., Vílchez, J. M., Kehrig, C., Iglesias-Páramo, J., Breda, I., Lehnert, M. D., Sánchez, S. F. et al. 2016b, *A&A*, 586, A22
- González Delgado, R. M., Cerviño, M., Martins, L. P., Leitherer, C., & Hauschildt, P. H. 2005, *MNRAS*, 357, 945
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., Pérez, E., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2014a, *ApJ*, 791, L16
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., García-Benito, R., López Fernández, R., Lacerda, E. A. D., Cortijo-Ferrero, C., de Amorim, A. L. et al. 2016, *A&A*, 590, A44
- González Delgado, R. M., García-Benito, R., Pérez, E., Cid Fernandes, R., de Amorim, A. L., Cortijo-Ferrero, C., Lacerda, E. A. D., López Fernández, R. et al. 2015, *A&A*, 581, A103
- González Delgado, R. M. & Pérez, E. 2000, *MNRAS*, 317, 64
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., de Amorim, A. L., Sánchez, S. F., Husemann, B., Cortijo-Ferrero, C. et al. 2014b, *A&A*, 562, A47
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., García-Benito, R., López Fernández, R., Vale Asari, N., Cortijo-Ferrero, C., de Amorim, A. L. et al. 2017, *A&A*, 607, A128
- Green, A. W., Croom, S. M., Scott, N., Cortese, L., Medling, A. M., D'Eugenio, F., Bryant, J. J., Bland-Hawthorn, J. et al. 2017, ArXiv e-prints
- Haffner, L. M., Dettmar, R.-J., Beckman, J. E., Wood, K., Slavin, J. D., Giannanco, C., Madsen, G. J., Zurita, A. et al. 2009, *Reviews of Modern Physics*, 81, 969
- Herrera-Camus, R., Bolatto, A., Smith, J. D., Draine, B., Pellegrini, E., Wolfire, M., Croxall, K., de Looze, I. et al. 2016, *ApJ*, 826, 175
- Hodges-Kluck, E. J. & Bregman, J. N. 2013, *ApJ*, 762, 12
- Hoopes, C. G. & Walterbos, R. A. M. 2003, *ApJ*, 586, 902

- Hoopes, C. G., Walterbos, R. A. M., & Greenwalt, B. E. 1996, AJ, 112, 1429
- Hoopes, C. G., Walterbos, R. A. M., & Rand, R. J. 1999, ApJ, 522, 669
- Hughes, T. M., Foyle, K., Schirm, M. R. P., Parkin, T. J., De Looze, I., Wilson, C. D., Bendo, G. J., Baes, M. et al. 2015, A&A, 575, A17
- Husemann, B., Jahnke, K., Sánchez, S. F., Barrado, D., Bekerait\*error\*é, S., Bomans, D. J., Castillo-Morales, A., Catalán-Torrecilla, C. et al. 2013, A&A, 549, A87
- Jones, A., Kauffmann, G., D'Souza, R., Bizyaev, D., Law, D., Haffner, L., Bahé, Y., Andrews, B. et al. 2017, A&A, 599, A141
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., Charlot, S., Tremonti, C., Peng, E. W., Seibert, M., Brinkmann, J. et al. 2003, MNRAS, 341, 54
- Kehrig, C., Monreal-Ibero, A., Papaderos, P., Vílchez, J. M., Gomes, J. M., Masegosa, J., Sánchez, S. F., Lehnert, M. D. et al. 2012, A&A, 540, A11
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, ARA&A, 36, 189
- Kennicutt, Jr., R. C., Calzetti, D., Walter, F., Helou, G., Hollenbach, D. J., Armus, L., Bendo, G., Dale, D. A. et al. 2007, ApJ, 671, 333
- Kennicutt, Jr., R. C. & Garnett, D. R. 1996, ApJ, 456, 504
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, ApJ, 556, 121
- Kreckel, K., Armus, L., Groves, B., Lyubenova, M., Díaz-Santos, T., Schinnerer, E., Appleton, P., Croxall, K. V. et al. 2014, ApJ, 790, 26
- Lacerda, E. A. D., Cid Fernandes, R., Couto, G. S., Stasińska, G., García-Benito, R., Vale Asari, N., Pérez, E., González Delgado, R. M. et al. 2018, MNRAS, 474, 3727
- Leroy, A. K., Walter, F., Sandstrom, K., Schruba, A., Muñoz-Mateos, J.-C., Bigiel, F., Bolatto, A., Brinks, E. et al. 2013, AJ, 146, 19
- Liu, G., Koda, J., Calzetti, D., Fukuhara, M., & Momose, R. 2011, ApJ, 735, 63
- López-Cobá, C., Sánchez, S. F., Moiseev, A. V., Oparin, D. V., Bitsakis, T., Cruz-González, I., Morisset, C., Galbany, L. et al. 2017, MNRAS, 467, 4951

- López Fernández, R., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Vale Asari, N., Pérez, E., García-Benito, R., de Amorim, A. L., Lacerda, E. A. D. et al. 2016, MNRAS, 458, 184
- Luridiana, V. & Peimbert, M. 2001, ApJ, 553, 633
- Marino, R. A., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez, S. F., Gil de Paz, A., Vílchez, J., Miralles-Caballero, D., Kehrig, C., Pérez-Montero, E. et al. 2013, A&A, 559, A114
- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., Morrissey, P., Friedman, P. G., Barlow, T. A., Conrow, T., Grange, R. et al. 2005, ApJ, 619, L1
- Mateus, A., Sodré, L., Cid Fernandes, R., Stasińska, G., Schoenell, W., & Gomes, J. M. 2006, MNRAS, 370, 721
- McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, ApJS, 57, 1
- Meurer, G. R., Hanish, D. J., Ferguson, H. C., Knezeck, P. M., Kilborn, V. A., Putman, M. E., Smith, R. C., Koribalski, B. et al. 2006, ApJS, 165, 307
- Minter, A. H. & Spangler, S. R. 1997, ApJ, 485, 182
- Morrissey, C., Delgado-Inglada, G., Sánchez, S. F., Galbany, L., García-Benito, R., Husemann, B., Marino, R. A., Mast, D. et al. 2016, A&A, 594, A37
- Oey, M. S., Meurer, G. R., Yelda, S., Furst, E. J., Caballero-Nieves, S. M., Hanish, D. J., Levesque, E. M., Thilker, D. A. et al. 2007, ApJ, 661, 801
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei
- Otte, B., Gallagher, III, J. S., & Reynolds, R. J. 2002, ApJ, 572, 823
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G. 1979, MNRAS, 189, 95
- Papaderos, P., Gomes, J. M., Vílchez, J. M., Kehrig, C., Lehnert, M. D., Ziegler, B., Sánchez, S. F., Husemann, B. et al. 2013, A&A, 555, L1
- Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., García-Benito, R., Sánchez, S. F., Husemann, B., Mast, D., Rodón, J. R. et al. 2013a, ApJ, 764, L1
- . 2013b, ApJ, 764, L1
- Rand, R. J. 1998, ApJ, 501, 137

- Raymond, J. C. 1992, ApJ, 384, 502
- Reynolds, R. J. 1971, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF WISCONSIN - MADISON.
- Reynolds, R. J., Sterling, N. C., Haffner, L. M., & Tufte, S. L. 2001, ApJ, 548, L221
- Rosales-Ortega, F. F., Kennicutt, R. C., Sánchez, S. F., Díaz, A. I., Pasquali, A., Johnson, B. D., & Hao, C. N. 2010, MNRAS, 405, 735
- Rousseau-Nepton, L., Robert, C., Drissen, L., Martin, R. P., & Martin, T. 2017, ArXiv e-prints
- Rubin, R. H. 1989, ApJS, 69, 897
- Salpeter, E. E. 1955, ApJ, 121, 161
- Sánchez, S. F., Galbany, L., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., Rosales-Ortega, F. F., Sánchez-Menguiano, L., Marino, R. et al. 2015, A&A, 573, A105
- Sánchez, S. F., García-Benito, R., Zibetti, S., Walcher, C. J., Husemann, B., Mendoza, M. A., Galbany, L., Falcón-Barroso, J. et al. 2016, A&A, 594, A36
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Iglesias-Páramo, J., Mollá, M., Barrera-Ballesteros, J., Marino, R. A., Pérez, E., Sánchez-Blazquez, P. et al. 2014, A&A, 563, A49
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., Iglesias-Páramo, J., Vílchez, J. M., Marino, R. A., Walcher, C. J., Husemann, B. et al. 2013, A&A, 554, A58
- Sarzi, M., Shields, J. C., Schawinski, K., Jeong, H., Shapiro, K., Bacon, R., Bureau, M., Cappellari, M. et al. 2010, MNRAS, 402, 2187
- Schmidt, M. 1959, ApJ, 129, 243
- Seon, K.-i., Witt, A. N., Shinn, J.-h., & Kim, I.-j. 2014, ApJ, 785, L18
- Shetty, R., Kelly, B. C., & Bigiel, F. 2013, MNRAS, 430, 288
- Singh, R., van de Ven, G., Jahnke, K., Lyubenova, M., Falcón-Barroso, J., Alves, J., Cid Fernandes, R., Galbany, L. et al. 2013, A&A, 558, A43
- Slavin, J. D., Shull, J. M., & Begelman, M. C. 1993, ApJ, 407, 83
- Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., & Asari, N. V. 2006, MNRAS, 371, 972

- Stasińska, G., Vale Asari, N., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., Schoenell, W., Sodré, Jr., L. et al. 2008, MNRAS, 391, L29
- Thilker, D. A., Walterbos, R. A. M., Braun, R., & Hoopes, C. G. 2002, AJ, 124, 3118
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., Seibert, M., Peng, E. W. et al. 2004, ApJ, 613, 898
- Tüllmann, R. & Dettmar, R.-J. 2000, A&A, 362, 119
- Vale Asari, N., Stasińska, G., Cid Fernandes, R., Gomes, J. M., Schlickmann, M., Mateus, A., & Schoenell, W. 2009, MNRAS, 396, L71
- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., Cenarro, A. J., Beasley, M. A., Cardiel, N., Gorgas, J., & Peletier, R. F. 2010, MNRAS, 404, 1639
- Veilleux, S., Shopbell, P. L., Rupke, D. S., Bland-Hawthorn, J., & Cecil, G. 2003, AJ, 126, 2185
- Vogt, F. P. A., Pérez, E., Dopita, M. A., Verdes-Montenegro, L., & Borthakur, S. 2017, A&A, 601, A61
- Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraïté, S., Husemann, B., Iglesias-Páramo, J., Backsmann, N., Barrera Ballesteros, J., Catalán-Torrecilla, C. et al. 2014, A&A, 569, A1
- Weingartner, J. C. & Draine, B. T. 2001, ApJ, 563, 842
- Wild, V., Rosales-Ortega, F., Falcón-Barroso, J., García-Benito, R., Gallazzi, A., González Delgado, R. M., Bekeraïté, S., Pasquali, A. et al. 2014, A&A, 567, A132
- Wilson, A. S. 1996, *Vistas in Astronomy*, 40, 63
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, Jr., J. E., Anderson, S. F., Annis, J., Bahcall, N. A., Bakken, J. A., Barkhouser, R. et al. 2000, AJ, 120, 1579
- Zhang, K., Yan, R., Bundy, K., Bershady, M., Haffner, L. M., Walterbos, R., Maiolino, R., Tremonti, C. et al. 2017, MNRAS, 466, 3217
- Zurita, A., Rozas, M., & Beckman, J. E. 2000, A&A, 363, 9