



UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA
CENTRO DE CIÊNCIAS FÍSICAS E MATEMÁTICAS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Luis Eduardo Fritsch

**O efeito do gás difuso ionizado em
medidas de abundâncias químicas de galáxias**

Florianópolis
2024

Luis Eduardo Fritsch

**O efeito do gás difuso ionizado em
medidas de abundâncias químicas de galáxias**

Dissertação submetida ao Programa de Pós - Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Física (Área de Concentração: Astrofísica).

Orientadora: Profa. Natalia Vale Asari, Dra.
Coorientador: Guilherme dos Santos Couto, Dr.

Florianópolis
2024

Ficha catalográfica gerada por meio de sistema automatizado gerenciado pela BU/UFSC.
Dados inseridos pelo próprio autor.

Fritsch, Luis Eduardo

O efeito do gás difuso ionizado em medidas de abundâncias químicas de galáxias / Luis Eduardo Fritsch ; orientadora, Natalia Vale Asari, coorientador, Guilherme dos Santos Couto, 2024.

206 p.

Dissertação (mestrado) - Universidade Federal de Santa Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas, Programa de Pós-Graduação em Física, Florianópolis, 2024.

Inclui referências.

1. Física. 2. Abundâncias químicas. 3. Galáxias espirais. 4. DIG. I. Asari, Natalia Vale. II. Couto, Guilherme dos Santos. III. Universidade Federal de Santa Catarina. Programa de Pós-Graduação em Física. IV. Título.

Luis Eduardo Fritsch

**O efeito do gás difuso ionizado em
medidas de abundâncias químicas de galáxias**

O presente trabalho em nível de Mestrado foi avaliado e aprovado, em 02 de Abril de 2024, pela banca examinadora composta pelos seguintes membros:

Profa. Natalia Vale Asari, Dra.
Universidade Federal de Santa Catarina

Grazyna Stasinska, Dra.
Observatoire de Paris

Prof. Roberto Cid Fernandes Jr., Dr.
Universidade Federal de Santa Catarina

Guilherme dos Santos Couto, Dr.
Leibniz Institute for Astrophysics Potsdam

Certificamos que esta é a versão original e final do trabalho de conclusão que foi julgado adequado para obtenção do título de Mestre em Física (Área de Concentração: Astrofísica).

Coordenação do Programa de
Pós-Graduação

Profa. Natalia Vale Asari, Dra.
Orientadora

Florianópolis, 2024.

Este trabalho é dedicado à minha família, aos meus
amigos e mestres.

AGRADECIMENTOS

À minha família, mãe Lorena, irmã Fernanda, tio Roque, tia Irene e avó Maria Te-rezinha, a base de entendimento do que eu conheço por vida, a qual, mesmo havendo alguma possibilidade de escolha, não haveria uma melhor para ter nascido.

À Bruna Pacheco, uma pessoa muito importante para a minha decisão de entrar numa pós-graduação em *Astrofísica* e que sempre me sugeriu ideias extremamente mirabolantes; as quais, por azar, eu sempre gostei de escutar.

Ao professor Sergio Juarez Godoy, o melhor professor de Matemática que já tive e que me ensinou a perceber cada novo assunto/área com o máximo de carinho e afeto possível de ser despertado.

Ao meu amigo Enori Pozzo, de quem muito me lembrei no mestrado e das nossas conversas de início da tarde que, entre outras coisas, volta e meia, também versavam sobre Copérnico e as suas *Revoluções dos Orbes Celestes*. Mas, por melhor que seja recordar, como diz o velho cancionista que entoava aquela linda canção, é preciso entender que, no dia seguinte, a jornada sempre prossegue.

À professora Ana Lúcia Lehmkuhl, que acendeu a faísca que faltava para eu me lançar em novas buscas da ciência como um todo.

À minha equipe de pesquisa, Janayna Mendes, Lis Cristine Fortes e Maria Edu-arda Ramos, por tornar a minha adaptação ao novo curso tão mais fácil e agradável.

Aos meus orientadores, Natalia Vale Asari e Guilherme dos Santos Couto, por toda a atenção que me dedicaram durante o aprendizado e nas revisões que se mos-traram necessárias (feitas e refeitas, muitas e muitas vezes...). Mais do que isso, por terem aceitado me orientar; podem estar certos de que, na conclusão desta nova etapa, vocês já brilham mais no meu coração do que a estrela *Sirius* no céu.

À Loja Universitária Alcio Antunes que, através de seus obreiros, me trouxe grandes exemplos de lumières da razão e do bom companheirismo; os quais, em todos os tempos, a sociedade sempre necessitou ter.

Ao CNPq, Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico, pelo essencial apoio oferecido para a conclusão desta pesquisa.

“Nós somos o que eles superam. Esse é o verdadeiro fardo de todos os mestres.”
(Yoda, 2017)

RESUMO

Medidas de abundâncias químicas servem para entender melhor a evolução das galáxias no Universo. Geralmente, essas medidas são obtidas a partir de métodos indiretos, que tratam galáxias como simples nuvens de formação estelar (ou regiões H II). O problema desses métodos é que ignoram a presença do gás difuso ionizado (DIG – *Diffuse Ionized Gas*), um gás que não se condensou nem participa do processo de formação estelar e que pode ser responsável por mais da metade da emissão do gás que observamos em uma galáxia. Além disso, vários estudos mostram que a fonte de ionização do DIG é mais dura do que a de regiões H II, o que faz com que os indicadores usados nos métodos indiretos sejam sistematicamente afetados. O objetivo desta pesquisa é corrigir esses métodos de medição de abundâncias em galáxias espirais, retirando a contribuição do DIG. Esse efeito já foi medido, em um trabalho anterior, para uma grande base de dados de galáxias (o projeto MaNGA – *Mapping Nearby Galaxies at APO*), mas com dados de baixa resolução espacial. Mesmo sendo verificado que o efeito está presente, a baixa resolução espacial não permitiu remover completamente a influência do DIG. Este estudo usa uma amostra menor de galáxias (do projeto AMUSING++), mas observadas com o instrumento MUSE, que possui maior resolução espacial. Os diagramas BPT e WHAN auxiliaram na identificação e remoção de possíveis AGNs em regiões centrais. A biblioteca *Gaia* forneceu a localização de possíveis estrelas de campo a serem mascaradas. A largura equivalente de H α se mostrou um método adequado para a identificação do DIG nas galáxias da amostra. A correção da luminosidade na soma dos fluxos de linha de emissão nos spaxels foi feita em duas aberturas, uma para galáxias inteiras e outra apenas para partes centrais. Os resultados obtidos revelaram uma melhor identificação das regiões de interesse em relação à amostra do MaNGA, o que tornou as curvas de ajuste mais suaves do que as vistas em Vale Asari et al. Ao contrário do obtido anteriormente, O3N2 não foi o índice menos afetado, mas D16. Outro efeito verificado foi o aumento na abundância de oxigênio em taxas de formação estelar baixas para o índice O3N2, algo que não havia sido visto antes para nenhum índice.

Palavras-chave: Abundâncias químicas; Galáxias espirais; DIG.

ABSTRACT

Measurements of chemical abundances serve to better understand the evolution of galaxies in the Universe. Generally, these measurements are obtained from indirect methods, which treat galaxies as simple star-forming clouds (or H II regions). The problem with these methods is that they ignore the presence of the diffuse ionized gas (DIG), a gas that has not condensed or participated in the star formation process and which may be responsible for more than half of the emission of the gas we observe in a galaxy. Furthermore, several studies show that the DIG ionization source is harder than that of H II regions, which causes indicators used in indirect methods to be systematically affected. The objective of this research is to correct these methods of measuring abundances in spiral galaxies, removing the contribution of the DIG. This effect has already been measured, in a previous paper, for a large database of galaxies (the MaNGA project – *Mapping Nearby Galaxies at APO*), but with low spatial resolution data. Even though a bias was found to be present, the low spatial resolution did not allow the influence of the DIG to be completely removed. This study uses a smaller sample of galaxies (from the AMUSING++ project), but observed with the MUSE instrument, which has higher spatial resolution. The BPT and WHAN diagrams helped identify and remove possible AGNs in central regions. The *Gaia* library provided the location of possible field stars to be masked. The equivalent width of H α proved to be a suitable method for identifying the DIG in the sample galaxies. The luminosity correction in the sum of the emission line fluxes in the spaxels was made at two apertures, one for entire galaxies and the other just for central parts. The results obtained revealed a better identification of the regions of interest in relation to the MaNGA sample, which made the adjustment curves smoother than those seen in Vale Asari et al. Contrary to what was previously obtained, O3N2 was not the least affected index, but D16. Another effect observed was the increase in oxygen abundance at low star formation rates for the O3N2 index, something that had not been seen before for any index.

Keywords: Chemical abundances; Spiral galaxies; DIG.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Diagrama de Hubble	17
Figura 2 – Via Láctea vista de perfil	18
Figura 3 – Via Láctea vista de frente	19
Figura 4 – Galáxias observadas pelos instrumentos MaNGa e MUSE	25
Figura 5 – Distribuição de resoluções da amostra (75)	29
Figura 6 – Distribuição de tamanhos dos pixels da amostra (76)	30
Figura 7 – Cubo de Dados	31
Figura 8 – Gráficos do PYCASSO2 para a galáxia ESO344-16	35
Figura 9 – Mapas do PYCASSO2 para a galáxia ESO344-16	36
Figura 10 – Classificação das regiões da galáxia ESO344-16 pelas linhas de Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003) no diagrama BPT	39
Figura 11 – Classificação das regiões da galáxia ESO344-16 pelas linhas de Cid Fernandes et al. (2011) no diagrama WHAN	41
Figura 12 – Distribuição dos spaxels da galáxia ESO344-16 de acordo com a $W_{H\alpha}$ e as classes de amplitude e sinal-ruído	43
Figura 13 – Mapa da galáxia ESO344-16 codificado de acordo com a intensidade de sinal-ruído	44
Figura 14 – Diagrama BPT e mapa da galáxia ESO344-16 filtrados em $S/N \geq 3$	45
Figura 15 – Diagrama WHAN e mapa da galáxia ESO344-16 filtrados em $S/N \geq 3$	46
Figura 16 – Mapa da galáxia ESO344-16 com posições de campo	48
Figura 17 – Mapas de χ_{red}^2 e fluxo para a galáxia IC4350	49
Figura 18 – Brilho superficial <i>versus</i> posição do observador	52
Figura 19 – Definição de W_{λ}	53
Figura 20 – Mapa de classificação das regiões da galáxia ESO344-16 pela $W_{H\alpha}$	55
Figura 21 – Distribuição dos spaxels da galáxia ESO344-16 pelo $\sum_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$	56
Figura 22 – Mapas de $\sum_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$ para a galáxia ESO344-16	57
Figura 23 – Diagramas BPT da galáxia ESO344-16 coloridos pelo $\sum_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$	58
Figura 24 – Mapa de classificação DIG – SF por $W_{H\alpha}$ para a galáxia ESO344-16	59
Figura 25 – Mapas da galáxia ESO344-16 numa abertura de $R/R_{50} = 2,0$	62
Figura 26 – Mapas da galáxia ESO344-16 numa abertura de $R/R_{50} = 0,7$	63
Figura 27 – Distribuição das resoluções da subamostra (62)	64
Figura 28 – Distribuição do tamanho dos pixels da subamostra (63)	65
Figura 29 – Painéis de L^{SFc} / L^{obs} com abertura de $R/R_{50} = 2,0$	67
Figura 30 – Painéis de L^{SFc} / L^{obs} com abertura de $R/R_{50} = 2,0$ e $S/N > 3$	68
Figura 31 – Painéis de L^{SFc} / L^{obs} com abertura de $R/R_{50} = 0,7$	70
Figura 32 – Painéis de L^{SFc} / L^{obs} com abertura de $R/R_{50} = 0,7$ e $S/N > 3$	71
Figura 33 – Painéis de L^{SFc} / L^{obs} para o índice $[N II] / H\alpha$	73

Figura 34 – Painéis de $L^{\text{SFc}} / L^{\text{obs}}$ para o índice $[\text{N II}] / \text{H}\alpha$ e $S/N > 3$	73
Figura 35 – Comparação de estimativas de O/H para $R/R_{50} = 0,7$	75
Figura 36 – Comparação de estimativas de O/H entre MUSE e MaNGA	76
Figura 37 – Painéis de O/H em função da SFR	80

LISTA DE TABELAS

Tabela 1 – Amostra de galáxias	28
Tabela 2 – Parâmetros de correção numa abertura de $R/R_{50} = 2,0$	69
Tabela 3 – Parâmetros de correção numa abertura de $R/R_{50} = 0,7$	72
Tabela 4 – Parâmetros de correção para o índice $[N II] / H\alpha$	74

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

AGN	Active Galaxy Nuclei (Núcleo Ativo de Galáxia)
BPT	Baldwin–Phillips–Terlevich
CSP	Composite Stellar Population (População Estelar Composta)
FWHM	Full Width at Half Maximum (Largura Máxima à Meia Altura)
IFS	Integral Field Spectroscopy (Espectroscopia de Campo Integral)
PSF	Point Spread Function (Função de Dispersão Pontual)
SDSS	Sloan Digital Sky Survey
SF	Star Formation (Formação Estelar)
SFH	Star Formation History (História de Formação Estelar)
SFR	Star Formation Rate (Taxa de Formação Estelar)
SSP	Simple Stellar Population (População Estelar Simples)
VLT	Very Large Telescope

LISTA DE SÍMBOLOS

Z	Metalicidade
$W_{H\alpha}$	Largura Equivalente de $H\alpha$
$\Sigma_{H\alpha}$	Brilho Superficial de $H\alpha$
\odot	Unidade Solar
\star	Unidade Estelar
\AA	Ångström
\otimes	Operador de Convolução

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	16
1.1	MORFOLOGIA DAS GALÁXIAS	16
1.2	GALÁXIAS ESPIRAIS	17
1.3	METALICIDADE NEBULAR EM GALÁXIAS	19
1.4	O GÁS DIFUSO IONIZADO	22
1.5	O IMPACTO DO GÁS DIFUSO IONIZADO EM MEDIDAS DE ABUNDÂNCIAS	22
1.6	A INFLUÊNCIA DA RESOLUÇÃO ESPACIAL DE IFS EM ESTUDOS DO DIG	23
1.7	ORGANIZAÇÃO DESTE TRABALHO	26
2	AMOSTRA DE GALÁXIAS ESPIRAIS DO MUSE	27
2.1	DEFINIÇÃO DA AMOSTRA	27
2.2	INSTRUMENTO MUSE	30
2.3	PROCESSAMENTO DOS DADOS	31
2.3.1	Cubos de dados	31
2.3.2	STARLIGHT	31
2.3.3	PYCASSO	33
2.3.4	DOBBY	33
2.4	REMOÇÃO DE AGNS NO CENTRO DE GALÁXIAS	37
2.4.1	As Linhas de Kewley e Kauffmann no Diagrama BPT	37
2.4.2	As Linhas de Cid Fernandes no Diagrama WHAN	40
2.4.3	Um caso à parte: Mascaramento por Amplitude e Sinal-Ruído	42
2.5	REMOÇÃO DE ESTRELAS DE CAMPO	47
3	IDENTIFICAÇÃO DO GÁS DIFUSO NAS GALÁXIAS DO MUSE	50
3.1	MÉTODOS PARA IDENTIFICAR O DIG	50
3.1.1	Brilho Superficial de $H\alpha$	50
3.1.2	Largura Equivalente de $H\alpha$	52
3.2	USANDO $W_{H\alpha}$ PARA SEPARAR DIG DE SF	55
4	RESULTADOS E DISCUSSÃO	60
4.1	REMOVENDO O DIG DAS GALÁXIAS DO MUSE EM FUNÇÃO DO RAI0 EFETIVO	60
4.2	CORREÇÃO DE LUMINOSIDADES DE LINHAS DE EMISSÃO	65
4.3	EFEITO DA REMOÇÃO DO DIG PARA DIFERENTES CALIBRAÇÕES DO MÉTODO DIRETO	74
4.4	REVISITANDO A RELAÇÃO $M - Z - SFR$	77
5	CONCLUSÃO	81
5.1	SUMÁRIO	81

5.2	PERSPECTIVAS PARA TRABALHOS FUTUROS	82
	Referências	83
	APÊNDICE A – BPTS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE KEWLEY E KAUFFMANN	88
	APÊNDICE B – WHANS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE CID FERNANDES	98
	APÊNDICE C – HISTOGRAMAS CLASSIFICADOS POR S/N E A/N	108
	APÊNDICE D – MAPAS CLASSIFICADOS POR S/N	118
	APÊNDICE E – BPTS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE KEWLEY E KAUFFMANN (S/N > 3)	123
	APÊNDICE F – WHANS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE CID FERNANDES (S/N > 3)	133
	APÊNDICE G – MAPAS DE FLUXO	143
	APÊNDICE H – MAPAS DE χ^2	148
	APÊNDICE I – MAPAS CLASSIFICADOS PELA $W_{H\alpha}$	153
	APÊNDICE J – HISTOGRAMAS DE $\sum_{H\alpha}$	158
	APÊNDICE K – HISTOGRAMAS DE $W_{H\alpha}$	163
	APÊNDICE L – MAPAS DE $\sum_{H\alpha}$	168
	APÊNDICE M – MAPAS DE $W_{H\alpha}$	173
	APÊNDICE N – BPTS CODIFICADOS POR $\sum_{H\alpha}$	178
	APÊNDICE O – BPTS CODIFICADOS POR $W_{H\alpha}$	183
	APÊNDICE P – MAPAS DE CLASSIFICAÇÃO DIG – SF PELO CORTE $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$	188
	APÊNDICE Q – MAPAS DE FLUXO ($R/R_{50} = 2,0$)	193
	APÊNDICE R – MAPAS DE FLUXO ($R/R_{50} = 0,7$)	196
	APÊNDICE S – MAPAS DE CLASSIFICAÇÃO DIG – SF PELO CORTE $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$ ($R/R_{50} = 2,0$)	200
	APÊNDICE T – MAPAS DE CLASSIFICAÇÃO DIG – SF PELO CORTE $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$ ($R/R_{50} = 0,7$)	203

1 INTRODUÇÃO

1.1 MORFOLOGIA DAS GALÁXIAS

A classificação morfológica que utilizamos para as galáxias neste trabalho é a definida por Hubble (1926). Ele divide as galáxias de sua amostra em elípticas, lenticulares, espirais e irregulares.

Neste arranjo, as galáxias que mostravam apenas a componente esferoidal, com pouca estrutura interna e a forma de um círculo achatado, foram denominadas de elípticas (E). Este subconjunto foi ordenado de acordo com o achatamento aparente (n) de cada uma de suas galáxias:

$$n = 10 \times \left(1 - \frac{b}{a}\right), \quad (1)$$

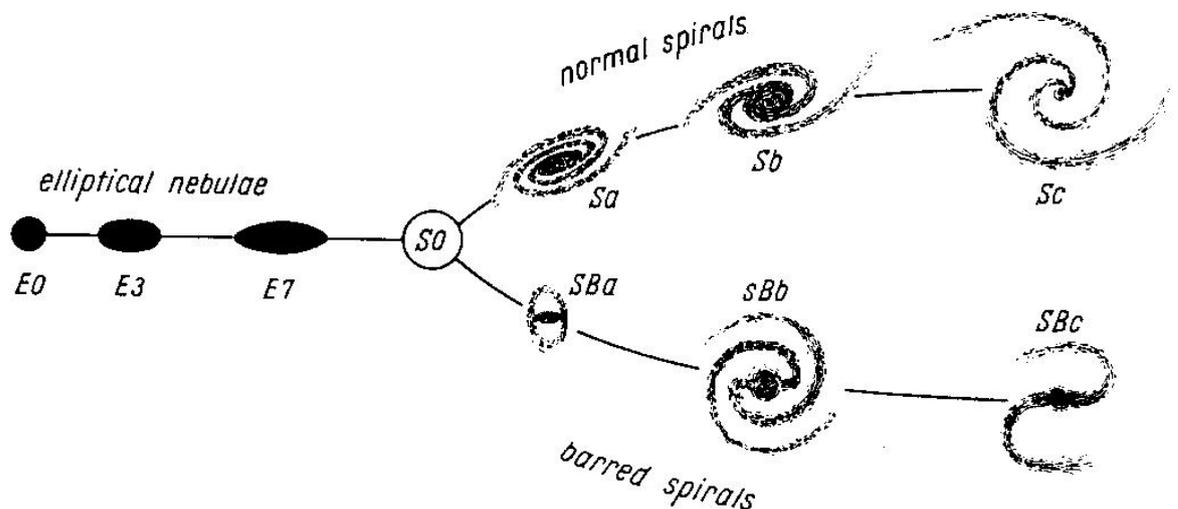
onde b/a é a razão entre os eixos menor e maior da galáxia, respectivamente. A sequência proposta ascende gradualmente de E0, aquelas onde não se verifica achatamento e possuem um contorno circular ($b/a = 1$), até E7, aquelas de maior elipsidade catalogada ($b/a = 0.3$).

As galáxias que possuíam uma estrutura de braços em espiral foram denominadas de espirais. Hubble (1926) ainda as dividiu em dois tipos: as espirais “normais” (S), nas quais os braços estão diretamente conectados pelo núcleo da galáxia, e as barradas (SB), onde os braços surgem de uma estrutura linear, formada de estrelas, semelhante a uma barra que se sobrepõe ao núcleo.

As galáxias que apresentavam algumas características das espirais, mas sem seus braços, foram consideradas um “estágio” intermediário entre as duas classes anteriores e chamadas de lenticulares (S0), devido à semelhança de sua forma com uma lente. Por fim, Hubble (1926) adicionou a este esquema as galáxias irregulares (Irr), as quais tinham uma estrutura caótica ao serem comparadas com as demais.

Na Figura 1, elaborada por Hubble (1958), temos uma representação esquemática dessa classificação.

Figura 1 – Diagrama de diapasão de Hubble (1958) mostrando as principais classes de morfologia das galáxias observadas, partindo de galáxias elípticas (E0 – E7) à esquerda, lenticulares (S0) na origem da bifurcação e espirais à direita, com as normais no ramo superior e as barradas no inferior.



Fonte: Hubble (1958).

1.2 GALÁXIAS ESPIRAIS

Galáxias que apresentam uma morfologia espiralada podem apresentar vários elementos distintos em sua composição, mas, no geral, apresentam duas componentes morfológicas principais: esferoide e disco.

O esferoide é composto de estrelas, com pouco gás e pouca poeira, onde se localiza: o núcleo, que é caracterizado por uma alta densidade de estrelas; o bojo, que é um agrupamento central e denso de estrelas, semelhante a uma galáxia elíptica; e o halo, que é uma componente estendida para além da parte mais visível, bem menos densa e aproximadamente esférica, de gás e estrelas, distribuídas geralmente em aglomerados globulares (Dopita & Sutherland 2003).

Atualmente, acredita-se que no centro de cada galáxia que contenha um bojo, como é o caso das espirais, exista um buraco negro supermassivo (Kormendy & Ho 2013). Nas galáxias Sa, geralmente, o bojo tende a ser grande e é composto por estrelas antigas, vermelhas e com baixa metalicidade. Já nas galáxias Sc, o bojo é muito menor e composto por estrelas jovens e azuis (Driver et al. 2006).

O disco achatado e giratório, de estrelas, gás e poeira, é o local onde se destacam os braços espirais e, em alguns casos, uma distribuição de estrelas em forma de barra que cruza o núcleo. Os braços são regiões de alta densidade de massa e de formação estelar (Osterbrock & Ferland 2006), que apresentam um brilho mais acentuado em relação a outras partes do disco circundante, devido às estrelas OB, jovens e quentes, que as habitam.

Hubble (1926) classificou estas galáxias de acordo com o tamanho do bojo e o grau de enrolamento de seus braços, do maior para o menor, em a, b e c. Mais tarde, De Vaucouleurs (1963) refinou e adicionou algumas classes ao esquema de Hubble. Particularmente, para as galáxias espirais normais (S), temos que a progressão de seus tipos se dá de forma que:

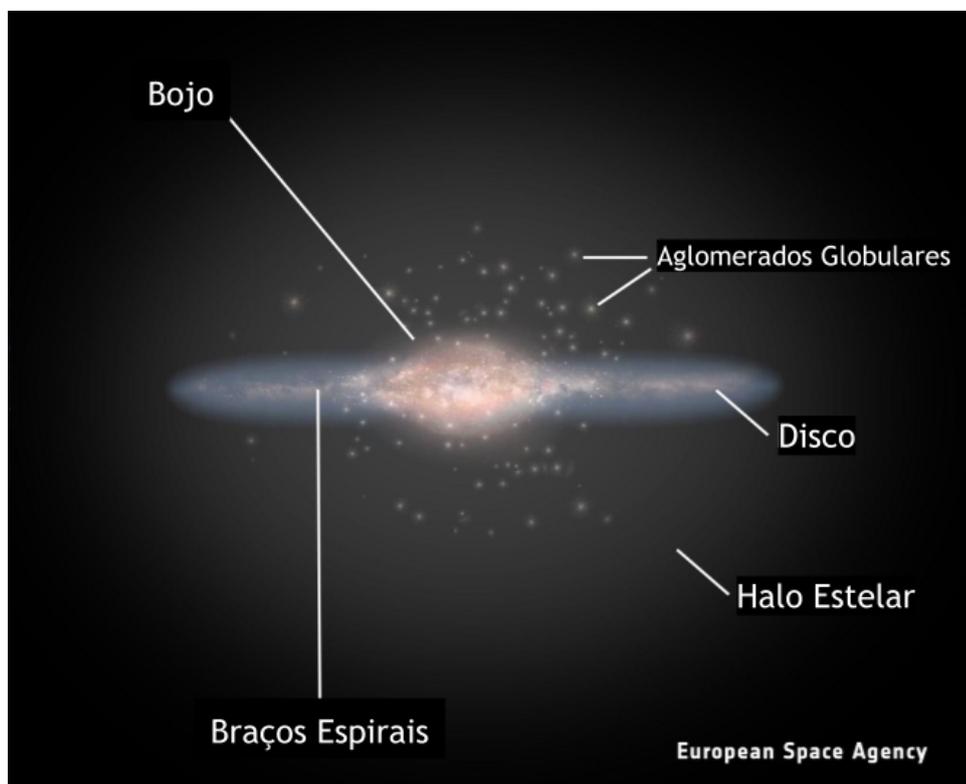
- I. Sa: apresenta um núcleo maior, braços pequenos e bem enrolados;
- II. Sb: núcleo e braços intermediários;
- III. Sc: núcleo menor, braços grandes e mais abertos;
- IV. Sd: núcleo quase não aparente, braços quebrados e difusos.

A distinção entre o halo e o corpo principal da galáxia se torna mais evidente ao contrastar a luminosidade de sua forma esférica com o plano do disco. Ao contrário deste último, o halo parece estar livre de poeira e suas estrelas são mais velhas e de menor metalicidade, semelhante àsquelas do bojo (Stasińska et al. 2012).

Além destes elementos, teoricamente, ainda pode existir um halo quase esférico de matéria escura ao redor da galáxia (Wechsler & Tinker 2018).

A Figura 2 destaca algumas destas regiões que podem ser percebidas através do perfil de nossa Galáxia, que é uma galáxia espiral barrada.

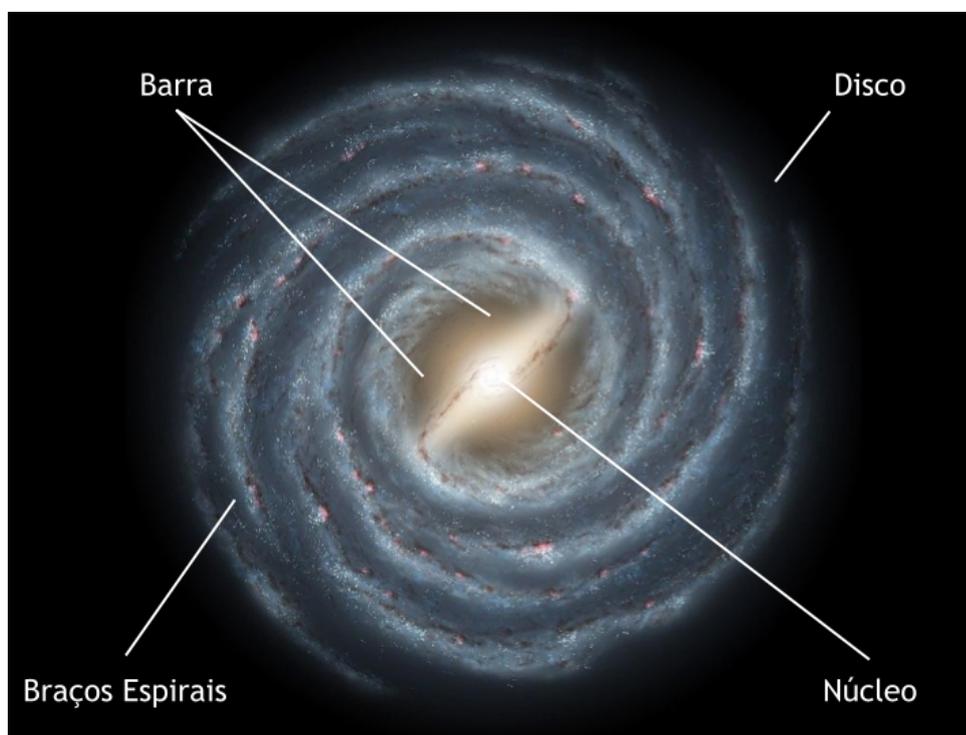
Figura 2 – Principais elementos da Via Láctea vista de perfil.



Fonte: ESA – European Space Agency.

Já a Figura 3, que traz uma visão frontal da nossa Galáxia, evidencia as características que permitem determinar mais precisamente a sua morfologia, que é a de uma SBbc (fase intermediária entre SBb e SBc).

Figura 3 – Principais elementos da Via Láctea vista de frente.



Fonte: NASA – *National Aeronautics and Space Administration*.

Portanto, sendo compostas desde regiões “aposentadas” à regiões de alta formação estelar, galáxias espirais se mostram objetos interessantes ao nosso estudo por nos permitirem uma melhor identificação da existência e influência do gás difuso ionizado (DIG – *Diffuse Ionized Gas*) em sua estrutura, devido à diversidade de suas fontes de emissão.

1.3 METALICIDADE NEBULAR EM GALÁXIAS

Todos os elementos químicos mais pesados do que hidrogênio (H) e hélio (He) no Universo formaram-se por processos de nucleossíntese estelar (Osterbrock & Ferland 2006). O enriquecimento químico de uma galáxia, portanto, está ligado à formação de estrelas, à entrada e à saída de gás de uma galáxia, e a eventos que disparam ou cessam a conversão de gás em estrelas. Consequentemente, a abundância química da galáxia é um parâmetro físico importante para entender a evolução desses objetos no Universo.

Quando falamos de “metalicidade” (Z), em astrofísica, estamos nos referindo à soma das frações de massa de todos os elementos mais pesados que o hidrogênio

e o hélio na constituição de um determinado objeto e, como a maior parte da matéria detectável no Universo é composta por estes dois elementos, “metais” é um termo utilizado aqui para englobar todos os restantes (ver, por exemplo, Stasińska et al. 2012).

A maneira como é feita a medição dessa metalicidade pode variar, dependendo dos instrumentos disponíveis ou até mesmo do objeto em questão. Comumente, a composição estelar é definida pelos parâmetros X , que é a fração de massa de hidrogênio presente nela, Y , que é a fração de massa de hélio, e Z , a fração de metais (todos os demais elementos químicos). Disto, segue que:

$$X + Y + Z = 1. \quad (2)$$

Tendo ainda que, para a maioria das estrelas, nebulosas, regiões H II e outros objetos do Universo, o hidrogênio e o hélio consistem nos dois elementos dominantes de sua composição (Osterbrock & Ferland 2006), se M é a massa total do objeto e m_H é a massa relativa apenas ao hidrogênio, temos que a fração de massa deste elemento pode ser expressa como:

$$X \equiv \frac{m_H}{M}. \quad (3)$$

De forma análoga, a fração de massa do hélio é dada pela equivalência:

$$Y \equiv \frac{m_{He}}{M}. \quad (4)$$

Logo, a fração de massa dos demais elementos ($e > He$) ou metalicidade é definida por:

$$Z = \sum_{e > He} \frac{m_e}{M} = 1 - (X + Y). \quad (5)$$

Em estudos que tratam de atmosferas de estrelas frias, as abundâncias dos elementos são tradicionalmente expressas em logaritmo em relação ao valor solar e utilizam uma notação entre colchetes (Stasińska et al. 2012).

Agora, sendo E um elemento num objeto qualquer, sua abundância equivale à analisar a proporção entre a sua densidade numérica (n_E) e a do hidrogênio (n_H), que denotamos simplesmente por E/H .

Nas regiões H II, as estrelas jovens, massivas e quentes, associadas aos tipos espectrais O e B, são as responsáveis pela emissão de fótons (na faixa do ultravioleta) capazes de ionizar os átomos de hidrogênio em seu estado fundamental e liberar elétrons e prótons, processo este chamado de fotoionização (Dopita & Sutherland 2003).

Livres, esses elétrons agora podem atingir outros átomos de sua vizinhança, excitando elétrons metálicos a níveis metaestáveis, estados do sistema diferentes

daquele de equilíbrio mais estável, e que eventualmente decairão outra vez ao estado fundamental, emitindo fótons com energias associadas às “linhas proibidas” – linhas de emissão que não podem ser observadas nem mesmo em laboratório, devido aos gases não suficientemente rarefeitos de nosso planeta (Dopita & Sutherland 2003). Regiões H II são menos densas do que os melhores vácuos que podem ser produzidos em um laboratório.

Graças a tais transições, torna-se possível fazer o uso de métodos observacionais alternativos para estimar a metalicidade em regiões H II. Veja ainda que, teoricamente, para determinar a abundância total de um único elemento em uma região H II, todos os íons deveriam ser observados e somados; caso não seja possível, a correção é feita pelos íons não observados desse mesmo elemento. No espectro óptico, frequentemente, as “linhas proibidas” usadas para determinar a metalicidade nas regiões H II são as de oxigênio, nitrogênio e enxofre (Dopita & Sutherland 2003).

O oxigênio é um dos metais mais abundantes no Universo, sendo seguido de perto pelo carbono (Asplund et al. 2009). Para estrelas em geral, por exemplo, estima-se que sua composição seja dada por $\sim 90\%$ de hidrogênio e $1 - 2\%$ de metais, onde $0,08\%$ corresponde ao oxigênio e $0,05\%$ ao carbono (Oliveira Filho & Saraiva 2003). Contudo, o carbono não possui linhas fortes no espectro óptico e, em geral, não está na forma atômica ou iônica, mas, em moléculas ou grãos de poeira.

Deste modo, tendo o oxigênio algumas das linhas mais fortes e abundantes das regiões H II, ele reina absoluto e se torna um dos principais indicadores de metalicidade dentro destes objetos (Stasińska et al. 2012). Dada essa importância, particularmente, vale ressaltar então que a abundância de oxigênio (O) pode ser explicitada através da seguinte escala logarítmica:

$$\frac{O}{H} = \log_{10} \left(\frac{n_O}{n_H} \right), \quad (6)$$

sendo n_O a densidade numérica do oxigênio e n_H a do hidrogênio.

Em geral, não se pode aplicar a determinação direta de abundância de oxigênio das regiões H II para galáxias inteiras, a menos que fossem dominadas por uma região H II brilhante, onde seja possível observar razões de linhas aurais e nebulares, como $[O \text{ III}] \lambda 5755 / [O \text{ III}] \lambda 5007$, que permitem medir a temperatura eletrônica. Por esta razão são utilizados métodos de linha forte, abordados inicialmente por Pagel et al. (1979) e Alloin et al. (1979).

Métodos de linha forte são muito diferentes daqueles baseados na temperatura pois são de natureza estatística, derivando a metalicidade de um objeto pela suposição de que ele compartilha as mesmas propriedades dos objetos usados para calibrar o método. Assim, a confiabilidade destes métodos depende não apenas da escolha de

um indicador adequado, mas também da qualidade da calibração. O método estatístico mais antigo e popular é aquele baseado nas linhas do oxigênio (Stasińska et al. 2012).

Na prática, estes métodos funcionam bem para regiões H II gigantes, uma vez que essas regiões, aparentemente, formam uma sequência estreita, onde a dureza do campo de radiação ionizante e o parâmetro de ionização estão intimamente ligados à metalicidade (Stasińska et al. 2012).

1.4 O GÁS DIFUSO IONIZADO

Em relação à composição do gás no meio interestelar das galáxias, além daquela proveniente dos berçários de estrelas, vários estudos apontam a existência de uma segunda componente mais dispersa: o gás difuso ionizado (DIG – *Diffuse Ionized Gas*; ver, por exemplo, Haffner et al. 2009). O DIG é um gás morno (10^4 K) e de baixa densidade (10^{-1} cm $^{-3}$). A sua primeira detecção foi fora do plano da Via Láctea; posteriormente, foi detectado também em outras galáxias, em emissão extraplanar, entre braços espirais e em bojos (e.g. Hoyle & Ellis 1963; Dettmar 1990; Gomes et al. 2016).

Comparando com regiões H II, além das baixas densidades, o DIG apresenta maior temperatura eletrônica e razões entre linhas de recombinação e colisionais mais elevadas: $[N II]\lambda 6584/H\alpha$, $[S II]\lambda 6716 + \lambda 6731/H\alpha$ e, às vezes, $[O III]\lambda 5007/H\beta$ são bem maiores do que em regiões H II. A razão para isso é que a fonte que ioniza o DIG é mais dura. Ainda debate-se muito a sua natureza – se são choques, escape de fótons duros de regiões H II, estrelas velhas e quentes, dentre outras. Uma revisão sobre as propriedades do DIG pode ser encontrada em Haffner et al. (2009) e Lacerda et al. (2018).

1.5 O IMPACTO DO GÁS DIFUSO IONIZADO EM MEDIDAS DE ABUNDÂNCIAS

Em galáxias com formação estelar, medidas indiretas de abundância química modelam a galáxia como se fossem constituídas apenas por regiões H II. Regiões H II são berçários de estrelas: nuvens moleculares que esfriam e se condensam para formar estrelas e, por sua vez, essas estrelas jovens e quentes ionizam o restante da nuvem não condensada. A densidade típica do gás de regiões H II gigantes que se observam nas galáxias externas, em número de átomos, é $\sim 10^2$ cm $^{-3}$ (Haffner et al. 2009). Vale ainda notar que estas regiões certamente contêm, ao mesmo tempo, regiões H II do tipo Órion, com densidades típicas de 10^4 cm $^{-3}$, e DIG.

Desde o trabalho pioneiro de Pagel et al. (1979), razões entre linhas colisionais e de recombinação foram usadas frequentemente para inferir a abundância de oxigênio (O/H) em galáxias. Elas são usadas como parâmetros em calibrações empíricas ou teóricas, que se valem de correlações astrofísicas entre propriedades de estrelas jovens

e as nebulosas que as ionizam. No entanto, a contribuição do DIG, um componente mais sutil nos fluxos das linhas de emissão, ainda costuma ser ignorado na análise do espectro integrado das galáxias, como pode ser visto em estimativas da taxa de formação estelar (SFR – *Star Formation Rate*) de uma galáxia e da abundância de oxigênio nebuloso (O/H) em galáxias de formação estelar.

Ilustrativamente, dadas duas nebulosas com mesmo O/H, aquela que apresenta também fontes mais duras, que notadamente ionizam o DIG, terá um maior valor de $[N II] / H\alpha$ do que a ionizada somente por estrelas jovens (Lacerda et al. 2018). A influência do DIG, portanto, faz com que $[N II] / H\alpha$ aumente sistematicamente.

É importante notar que, se obtivermos um espectro integrado, isto é, um espectro para toda ou boa parte da luz de uma galáxia, inevitavelmente estarão misturadas nele as contribuições do DIG e de regiões H II. Deste modo, seria prudente quantificar até que ponto este e outros diagnósticos de linhas de emissão são afetados pelo DIG.

Com o intuito de corrigir esse efeito, neste estudo, estimamos a contribuição do DIG através da comparação da emissão total da galáxia com a emissão atribuída apenas às regiões de formação estelar (SF – *Star Formation*), ambas numa mesma abertura.

1.6 A INFLUÊNCIA DA RESOLUÇÃO ESPACIAL DE IFS EM ESTUDOS DO DIG

Uma importante conclusão obtida através do desenvolvimento da espectroscopia de campo integral (IFS – *Integral Field Spectroscopy*) é a de que certas propriedades entre regiões H II (nuvens de formação estelar) e o DIG podem ser separadas (Sánchez et al. 2012).

Vale Asari et al. (2019) corrigiram a contribuição do DIG usando uma base de dados de ~ 1400 galáxias com formação estelar, observadas através de IFS pelo *Mapping Nearby Galaxies at APO* (MaNGA, Blanton et al. 2017). Neste artigo, com base em alguns trabalhos anteriores, como o de Blanc et al. (2019), os autores mostraram como relações empíricas, como a relação entre massa, metalicidade e taxa de formação estelar ($M - Z - SFR$), são afetadas pela contribuição do DIG.

A vantagem de usar dados do MaNGA é que a amostra apresenta uma quantidade expressiva de galáxias e cobre uma grande faixa de propriedades. No entanto, a resolução espacial é baixa, de ~ 1 kpc. Assim, cada espectro de galáxia no MaNGA possui um problema similar ao de seu espectro integrado (espectro da galáxia inteira): ainda há uma mistura significativa de DIG e de regiões H II. Sabemos disso porque regiões H II gigantes/clássicas na nossa Galáxia e em galáxias próximas têm tamanhos de alguns pc a dezenas de pc, ou seja, abaixo da resolução espacial do MaNGA. Logo, essas regiões H II não são espacialmente resolvidas.

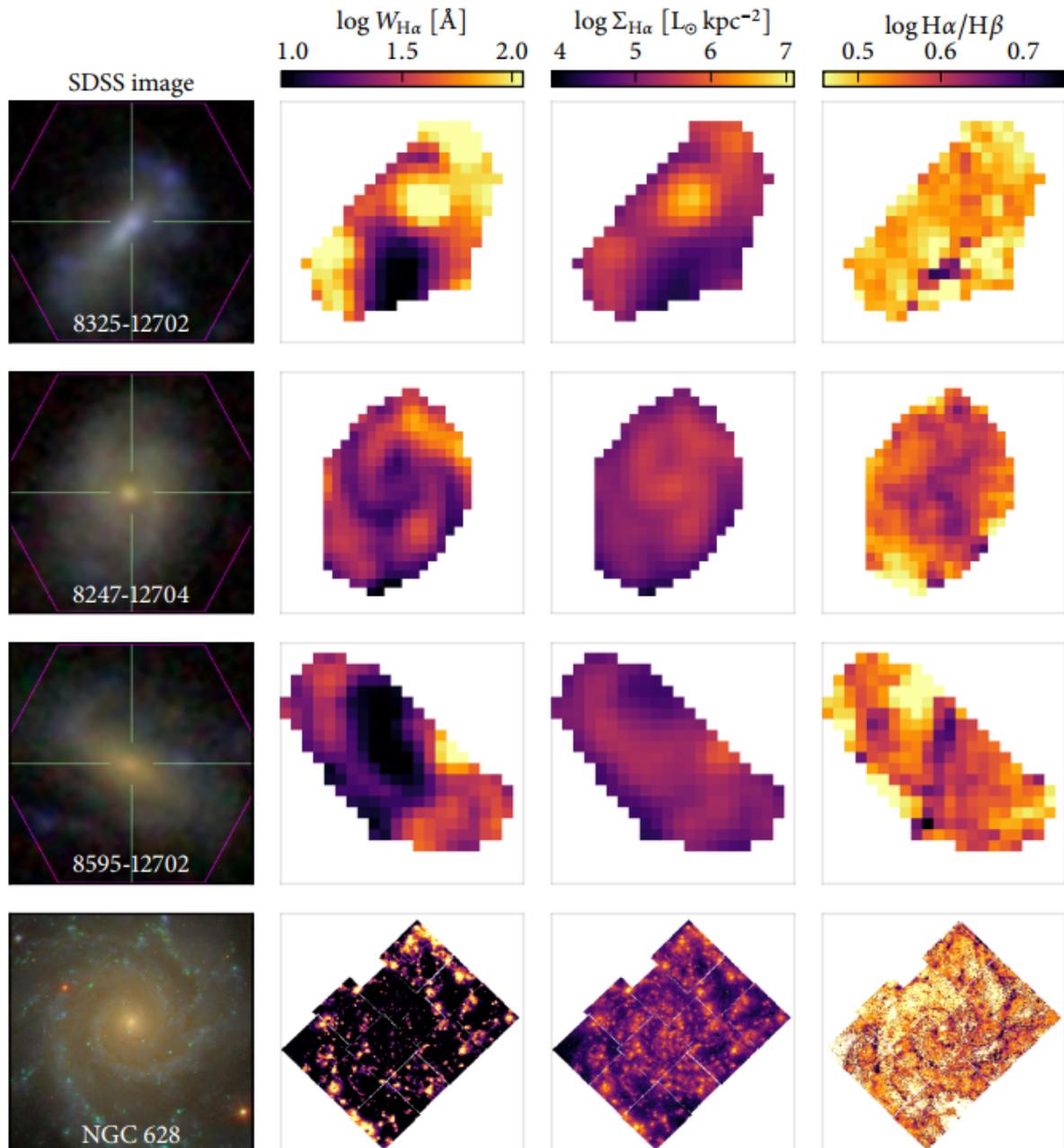
Este trabalho replicará o estudo de Vale Asari et al. (2019) utilizando uma amostra menor de galáxias do *Multi Unit Spectroscopic Explorer* (MUSE, Bacon et al. 2006), que também é um instrumento de IFS e com uma resolução espacial maior que a do MaNGA.

Tais instrumentos geralmente são constituídos por um emaranhado de fibras ópticas ligadas a um espectrógrafo comum que, após uma redução de dados, produzem espectros espacialmente resolvidos e com boa resolução espectral e espacial, obtendo vários espectros para cada galáxia, cada um correspondendo a uma posição espacial.

A Figura 4 mostra imagens e medições de linhas de emissão para três exemplos de galáxias formadoras de estrelas observadas pelo MaNGA e uma galáxia, NGC 628, observada com o instrumento MUSE (Bacon et al. 2006), cada uma com seus respectivos mapas de largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$), de densidade superficial da luminosidade $H\alpha$ observada ($\sum_{H\alpha}$) – ambos úteis para distinguir DIG de regiões H II – e de $H\alpha / H\beta$ – que indica a atenuação por poeira.

Como pode ser visto, comparativamente aos dados fornecidos pelo MaNGA, os dados obtidos pelo MUSE permitem identificar melhor quais *spectral pixels* (spaxels) da galáxia são dominados por DIG ou por formação estelar. Porém, cabe ressaltar que a galáxia NGC 628 foi observada com 12 apontamentos, o que gera uma resolução espacial bem melhor do que a das galáxias da nossa amostra (do AMUSING++), com apenas 1 apontamento. De qualquer modo, mesmo usando uma amostra menor de galáxias, a resolução média destes objetos nos permite estimar melhor e, talvez, remover completamente o efeito do DIG nas medidas de abundâncias químicas.

Figura 4 – Exemplos de galáxias observadas pelo MaNGA (três primeiras linhas) e com o instrumento MUSE (última linha). A primeira coluna mostra uma imagem das galáxias em filtros ópticos. As colunas seguintes mostram mapas obtidos a partir dos dados de IFS: a largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$), a densidade superficial de $H\alpha$ ($\Sigma_{H\alpha}$) e a razão $H\alpha/H\beta$. A observação feita da NGC 628 com o MUSE possui uma resolução espacial de 36 pc, muito melhor do que a resolução de ~ 1 kpc típica dos dados do MaNGA. Esta é a Figura 1 do artigo de Vale Asari et al. (2020).



Fonte: Vale Asari et al. (2020).

1.7 ORGANIZAÇÃO DESTE TRABALHO

Além desta introdução, o trabalho está organizado em mais quatro capítulos.

O Capítulo 2 fala um pouco mais sobre as características do MUSE e da nossa amostra, obtida a partir da coleção do AMUSING++; detalha as ferramentas utilizadas no pré-processamento dos cubos de dados; desenvolve um critério geral para identificação de AGNs; e define uma maneira para localizar estrelas de campo nas observações.

O Capítulo 3 aborda os dois principais métodos de identificação do DIG nas galáxias, brilho superficial e largura equivalente de $H\alpha$, e define qual é o mais conveniente para a análise da nossa amostra.

O Capítulo 4 apresenta o raio efetivo de uma galáxia; avalia a luminosidade da soma dos fluxos em algumas linhas de emissão nos spaxels das galáxias em relação a alguns índices; estima o efeito da correção em métodos diretos; e faz uma análise da relação de massa – metalicidade – taxa de formação estelar ao ser removida a influência do DIG.

O Capítulo 5 sumariza os resultados obtidos pela pesquisa e sugere caminhos para trabalhos futuros.

2 AMOSTRA DE GALÁXIAS ESPIRAIS DO MUSE

2.1 DEFINIÇÃO DA AMOSTRA

A nossa amostra foi obtida a partir de uma compilação processada por pesquisadores da *Universidad Nacional Autónoma de México* (UNAM), chamada de AMUSING++ (López-Cobá et al. 2020), que reúne galáxias do Universo local, observadas com o espectrógrafo de campo integral MUSE. Esta coleção consiste em 635 galáxias de diferentes projetos do MUSE, cobrindo o intervalo $0,0002 < z < 0,1$, de *redshift*, e $10^8 M_{\odot} < M_{\star} < 10^{12} M_{\odot}$, de massa estelar, extraídas do arquivo do *European Southern Observatory* (ESO).

O *seeing* médio dessa compilação é de $1,0''$, com um desvio-padrão de $0,4''$. Isto resulta na resolução espacial típica desses dados, de ~ 400 pc, para o *redshift* médio da coleção, mas há objetos com até 10 pc (galáxias de menor *redshift*) e ~ 3 kpc (as de maior *redshift*). O processo de redução de dados foi feito de acordo com o exposto por Galbany et al. (2016).

Assim como Vale Asari et al. (2019) e López-Cobá et al. (2020), para o nosso trabalho, assumimos uma cosmologia Λ CDM (*Cold Dark Matter*) plana com $H_0 = 70$ km s $^{-1}$ Mpc $^{-1}$, $\Omega_m = 0,3$, $\Omega_{\Lambda} = 0,7$ e corrigimos a extinção Galáctica usando a lei de extinção por poeira de Cardelli et al. (1989), com $R_V = 3,1$. Vale Asari et al. (2019) assumem a IMF de Chabrier (2003).

Dentro da coleção de galáxias do AMUSING++ (López-Cobá et al. 2020), preliminarmente, obtemos 76 galáxias qualificadas a participar da nossa amostra e que se encontravam disponíveis no site do *AMUSING++ Pipe3D analysis*. Foram selecionadas todas as galáxias espirais, distribuídas entre as morfologias S0, Sa, Sab, Sb, Sbc, Sc, Scd e Sd, vistas de frente, isto é, cuja inclinação não excedesse 75° , já que nesta pesquisa queremos mapear a contribuição do DIG entre os braços espirais.

Algumas das propriedades observacionais e físicas utilizadas no nosso trabalho foram consultadas nos sites de bases de dados da *NASA/IPAC Extragalactic Database* (NED), *NASA/IPAC Infrared Science Archive* (IRSA) e HyperLeda.

A Tabela 1 mostra as galáxias escolhidas e esse levantamento de dados feito. Para facilitar a localização de propriedades básicas que possam interessar ao leitor, os nomes das galáxias citadas nos exemplos ao longo deste trabalho foram precedidos por asterisco e ainda ressaltados em negrito.

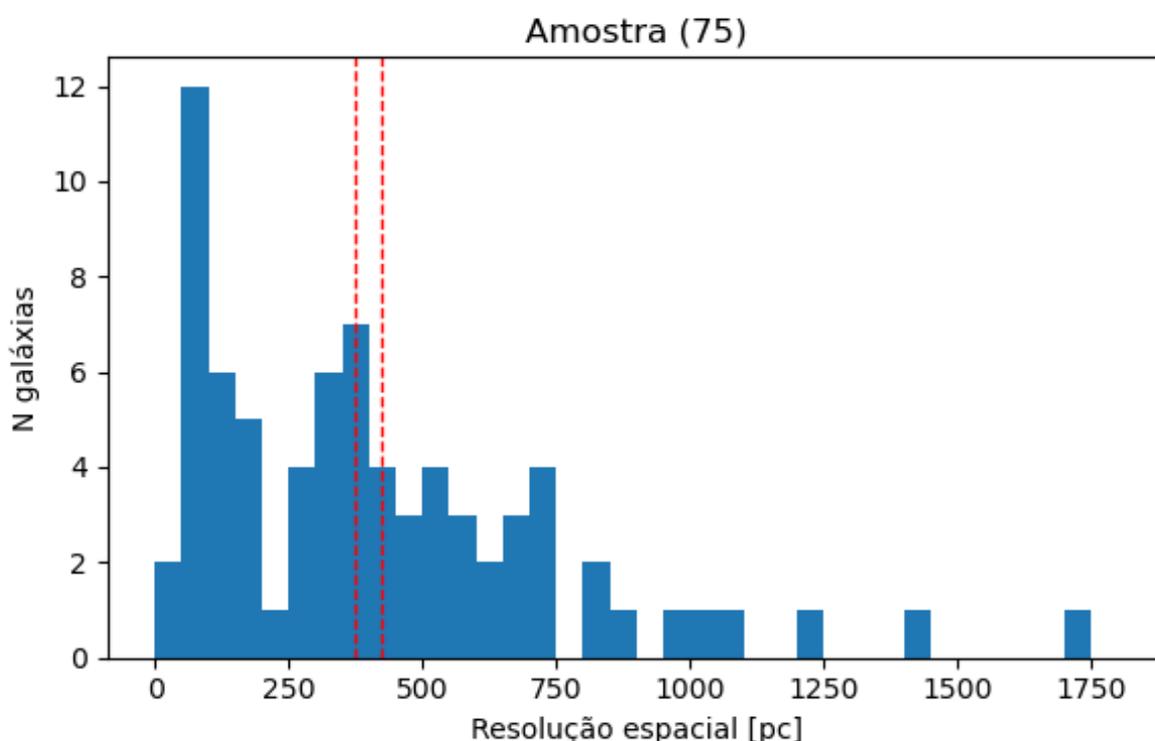
Tabela 1 – Amostra de galáxias (descrição no decorrer do texto).

Name	Morphology	deVac Morphology	PA [degree]	V_r [km/s]	D [Mpc]	E(B-V)	logd25	logr25	incl [degree]
IC0577	Sc	S?	-	9002.	131.06	0.0275	0.79	0.04	23.7
IC4452	Sa	SABc	-	4261.	63.80	0.0193	0.69	0.03	20.6
NGC0863	Sa	SA(s)a:	-	7910.	117.04	0.0356	1.10	0.04	26.0
NGC3783	Sab	(R')SB(r)ab	-	2917.	40.09	0.1204	1.33	0.04	26.6
NGC7130	Sa	Sa pec	-	4842.	71.80	0.0287	1.19	0.07	33.7
NGC7371	S0-a	(R)SA(r)0/a:	-	2688.	41.16	0.0579	1.32	0.04	25.0
NGC7552	Sab	(R')SB(s)ab	-	1608.	23.39	0.0141	1.59	0.04	23.6
NGC7742	Sb	SA(r)b	-	1659.	26.62	0.0561	1.23	0.02	16.8
UGC12158	Sb	Sb	-	9290.	139.82	0.0532	1.01	0.04	25.5
*ESO18-18	Sbc	SB(rs)c	100.0	5268.	74.81	0.1429	0.99	0.10	38.9
ESO141-32	Sb	S... + ...	178.8	4629.	67.09	0.0571	1.00	0.12	41.9
ESO298-28	Sbc	SA(rs)bc	20.3	5065.	73.43	0.0233	1.37	0.32	64.4
ESO301-26	Sbc	Sb	115.0	12482.	182.13	0.0162	0.96	0.28	60.8
ESO325-43	Sc	SAB(s)c pec:	111.0	10479.	152.56	0.0838	1.17	0.08	34.9
*ESO344-16	Sb	Sb	73.6	11906.	175.70	0.0159	0.96	0.13	43.7
ESO480-21	Sc	S III	106.5	15594.	228.89	0.0210	0.78	0.22	54.6
ESO488-G30	Sc	Sc	43.8	12027.	174.91	0.0305	1.02	0.14	44.0
ESO570-G020	Sbc	Sbc	75.0	8187.	118.09	0.0343	0.86	0.21	54.1
ESO584-7	Sc	Sc III	148.0	9492.	139.77	0.3326	1.05	0.14	44.5
IC1320	Sb	SB(s)b?	87.2	4961.	75.58	0.1323	1.03	0.24	58.1
*IC4350	S0-a	(R')SA0+(r)pec :	133.5	6200.	89.84	0.0827	1.27	0.41	67.1
NGC0232	Sa	SB(r)a? pec	17.2	6787.	100.24	0.0192	0.99	0.14	47.4
NGC0289	Sbc	SB(rs)bc	132.3	1629.	23.72	0.0196	1.53	0.13	43.0
NGC0692	Sbc	(R')SB(r)bc:	84.4	6350.	92.19	0.0166	1.29	0.14	45.2
NGC0881	Sc	SAB(r)c	132.8	5254.	77.56	0.0283	1.36	0.26	58.2
NGC1042	Scd	SAB(rs)cd	5.5	1371.	20.00	0.0285	1.59	0.26	58.1
NGC1080	Sc	SAB(s)c:	165.9	7845.	115.60	0.0316	1.04	0.12	42.3
NGC1097	Sb	SB(s)b	133.9	1271.	17.55	0.0266	2.02	0.21	54.8
NGC1285	Sb	(R')SB(r)b pec	8.1	5250.	76.89	0.0544	1.20	0.26	59.3
NGC1483	Sbc	SB(s)bc:	152.6	1149.	14.69	0.0070	1.27	0.09	37.3
NGC1590	Sc	pec	110.0	3897.	56.89	0.2030	0.95	0.05	27.9
NGC1591	Sab	SB(r)ab pec	29.4	4113.	58.70	0.0357	1.14	0.22	56.8
NGC1762	Sc	SA(rs)c:	177.3	4754.	68.97	0.0897	1.24	0.19	51.5
NGC2370	Sb	SB?	44.4	5500.	80.20	0.0605	1.08	0.23	56.8
NGC3120	Sbc	SAB(s)bc:	6.2	2788.	37.88	0.1088	1.23	0.16	47.5
NGC3244	Scd	SA(rs)cd	169.9	2762.	37.48	0.1037	1.34	0.17	49.3
NGC3256	Sbc	III Sbrst	87.2	2804.	38.07	0.1224	1.52	0.16	48.2
NGC3318	Sbc	SAB(rs)b	79.4	2775.	37.68	0.0776	1.40	0.26	59.8
NGC3363	Sbc	S?	179.2	5779.	84.30	0.0274	0.94	0.14	45.3
NGC3456	Sc	SB(rs)c:	100.3	4267.	60.31	0.0675	1.24	0.14	45.2
NGC3464	Sc	SB(rs)c	110.8	3737.	52.34	0.0548	1.38	0.19	50.8
NGC3512	Sc	SAB(rs)c	140.9	1373.	19.72	0.0281	1.20	0.07	31.7
NGC4030	Sbc	SA(s)bc	21.4	1458.	19.86	0.0266	1.58	0.15	47.0
NGC4045	Sa	SAB(r)a	86.3	1961.	27.44	0.0224	1.41	0.21	55.9
NGC4451	Sbc	Sbc:	166.4	859.	11.72	0.0189	1.13	0.20	53.6
NGC4603	Sc	SA(s)c:	20.1	2592.	35.61	0.1678	1.41	0.14	44.8
NGC4651	Sc	SA(rs)c	76.8	800.	11.32	0.0268	1.59	0.18	49.5
NGC4981	Sbc	SAB(r)bc	154.5	1678.	23.42	0.0425	1.44	0.14	44.7
NGC5248	Sbc	SAB(rs)bc	119.6	1151.	16.61	0.0245	1.61	0.23	56.4
NGC5334	Sc	SB(rs)c:	16.5	1386.	19.77	0.0461	1.53	0.14	44.7
NGC5374	Sbc	SB(r)bc?	45.0	4342.	63.74	0.0270	1.21	0.09	36.9
NGC5584	Scd	SAB(rs)cd	153.8	1638.	23.81	0.0392	1.50	0.13	42.4
NGC5996	Sc	S? (Other: SBc)	1.1	3297.	49.90	0.0337	1.18	0.34	66.2
NGC6627	Sb	(R')SB(s)b	74.5	5266.	80.09	0.1987	1.03	0.05	26.9
NGC6641	Sc	S?	100.0	4145.	63.82	0.1128	0.97	0.06	30.0
NGC6708	Sb	Sb:	163.3	2579.	37.17	0.0705	1.06	0.13	44.3
NGC6754	Sb	SB(rs)b	78.2	3257.	47.38	0.0707	1.31	0.27	61.0
NGC6902	Sab	SA(r)b	157.4	2796.	41.13	0.0404	1.43	0.10	40.2
NGC6935	Sa	(R')SA(r)a	13.5	4543.	66.41	0.0347	1.34	0.06	30.8
NGC6947	Sb	(R')SB(rs)b	43.1	5592.	83.05	0.0623	1.24	0.41	72.1
NGC6975	Sbc	SAB(r)bc?	164.9	5995.	90.45	0.0798	1.01	0.05	27.1
NGC6977	Sa	SB(r)a pec:	167.9	6128.	92.42	0.0755	1.10	0.13	44.7
NGC7316	Sbc	SbC Sbrst	65.9	5555.	84.77	0.0478	1.08	0.07	32.9
NGC7364	S0-a	S0/a pec:	66.1	4845.	73.50	0.0646	1.22	0.17	51.8
NGC7421	Sbc	SB(rs)bc	80.6	1792.	26.48	0.0145	1.38	0.09	36.2
NGC7469	Sa	(R')SAB(rs)a	126.0	4877.	74.25	0.0696	1.14	0.06	30.2
NGC7674	Sbc	SA(r)bc pec	165.0	8703.	130.54	0.0590	1.05	0.05	26.7
NGC7755	Sc	SB(rs)c:	25.4	2958.	43.79	0.0159	1.57	0.21	53.7
NGC7780	Sab	Sab	0.1	5211.	78.84	0.0584	1.00	0.26	61.2
PGC3853	Sd	SAB(rs)d	56.7	1095.	16.93	0.1306	1.63	0.13	43.0
PGC098792	Sc	N/A	168.0	14858.	217.10	0.0501	0.97	0.06	30.0
UGC2019	Sbc	S?	69.0	6113.	90.43	0.0273	0.78	0.16	48.2
UGC3634	Sa	SB(r)a	130.8	7891.	115.05	0.0793	1.04	0.27	63.7
UGC5691	Sbc	Sb	132.2	16318.	239.67	0.0268	0.99	0.11	39.9
UGC06332	Sa	(R)SBa	152.3	6221.	90.92	0.0217	1.06	0.08	35.2
UGC12295	Scd	SAB(s)cd:	92.7	4827.	73.23	0.0798	0.87	0.07	32.3

Os parâmetros constantes na Tabela 1 consistem em: classificação morfológica de de Vaucouleurs [deVac Morphology], velocidade radial heliocêntrica [V_r], distância Galactocêntrica [D], obtidas a partir do NED; avermelhamento [E(B-V)] de Schlegel et al. (1998), obtido a partir do IRSA; ângulo de posição do eixo principal [PA], logaritmo do diâmetro aparente (d25 em 0,1 minuto de arco) [logd25], logaritmo da razão entre os eixos (eixo maior/eixo menor) [logr25], inclinação entre a linha de visão e o eixo polar da galáxia [incl], obtido a partir do HyperLeda; morfologia inferida [Morphology], a partir dos dados do NED e HyperLeda; raio efetivo (em segundos de arco) [eR], a partir da tabela de López-Cobá et al. (2020).

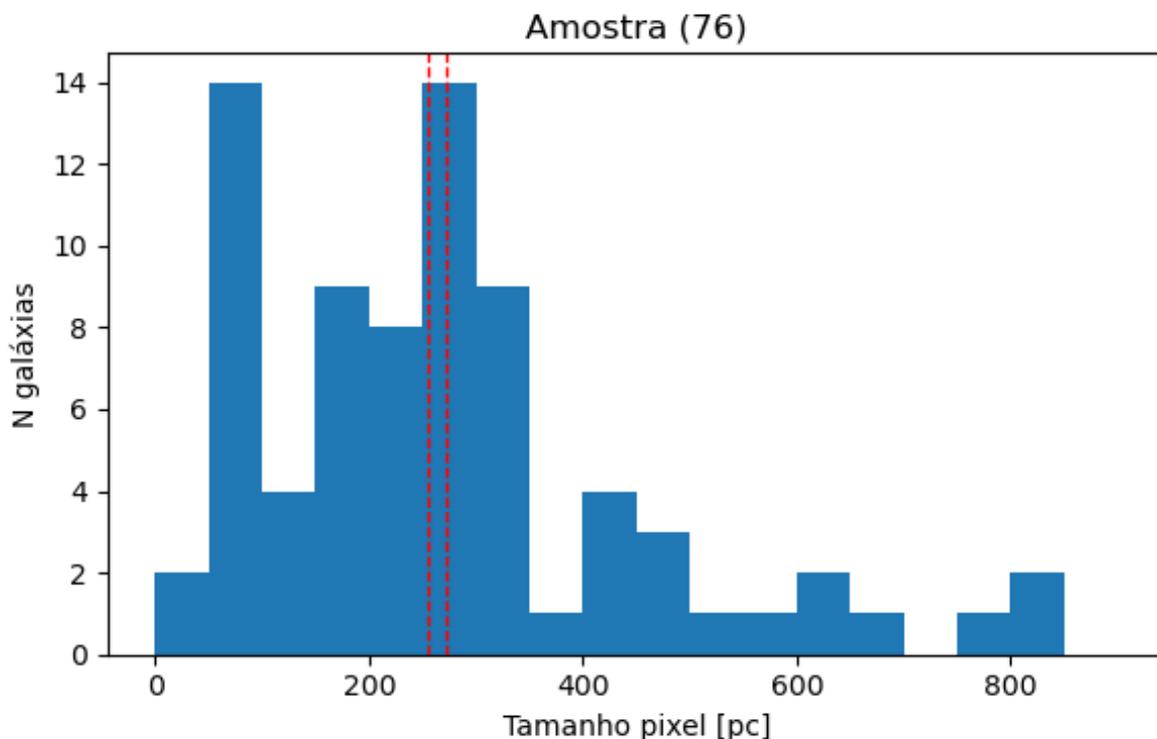
A Figura 5 evidencia como se dá a distribuição da resolução espacial da nossa amostra, exceto pela galáxia ESO18-18, que destoa consideravelmente dos demais valores (~ 8279 pc) e não condiz com o que observamos em seus mapas ou outros dados. Os valores remanescentes variam de 41 a 1720 pc e resultam numa resolução média de 422 pc e mediana de 373 pc.

Figura 5 – Distribuição de resolução espacial para a amostra de galáxias, excluída a galáxia ESO18-18, com linhas tracejadas em vermelho indicando os valores de média (422 pc) e mediana (373 pc).



Como medida auxiliar de avaliação, a Figura 6 traz a distribuição de tamanho dos pixels de cada galáxia em nossa amostra, incluindo a ESO18-18, que varia de 44 a 846 pc e resulta em um tamanho médio de 272 pc e mediano de 255 pc.

Figura 6 – Distribuição do tamanho dos pixels para cada galáxia da amostra de galáxias, com linhas tracejadas em vermelho indicando os valores médio (272 pc) e mediano (255 pc).



2.2 INSTRUMENTO MUSE

O instrumento MUSE (*Multi Unit Spectroscopic Explorer*) é um espectrógrafo de campo integral, instalado no telescópio Yepun (UT4) do *Very Large Telescope* (VLT) do ESO, no Observatório Paranal. Possui uma estrutura modular composta por 24 unidades de campo integral (IFUs – *Integral Field Units*) idênticas que fornecem um amplo campo de visão de $1' \times 1'$ (1 minuto de arco quadrado), com uma amostragem espacial de $0,2'' \times 0,2''$ ($0,2 \times 0,2$ segundo de arco quadrado) por spaxel (Bacon et al. 2006).

O MUSE cobre toda a faixa de 4650 a 9300 Å, com uma amostragem espectral de 1,25 Å e uma largura máxima à meia altura (FWHM – *Full Width at Half Maximum*) que depende do comprimento de onda, sendo $\sim 2,4$ Å na parte vermelha do espectro (em 7500 Å).

Espectralmente, o instrumento obtém o espectro em quase toda a faixa do óptico, com uma potência de resolução média $R = \lambda / \Delta\lambda \sim 3000$, variando de 2000 (em 4650 Å) a 4000 (em 9300 Å). Embora tenha sido projetado para analisar objetos com *redshift* intermediário ou alto, o MUSE é uma excelente ferramenta para estudar

com riqueza de detalhes as componentes estruturais de galáxias próximas.

2.3 PROCESSAMENTO DOS DADOS

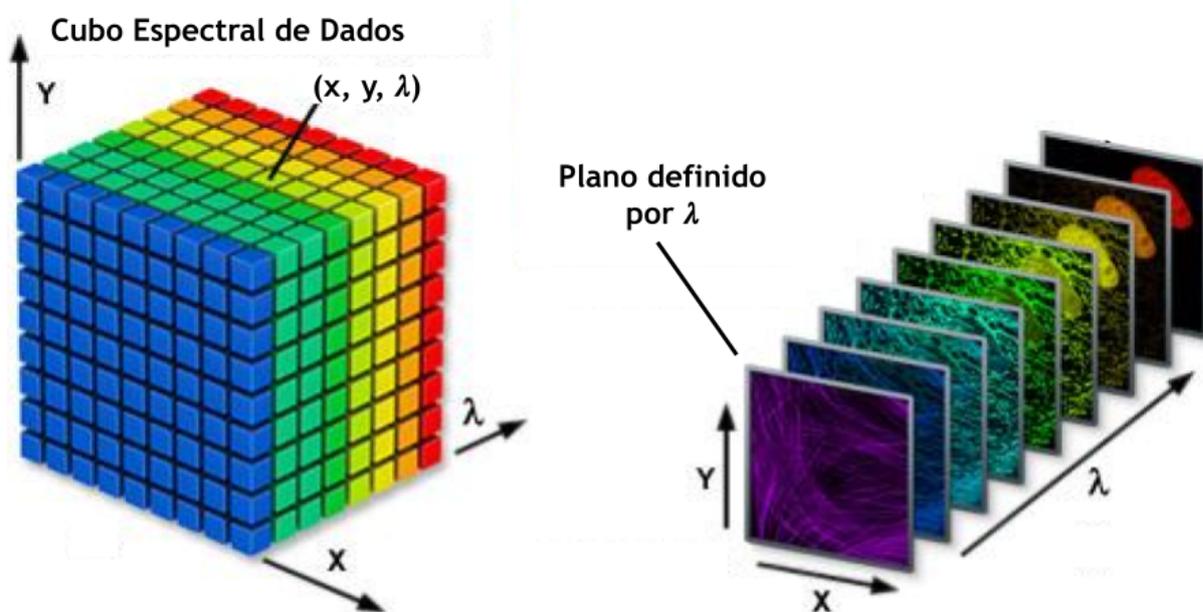
Selecionadas as galáxias da nossa amostra, seus cubos de dados foram baixados do site da *ESO Archive Science Portal* e processados segundo os passos a seguir.

2.3.1 Cubos de dados

Os espectros espacialmente resolvidos fornecidos pelo MUSE estão compilados sob a forma de cubos de dados (tridimensionais), constituídos da seguinte maneira: a primeira dimensão está relacionada com a ascensão reta; a segunda, com a declinação; e a terceira, com o comprimento de onda.

Como pode ser visto na Figura 7, nestes cubos, quando fixamos um comprimento de onda qualquer (λ), geramos um plano, que nada mais é do que a imagem do objeto neste comprimento de onda. Por outro lado, ao fixarmos as duas primeiras dimensões (x, y), temos o espectro da área definida por estas coordenadas.

Figura 7 – Estrutura básica de um cubo espectral de dados.



Fonte: Adaptado de ZEISS.

2.3.2 STARLIGHT

Para a síntese de população estelar utilizamos o código STARLIGHT, desenvolvido por Cid Fernandes et al. (2005), que modela o contínuo estelar como uma soma de populações estelares.

Os espectros utilizados na síntese de população estelar consistem tanto em obter a história de formação estelar (SFH – *Star Formation History*) de uma galáxia utilizando modelos de populações estelares simples (SSPs – *Simple Stellar Populations*), que contêm estrelas de mesma idade e metalicidade, quanto de populações estelares compostas (CSPs – *Composite Stellar Populations*), que contêm estrelas numa determinada faixa de idades, dada pela sua SFH, e de metalicidade, dada pela sua função de distribuição (que depende do tempo) (Conroy 2013). Nossa pesquisa se utiliza destes modelos desenvolvidos para CSPs na obtenção de seus resultados.

Sendo um código de síntese espectral desenvolvido para modelar o espectro observado (O_λ) de uma galáxia com base apenas na componente estelar, o STARLIGHT mascara as regiões com linhas de emissão e ajusta o espectro como uma combinação linear não-negativa de N_* espectros (Cid Fernandes et al. 2004).

Se M_{λ_0} é o fluxo sintético no comprimento de onda de normalização λ_0 ; \vec{x} é o vetor de populações, onde cada componente x_j representa a contribuição fracionária da SSP ou CSP, com idade t_j e metalicidade Z_j , para o fluxo do modelo em λ_0 ; $b_{j,\lambda}$ é o espectro da j -ésima SSP normalizada em λ_0 ; \otimes denota o operador de convolução; G é a gaussiana, centrada na velocidade v_* e com dispersão σ_* ; e o termo de avermelhamento por poeira é descrito com $r_\lambda \equiv 10^{-0,4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$, então o espectro modelado (M_λ) é dado por:

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left(\sum_{j=1}^{N_*} x_j \cdot b_{j,\lambda} \cdot r_\lambda \right) \otimes G(v_*, \sigma_*). \quad (7)$$

O parâmetro utilizado pelo código para determinação do melhor ajuste é a minimização de χ^2 tal que:

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} [(O_\lambda - M_\lambda) \omega_\lambda]^2, \quad (8)$$

onde ω_λ é o peso dado ao comprimento de onda λ . Desta forma, é possível aumentar a relevância estatística de faixas do espectro, como linhas de absorção características, ou mascarar áreas do espectro, como as linhas de ionização provenientes do DIG ou de regiões H II.

Se os erros dos nossos dados forem gaussianos e K denotar o número de graus de liberdade, ainda podemos definir o χ^2 reduzido (χ_{red}^2) por:

$$\chi_{\text{red}}^2 = \frac{\chi^2}{K}. \quad (9)$$

Este é um método muito utilizado para avaliação e comparação de modelos, diagnóstico de convergência e estimativa de erros em astrofísica (Andrae et al. 2010).

2.3.3 PYCASSO

O pré-processamento dos cubos foi realizado com o auxílio do *Python CALIFA STARLIGHT Synthesis Organizer 2* (PYCASSO2), que é uma ferramenta desenvolvida em *Python* para otimizar a aplicação do STARLIGHT aos cubos de dados e a manipulação (e visualização) das propriedades derivadas a partir dessa síntese. Fornecidos os espectros de entrada e arquivos de *grid*, eles são sintetizados e armazenados em um cubo, contendo todas as informações de um arquivo de saída padrão do STARLIGHT (Cid Fernandes et al. 2013).

Como mencionado por Amorim et al. (2017), enquanto o código STARLIGHT foi desenvolvido para trabalhar com espectros individuais, a plataforma do PYCASSO foi desenvolvida para organizar sua saída em dados resolvidos espacialmente. Além destes cálculos de transformação da saída, produzida pela luz estelar, o PYCASSO também fornece funções convenientes para se trabalhar diretamente nos mapas físicos.

Sendo idealizado, inicialmente, para aplicação aos cubos de dados do CALIFA, hoje pode ser aplicado também aos cubos do MaNGA e MUSE, entre outros instrumentos. Basicamente, ele é composto por duas partes:

- I. Conversor de tabelas: converte a saída do STARLIGHT (arquivos ASCII para cada pixel de cada galáxia) em cubos de dados nos formatos FITS e HDF5;
- II. Entrada e saída: permite o acesso aos arquivos FITS e HDF5.

Além disso, outro aspecto importante do pré-processamento do cubo de dados pelo PYCASSO2 é a possibilidade de binagem, agrupando spaxels que resultam em regiões espacialmente maiores e com uma razão sinal-ruído mais elevada. Para a nossa pesquisa, foi feita a binagem 4×4 nos cubos da amostra, onde 16 spaxels são combinados em um só, implicando em uma amostragem espacial de $0,8'' \times 0,8''$, com tamanho médio de 272 pc e um valor mediano de 255 pc por spaxel binado.

2.3.4 DOBBY

O código de ajuste DOBBY (Flórido 2018), desenvolvido em *Python* e disponível como um módulo do PYCASSO2, modela os fluxos das linhas de emissão ajustando perfis gaussianos aos espectros residuais, que são obtidos subtraindo os contínuos modelados pelo STARLIGHT dos espectros observados (Vale Asari et al. 2019).

Tomando os parâmetros A (amplitude), v_0 (velocidade no centro da linha) e σ_{obs} (dispersão de velocidades observada), o ajuste gaussiano das linhas de emissão (G) modelado pelo DOBBY pode ser expresso da seguinte forma:

$$G \equiv A \cdot \exp \left[\frac{(v - v_0)^2}{2\sigma_{\text{obs}}^2} \right]. \quad (10)$$

Como a velocidade está relacionada ao comprimento de onda de repouso (λ_0) de cada linha de emissão pela equação do efeito Doppler da luz para velocidades baixas, em particular, temos que:

$$v = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \cdot c, \quad (11)$$

onde c é a velocidade da luz no vácuo.

Já a dispersão de velocidades observada é composta por uma dispersão intrínseca do objeto (σ) e uma dispersão instrumental (σ_{inst}). Supondo que as componentes σ e σ_{inst} são totalmente independentes, a sua correlação e a sua covariância serão zero e teremos:

$$\sigma_{\text{obs}} = \sqrt{\sigma^2 + \sigma_{\text{inst}}^2}. \quad (12)$$

O fluxo total da gaussiana (F) é dado através da integral da equação (10):

$$F = A \cdot \sigma_{\text{obs}} \cdot \sqrt{2\pi}. \quad (13)$$

Sendo assim, os parâmetros que o DOBBY modela são F , v_0 e σ , evitando o cálculo de covariâncias entre F e σ , devendo ser fornecida apenas a σ_{inst} para cada linha de emissão. Além disso, o DOBBY também permite fixar vínculos cinemáticos entre linhas do mesmo íon.

Ao final destas três etapas de processamento, para cada pixel espacial, além dos mapas e espectros, em um dossier gerado pelo PYCASSO2, são fornecidas algumas informações adicionais, como: nível da razão sinal-ruído no comprimento de onda de normalização ($\lambda = 5635 \text{ \AA}$) [S/N (norm.window)]; χ^2 ; desvio relativo médio absoluto (a_{dev}); número de pixels rejeitados (N_{clip}); atenuação por poeira na banda V (A_V); dispersão de velocidade (σ_*); velocidade (v_*); e *redshift* (z).

Como exemplo, são exibidos o dossier e mapas gerados para a galáxia ESO344-16 nas Figuras 8 e 9.

Figura 8 – Gráficos gerados pelo PYCASSO2: no painel superior e à esquerda, a imagem óptica; no painel intermediário, (F_λ versus λ), que é a emissão observada em cada comprimento de onda do espectro (azul), a emissão modelada (vermelho) e o erro (preto); no painel inferior, ($[O_\lambda - M_\lambda]$ versus λ), que traz a diferença entre o espectro observado e o modelado (espectro residual).

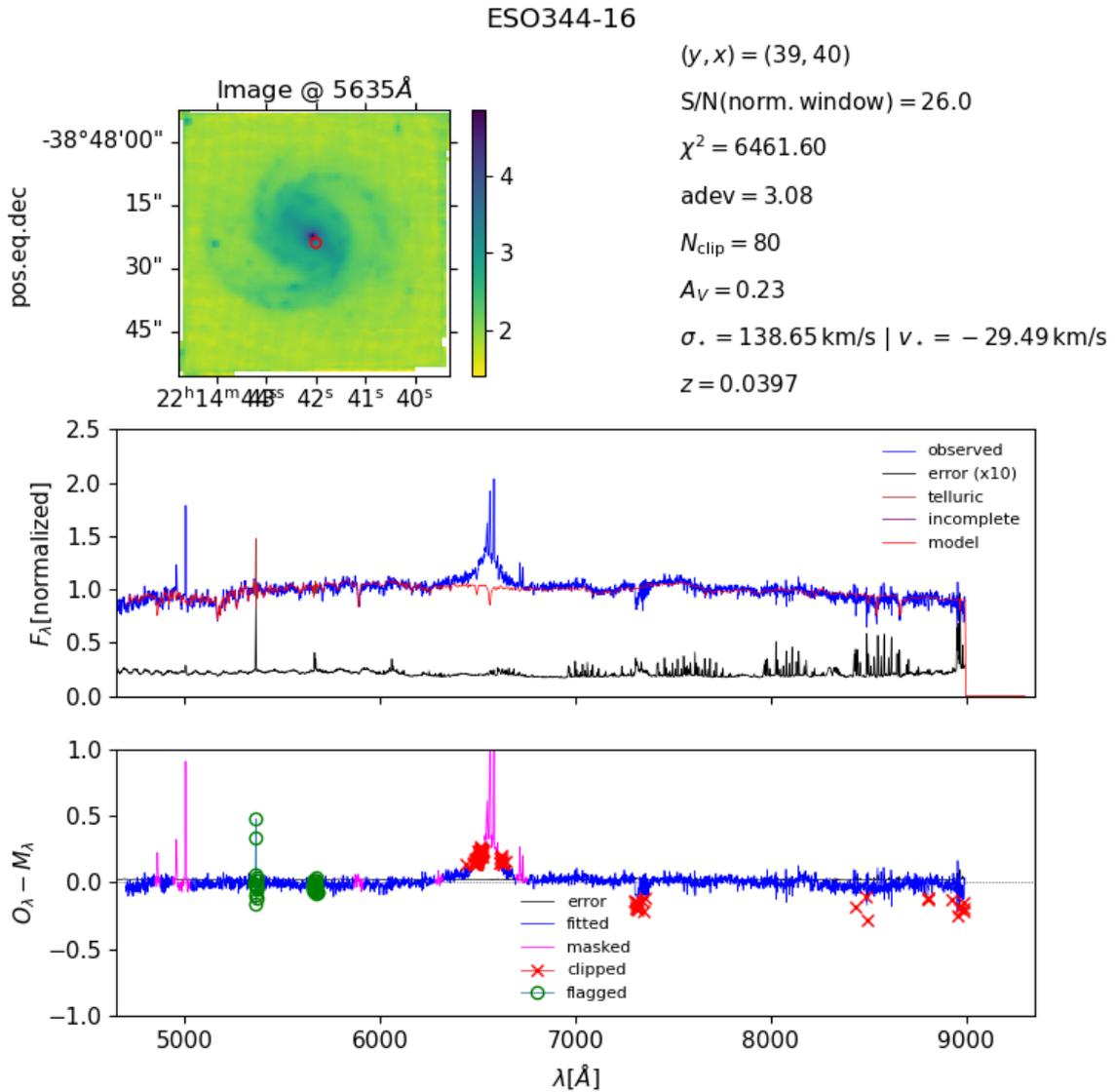
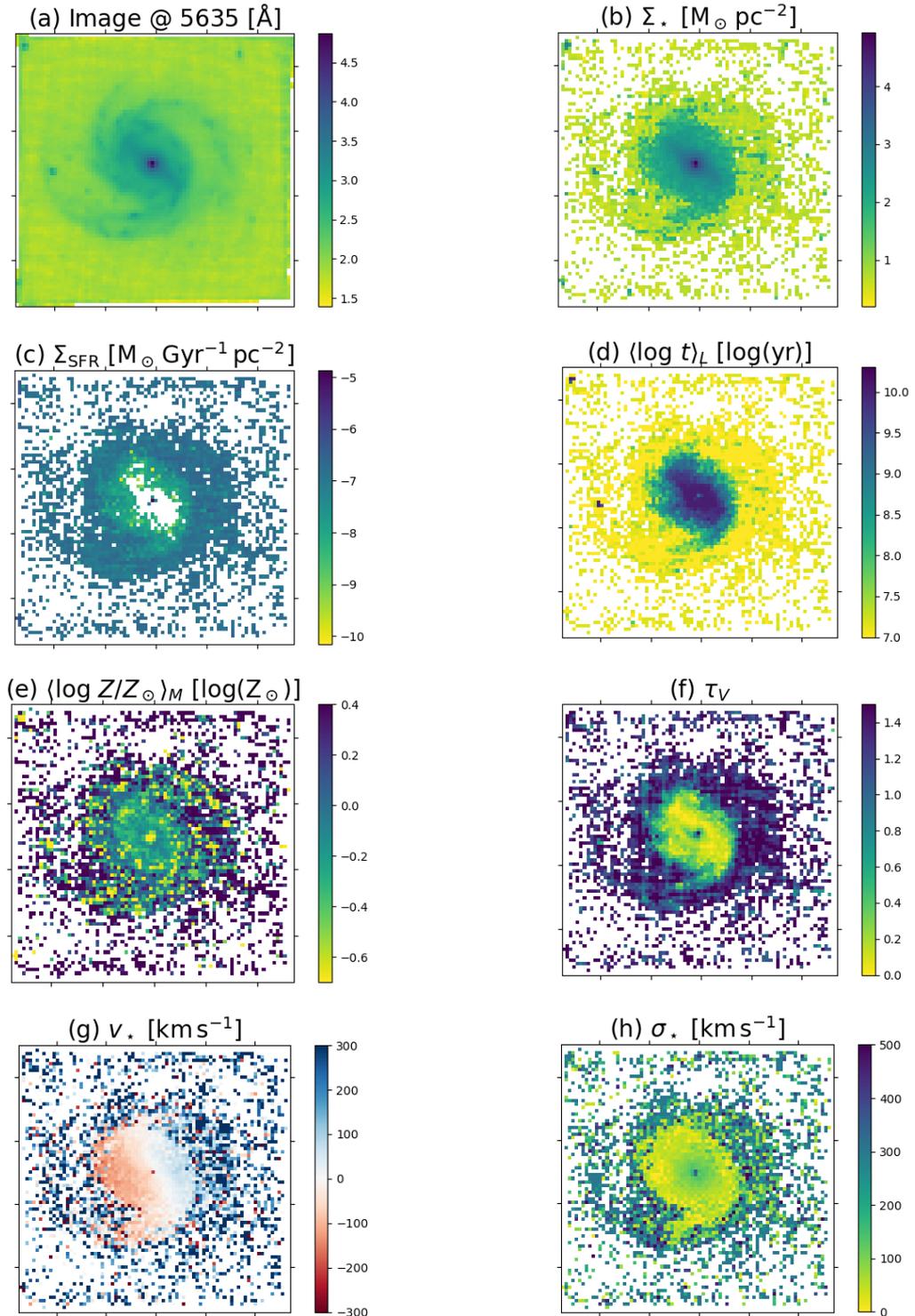


Figura 9 – Mapas gerados pelo PYCASSO2 para a galáxia ESO344-16 de: (a) Imagem óptica; (b) Densidade superficial de massa estelar; (c) Densidade superficial da taxa de formação estelar; (d) Idade média ponderada pela luminosidade; (e) Média da razão de metalicidade pela metalicidade solar, ponderada pela massa; (f) Profundidade óptica estelar; (g) Velocidade radial; (h) Dispersão de velocidade.



2.4 REMOÇÃO DE AGNS NO CENTRO DE GALÁXIAS

Um núcleo ativo de galáxia (AGN – *Active Galactic Nucleus*) é uma região compacta no centro da galáxia que emite uma quantidade significativa de energia em todo o espectro eletromagnético, com indicativos de que essa luminosidade não é produzida por estrelas. Cogita-se que toda essa radiação não-estelar observada resulte de acréscimo de matéria, provocado pela existência de um buraco negro supermassivo nessa vizinhança (Osterbrock & Ferland 2006).

Como a emissão proveniente dessas regiões é muito intensa e o seu espectro é muito diferente daquele das regiões de interesse (DIG e H II), é necessário desenvolver critérios adequados para identificá-las, anular a sua influência e evitar vieses indesejados nas medições da galáxia.

Deste modo, por meio de classificações já bem-estabelecidas na literatura (e.g. Baldwin et al. 1981; Cid Fernandes et al. 2010), procuramos um método para determinar quais galáxias de nossa amostra hospedam tais estruturas e que, conseqüentemente, exigem um cuidado a mais ao se fazer o mascaramento.

2.4.1 As Linhas de Kewley e Kauffmann no Diagrama BPT

Buscando classificar a fonte de energia dominante em galáxias com linhas de emissão, Baldwin, Phillips & Terlevich (1981) apresentaram um conjunto de três gráficos de diagnóstico. Estes gráficos, hoje conhecidos como os diagramas de Baldwin – Phillips – Terlevich (BPT), foram baseados em propriedades de quatro razões de linhas ópticas $[O III] / H\beta$, $[N II] / H\alpha$, $[S II] / H\alpha$ e $[O I] / H\alpha$.

Kewley et al. (2001) combinaram modelos de síntese de população estelar e de fotoionização para traçar uma linha de excitação máxima devida à formação estelar nos diagramas BPT. Sendo definida pelo limite superior dos modelos teóricos de fotoionização estelar pura, galáxias que se encontrem acima desta linha no digrama necessitam de fontes mais duras do que regiões H II, como um AGN. Sabe-se, hoje em dia, que as atmosferas estelares usadas nesse estudo eram duras demais e que, portanto, as linhas de máximo *starburst* desse trabalho chegavam a valores muito mais altos do que deveriam (Stasińska et al. 2006; Dopita et al. 2013).

Procurando descartar possíveis galáxias com fontes de ionização diversas nesse meio, empiricamente, Kauffmann et al. (2003) definiram ainda uma nova linha para separar galáxias de formação estelar pura daquelas compostas, Seyfert – H II, cujos espectros mostram contribuições significativas tanto de AGNs quanto de formação estelar.

Entretanto, ao observar que tanto a curva traçada por Kewley et al. (2001) quanto a por Kauffmann et al. (2003) eram um pouco “generosas” na delimitação da região

das galáxias de formação estelar, Stasińska et al. (2006) sugeriram uma atualização para a classificação, dividindo-as em galáxias de formação estelar normal (NSF) e hospedeiras de AGN. Deste modo, denominou-se de “NSF pura” aquelas galáxias que ficam à esquerda da linha atualizada, “híbridas” aquelas que ficam entre essa linha e a de Kauffmann et al. (2003) e “galáxias AGN” aquelas que ficam à direita daquela de Kauffmann et al. (2003).

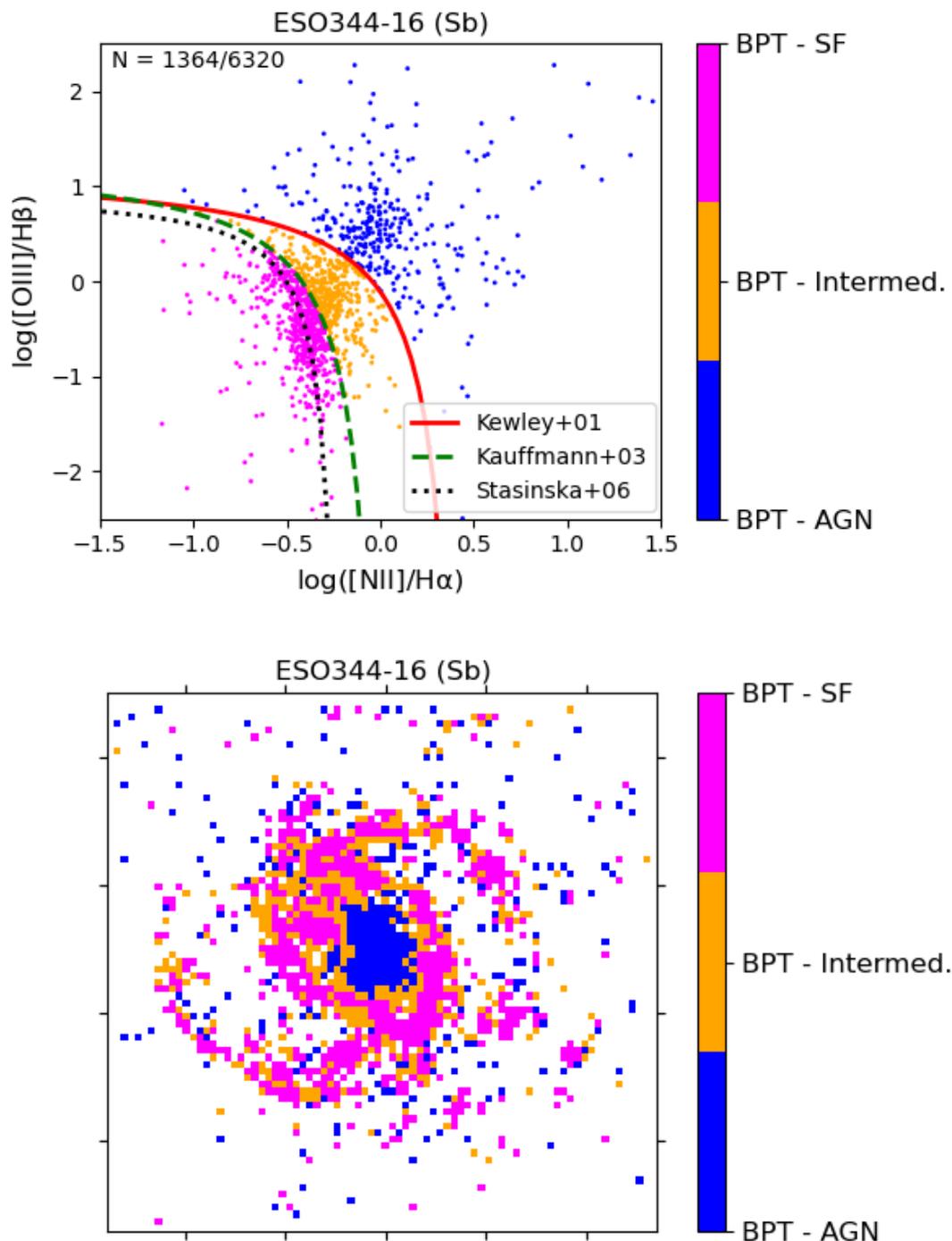
Semelhante à linha de Kauffmann et al. (2003), há algum grau de subjetividade na definição de seus limites. Contudo, a curva de Stasińska et al. (2006) está mais próxima do envelope superior da asa NSF do diagrama BPT e é fisicamente motivada, pelo menos em valores elevados de $[O III] / H\beta$. A situação é menos clara para o segmento de alta metalicidade.

Para a finalidade de nossa pesquisa, no entanto, similarmente ao que ocorrerá no diagrama WHAN, as linhas de Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003) nos permitem delinear de forma mais estrita as “regiões AGN” (ou que possuem maior contribuição de fontes de ionização mais duras) daquelas “regiões intermediárias” (que têm maior probabilidade de serem dominadas por fontes mistas de ionização). Isto será útil ao estabelecermos um critério geral para a remoção dos AGNs em nossas medições. Então, por esta razão, ainda utilizamos tais linhas como referência em nossa classificação.

A Figura 10 apresenta o diagrama de Baldwin, Phillips & Terlevich (1981) utilizado neste trabalho, $[O III] / H\beta \times [N II] / H\alpha$, além de trazer o mapa correlato, apontando a localização dos spaxels classificados da galáxia (que, neste exemplo, é a ESO344-16).

Note que a caracterização de cada spaxel em “AGN”, “Intermediário” ou “SF”, é dada pelas linhas de Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003) e não, necessariamente, representa tais regiões de fato. No exemplo da Figura 10, podemos perceber essa ocorrência em spaxels classificados como “AGN”, mas que não estão localizados no núcleo da galáxia. Deste modo, para evitar possíveis equívocos de interpretação e ressaltar a sua origem, precedemos o rótulo de cada classe por “BPT –”.

Figura 10 – Diagrama BPT e mapa da galáxia ESO344-16, coloridos de acordo com as linhas definidas por Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003). Pontos abaixo da linha de Kauffmann+03 representam regiões da galáxia tidas como de formação estelar; pontos acima da linha de Kewley+01 representam regiões da galáxia com contribuição proeminente de AGNs ou fontes mais duras em sua ionização; entre as duas linhas, temos os pontos que representam as regiões “intermediárias”. A linha de Stasińska et al. (2006) também é traçada neste diagrama para comparação com as demais.



2.4.2 As Linhas de Cid Fernandes no Diagrama WHAN

Além da classificação elaborada por Baldwin, Phillips & Terlevich (1981), Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003), utilizamos também a classificação desenvolvida para o diagrama $W_{H\alpha} \times [N II] / H\alpha$ (WHAN). Este diagrama foi introduzido por Cid Fernandes et al. (2010) com o intuito de obter uma classificação abrangente de linhas de emissão para galáxias do SDSS – *Sloan Digital Sky Survey*.

Uma das vantagens desta classificação é ser capaz de lidar com a população de galáxias de linhas fracas que, devido à falta de algumas das linhas de diagnóstico, não aparece em diagramas tradicionais.

Este diagrama também nos permite separar duas classes bem distintas de galáxias que se concentram na região LINER de outros diagramas (como é o caso do BPT): aquelas que hospedam um núcleo galáctico fracamente ativo (wAGN – *weak AGN*) e as que pararam de formar estrelas e são ionizadas apenas por suas estrelas quentes e evoluídas de baixa massa (HOLMES), chamadas de “aposentadas” (RGs – *Retired Galaxies*).

Buscando um critério útil para distinguir galáxias de núcleo ativo de galáxias aposentadas, Cid Fernandes et al. (2011) verificou que a largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$) fornece um excelente indicador observacional para esse parâmetro. Com base em sua distribuição bimodal, tomando $W_{H\alpha} = 3 \text{ \AA}$, logo foi obtida uma divisão prática entre wAGN e RGs (Cid Fernandes et al. 2011).

No diagrama WHAN cinco classes de galáxias são delineadas:

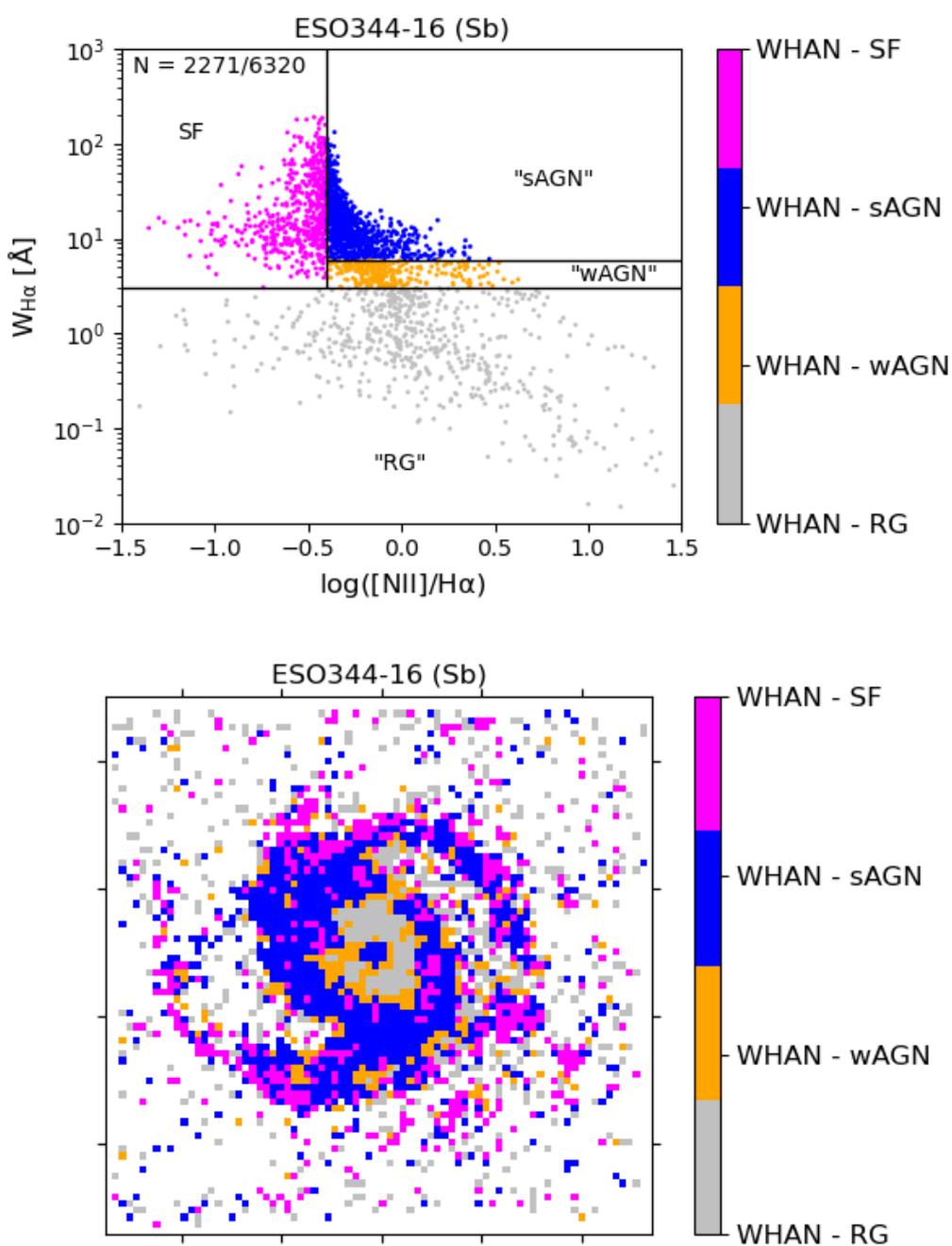
- I. Galáxias de formação estelar pura: $\log([N II]/H\alpha) < -0,4$ e $W_{H\alpha} > 3 \text{ \AA}$;
- II. AGN forte (Seyferts): $\log([N II]/H\alpha) > -0,4$ e $W_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$;
- III. AGN fraco: $\log([N II]/H\alpha) > -0,4$ e $3 \leq W_{H\alpha} \leq 6 \text{ \AA}$;
- IV. Galáxias aposentadas (falsas AGN): $W_{H\alpha} < 3 \text{ \AA}$;
- V. Galáxias passivas (ou sem linha): $W_{H\alpha}$ e $W_{[N II]} < 0,5 \text{ \AA}$.

Numa abordagem um pouco distinta de Cid Fernandes et al. (2011), não aplicamos o seu diagrama para a nossa amostra de galáxias, mas, individualmente, para cada uma delas. Com isso, analisamos regiões que apresentam um comportamento similar ao tipificado para galáxias inteiras.

Obtermos spaxels rotulados como “sAGN” no centro de uma galáxia é um indicativo para a existência real de um AGN ali. O mesmo não pode ser dito para spaxels situados nos braços espirais com essa rotulação, mas talvez indiquem a existência de fontes diversas daquelas de pura formação estelar nessas estruturas. Portanto, devemos ter cuidado ao interpretar os resultados dessa codificação.

A Figura 11 traz novamente o exemplo da galáxia ESO344-16, codificada agora pelas linhas do diagrama WHAN. Devido à finalidade deste trabalho, ressalta-se ainda que regiões aposentadas e passivas foram consideradas sob uma mesma classe ("RG").

Figura 11 – Diagrama WHAN e mapa da galáxia ESO344-16 coloridos de acordo com a separação proposta por Cid Fernandes et al. (2011). Particularmente, o nosso diagrama é dividido em quatro partes: formação estelar pura (SF), AGN forte ("sAGN"), AGN fraco ("wAGN") e região aposentada ("RG"). Cabe ressaltar que, no caso de galáxias individuais, tais classes não devem ser interpretadas literalmente, como já alertado no decorrer do texto.



Com base na análise desses dois diagramas (BPT e WHAN), agora, podemos identificar mais seguramente a existência (ou não) de AGNs em nossa amostra de galáxias. Para tanto, o método adotado avalia se a região em questão:

- I. É considerada um “AGN” (BPT): acima da curva de Kewley et al. (2001);
- II. É considerada um “sAGN” (WHAN): $\log([N II]/H\alpha) > -0,4$ e $W_{H\alpha} > 6 \text{ \AA}$;
- III. Se encontra num raio $r \leq 4$ pixels do centro da galáxia.

Caso atenda a todos estes requisitos, a existência de um AGN é assumida e o spaxel com esta classificação é mascarado no mapa.

2.4.3 Um caso à parte: Mascaramento por Amplitude e Sinal-Ruído

A amplitude (A) de uma linha de emissão é a “altura” que ela atinge. O ruído (N) é obtido através da raiz do valor quadrático médio (RMS – *Root Mean Square*) do espectro residual ao redor dessa linha.

O sinal-ruído (S/N) é dado pela razão entre o fluxo (entrada significativa) e a intensidade de N (entrada sem sentido ou indesejada) presentes em uma medição.

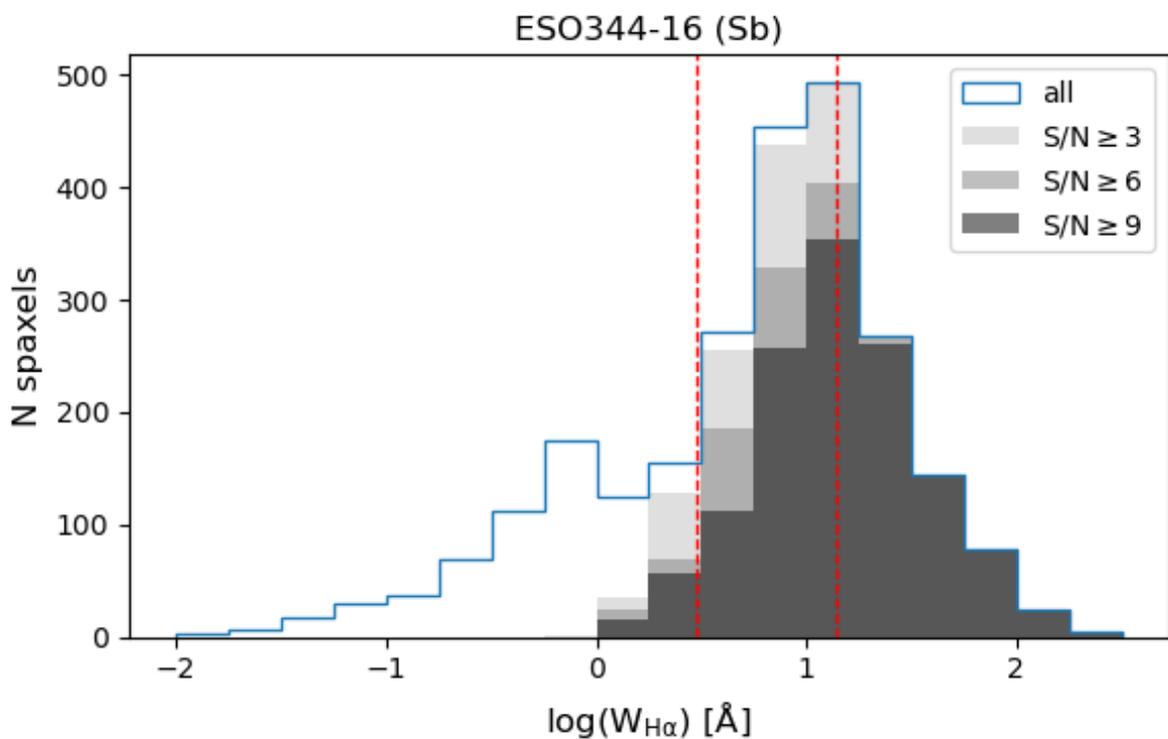
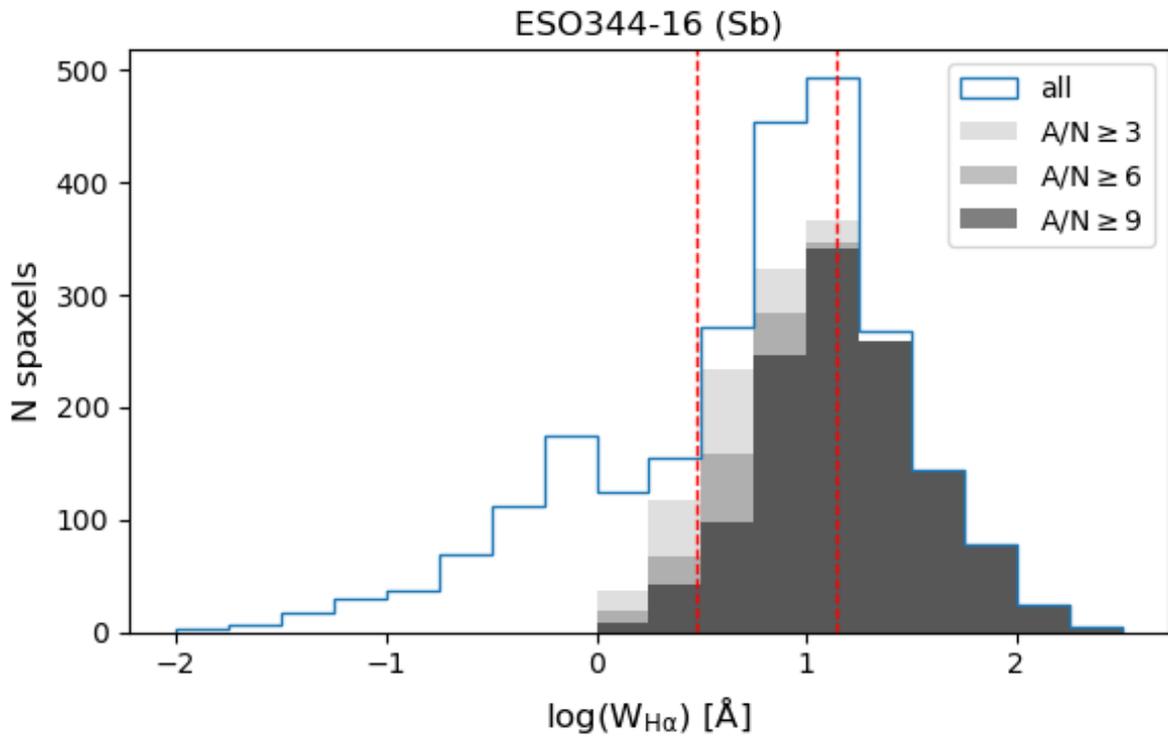
Deste modo, temos que uma relação de $S/N > 1$ indica que há mais sinal do que ruído para avaliação. Quanto mais alta é a razão, mais claro e fácil é de se detectar ou interpretar esse sinal; e quanto mais baixa, mais ofuscado por ruído esse sinal está. Fontes com S/N muito baixo podem ser difíceis de distinguir ou recuperar.

Em astrofísica, é natural encontrar essa perturbação nas medições pelo ruído de fundo. Entre outras causas para ele, podemos citar a existência de eventos externos (ruído instrumental, *background* do céu, redução de dados, entre outros) que afetam a medição em maior ou menor grau, dependendo do que é medido e da sensibilidade do dispositivo.

Por exemplo, nas regiões mais distantes do centro da galáxia, onde o brilho superficial é menor, há queda na relação S/N . Além disso, algumas galáxias ainda possuem outros objetos “intrusos” que precisam ser mascarados. Logo, por vezes, visando manter um S/N mínimo e garantir um espectro livre de contaminação, um pré-processamento mais cuidadoso se torna necessário.

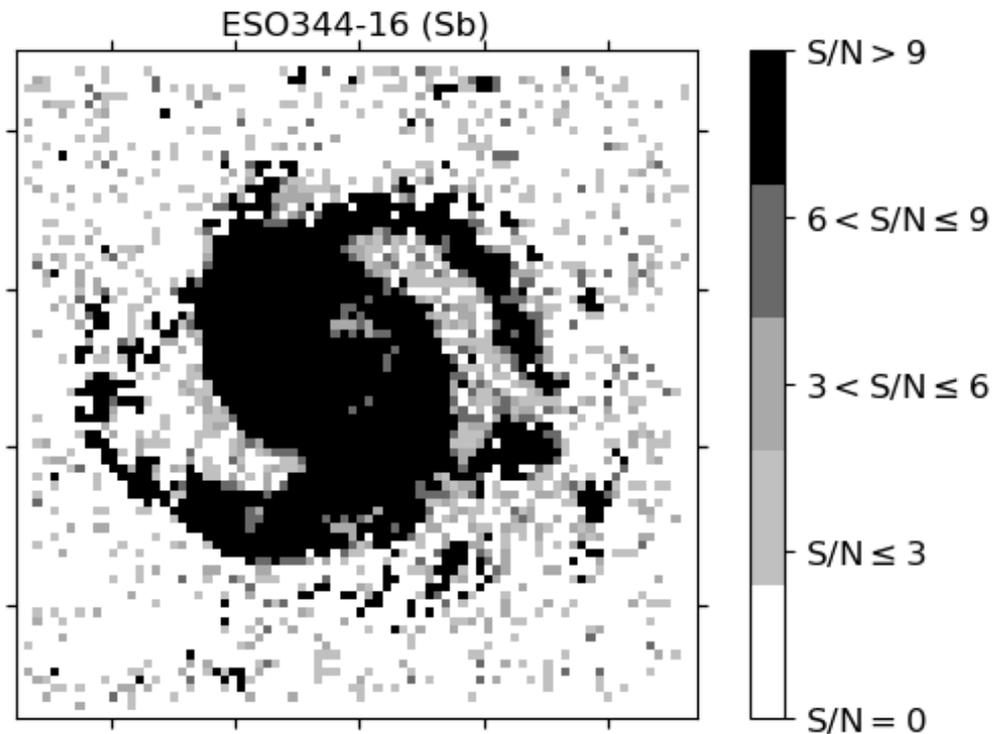
Com o intuito de analisar a distribuição e proporção de spaxels com melhor qualidade em cada galáxia, sobreposos seus histogramas em diferentes níveis de A/N e S/N . A Figura 12 traz um exemplo dessa análise para a galáxia ESO344-16.

Figura 12 – Distribuição dos spaxels da galáxia ESO344-16 de acordo com a largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$) e as classes de intensidade de amplitude e sinal-ruído, sendo codificados: em preto, relações ≥ 9 ; em cinza escuro, ≥ 6 ; em cinza claro, ≥ 3 ; e com um contorno azul, ≥ 0 . Também são tracejadas linhas em vermelho indicando os limites $W_{H\alpha} = 3 \text{ \AA}$ e $W_{H\alpha} = 14 \text{ \AA}$.



Percebendo a maneira como os níveis de S/N dos spaxels se distribuem pela $W_{H\alpha}$, é interessante observar também a qualidade do sinal em cada região das nossas galáxias. A Figura 13 mostra o mapa da galáxia ESO344-16 classificado de acordo com alguns intervalos de qualidade.

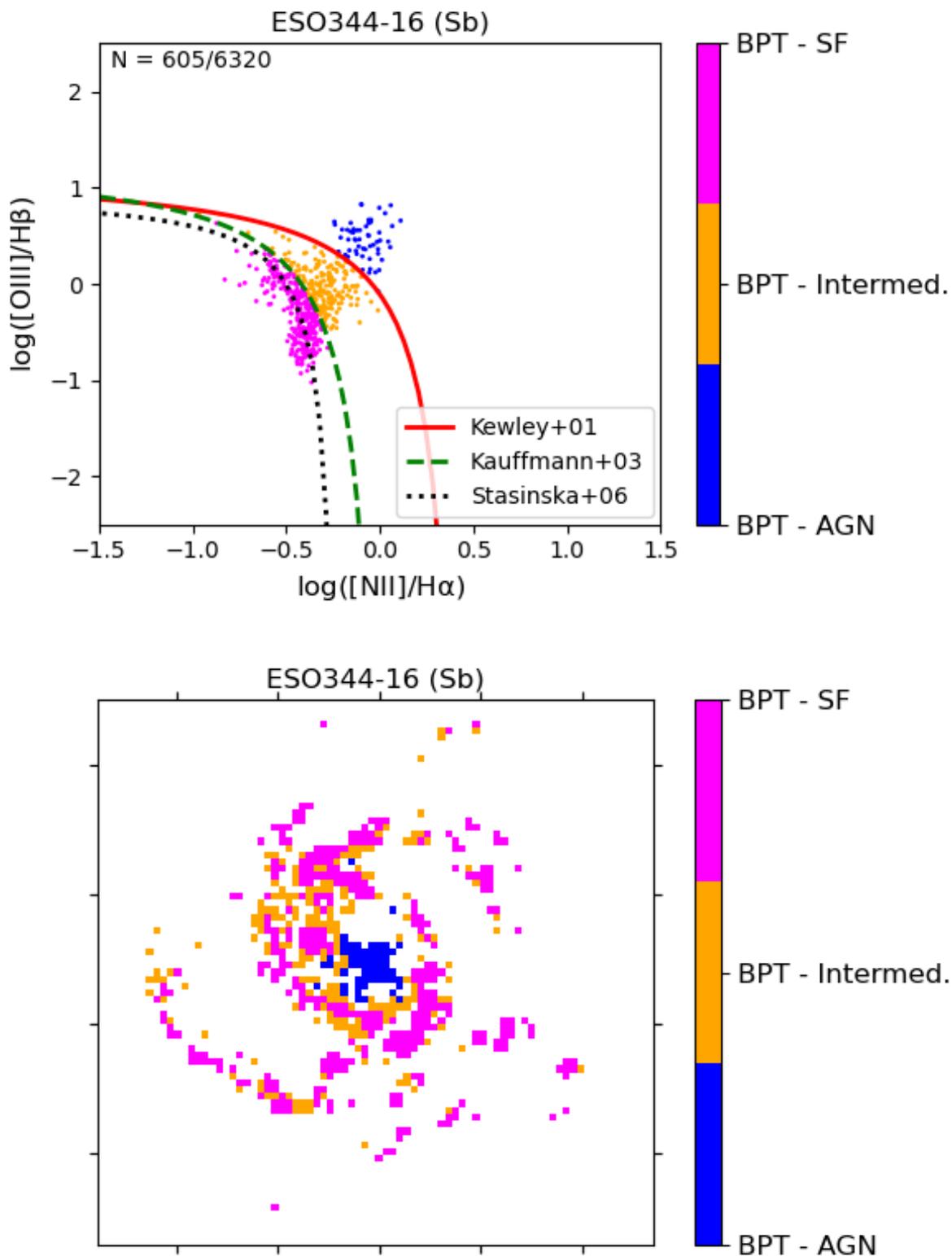
Figura 13 – Mapa da galáxia ESO344-16 codificado de acordo com as classes de intensidade de sinal-ruído, onde: preto, representa razões > 9 ; cinza-escuro, razões de $6-9$; cinza, de $3-6$; prata, ≤ 3 ; e branco, spaxels sem emissão.



Diversos métodos podem ser utilizados para melhorar o S/N de uma amostra mas, neste trabalho, isto foi feito filtrando-se os ruídos indesejados nas linhas de emissão consideradas pelos diagramas BPT (utilizado) e WHAN: $[N II]$, $H\alpha$, $[O III]$ e $H\beta$. Tal como Vale Asari et al. (2019), consideramos $S/N \geq 3$ para todas essas linhas.

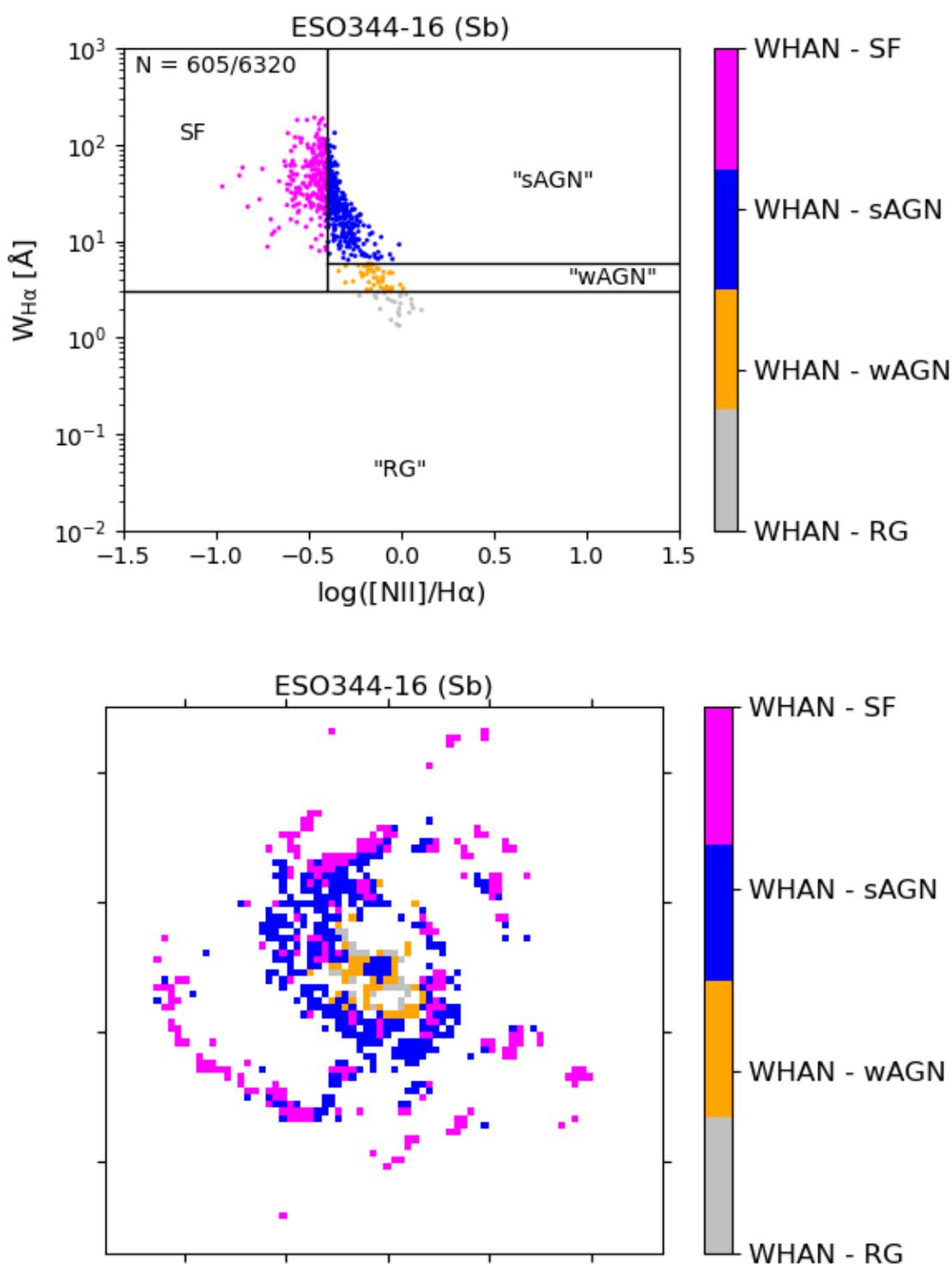
Um exemplo desta filtragem pode ser visto na Figura 14, que traz os mesmos elementos e galáxia avaliados na Figura 10.

Figura 14 – Diagrama BPT e mapa da galáxia ESO344-16, com spaxels filtrados em $S/N \geq 3$ nas linhas de emissão $H\alpha$, $H\beta$, $[N II]$, $[O III]$ e coloridos de acordo com as curvas definidas por Kewley et al. (2001) e Kauffmann et al. (2003).



Na Figura 15, pode ser visto o mesmo tratamento em relação ao diagrama WHAN e mapa correspondentes da Figura 11.

Figura 15 – Diagrama WHAN e mapa da galáxia ESO344-16, com spaxels filtrados em $S/N \geq 3$ nas linhas de emissão $H\alpha$, $H\beta$, $[S II]$, $[O III]$ e coloridos de acordo com a classificação proposta por Cid Fernandes et al. (2011).



Mais adiante, no Capítulo 4, discutiremos melhor sobre os efeitos do uso ou não dessa máscara de S/N nos principais resultados obtidos pela análise da soma dos fluxos de linha de emissão nos spaxels das galáxias de nossa amostra.

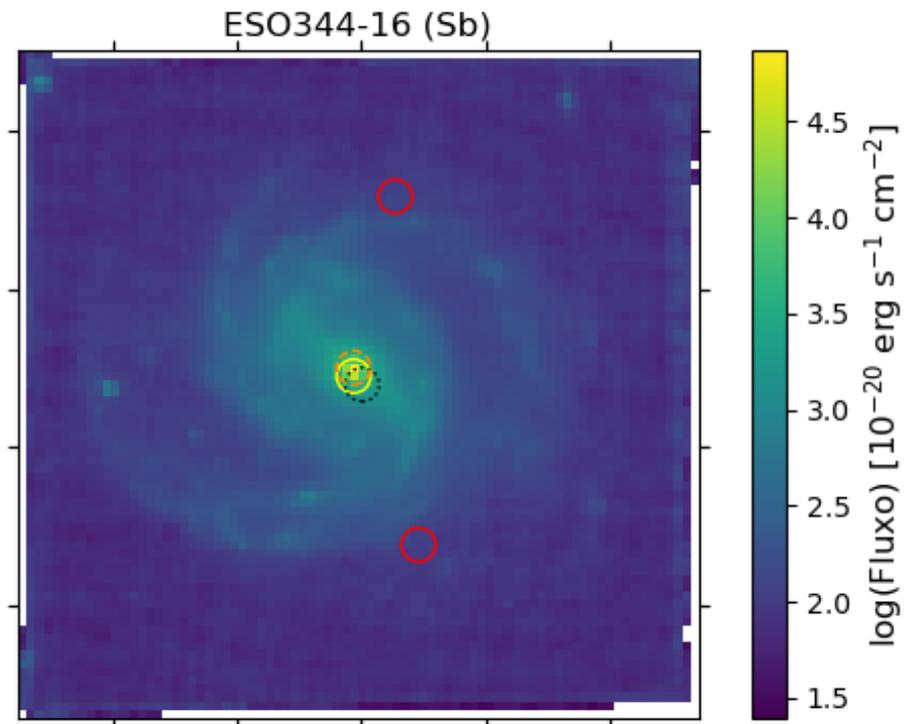
2.5 REMOÇÃO DE ESTRELAS DE CAMPO

Para a localização dos centros e estrelas de campo das galáxias de nossa amostra, fizemos o uso de um pacote do *Astropy*, chamado *Astroquery*, que é uma coleção de ferramentas para busca em bancos de dados hospedados em servidores remotos na internet. Mais especificamente, consultamos a biblioteca *Gaia* deste pacote. Fruto de uma missão espacial europeia que fornece dados de astrometria, fotometria e espectroscopia de milhões de estrelas na Via Láctea, essa biblioteca também disponibiliza dados em amostras significativas de objetos extragalácticos (Gaia Collaboration et al. 2016).

Com o auxílio do *Astroquery*, buscamos então observações do *Gaia* que estivessem no campo de visão do MUSE para as galáxias da nossa amostra. Eventualmente, algumas dessas localizações se mostraram deslocadas da posição verificada em nossos mapas de fluxo. O método utilizado para solucionar este problema, sempre que possível, foi verificar outras posições (fornecidas pelo próprio cubo) – para o centro da galáxia e o pixel de maior fluxo – e confrontá-las com a posição informada pelo *Gaia*, ajustando as demais posições de campo na mesma direção das coordenadas centrais. Nas poucas galáxias em que isso não se mostrou possível, fizemos o ajuste manual que se verificava mais adequado.

Um exemplo da localização desses elementos e de seus consequentes ajustes é destacado na Figura 16. Perceba como, neste caso, o pixel de maior fluxo parece indicar uma melhor localização do centro da galáxia, enquanto a posição informada pelo *Gaia* parece estar levemente abaixo do que era esperado. Logo, tendo a diferença entre esses pares de coordenadas como um bom parâmetro, corrigimos todas as demais posições no restante do campo.

Figura 16 – Mapa da galáxia ESO344-16 com as posições de estrelas de campo e de referência, utilizadas para ajuste das coordenadas, onde a circunferência, pontilhada em preto, indica o centro da galáxia informado pelo cubo de dados; tracejada em laranja, o pixel de maior fluxo do mapa; contínua em amarelo, o centro da galáxia fornecido pelo *Gaia*; contínua em vermelho, estrela de campo.

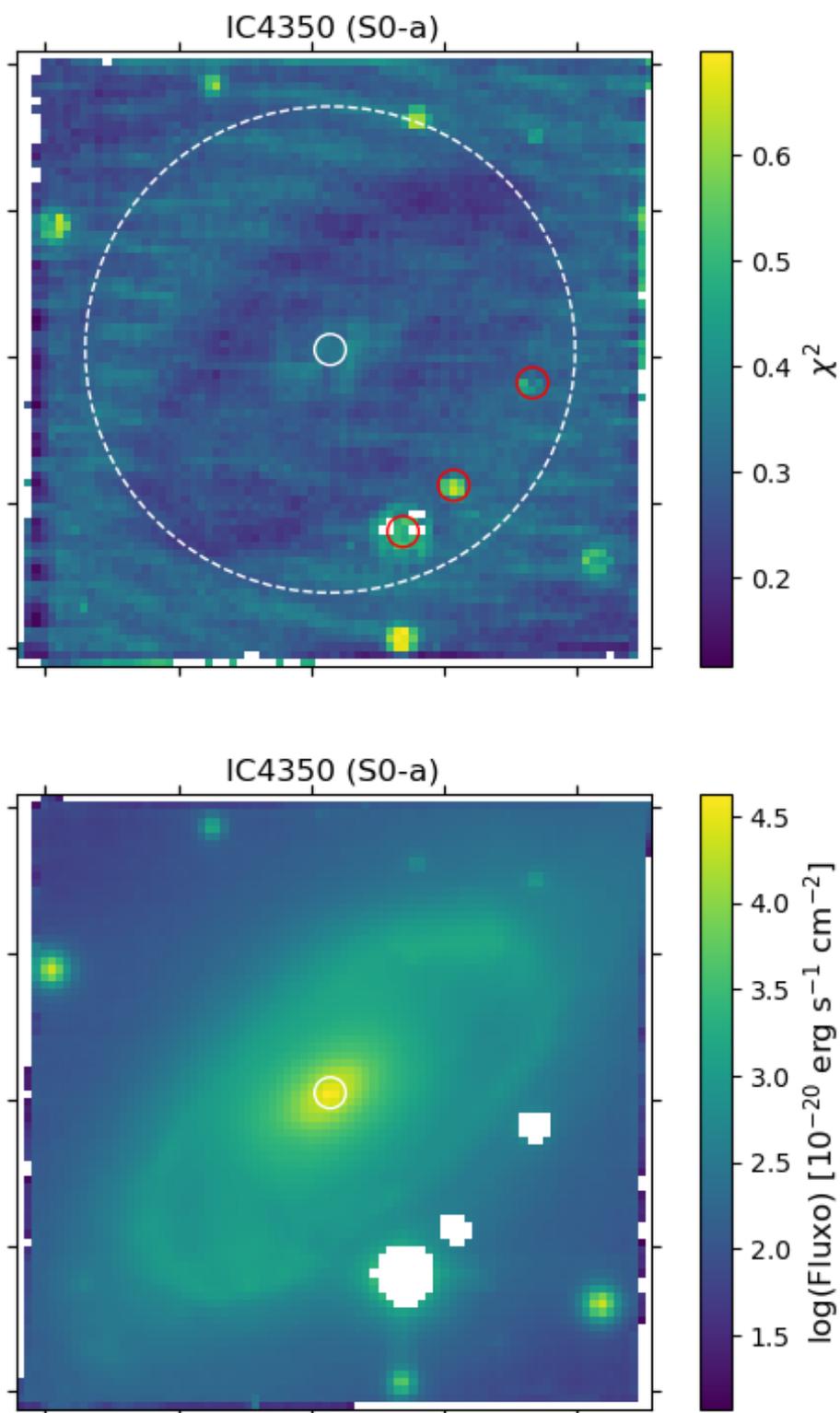


Contudo, nem todos os objetos listados pelo *Gaia* se tratam de estrelas de campo. Felizmente, por apresentarem um χ^2 reduzido perceptivelmente superior em relação aos demais objetos que fazem parte da estrutura da galáxia, os objetos de interesse puderam ser melhor filtrados em nossos mapas.

Na Figura 17, exibimos os mapas de fluxo normalizado e de χ^2_{red} para a galáxia IC4350, com a posição dos objetos de interesse já corrigida. Estrelas de campo foram identificadas desde que atendessem ao critério de $\chi^2_{\text{red}} \geq 3$ e estivessem localizadas dentro de um raio efetivo $R_e = 2,0$ (maiores discussões a respeito da motivação deste último serão feitas no Capítulo 4).

A máscara projetada para estrelas de campo é circular e conta com um raio-padrão de 2 pixels, levando-se em consideração de que a função de dispersão pontual (PSF – *Point Spread Function*) do AMUSING++ tem uma largura máxima à meia altura (FWHM) média de $1,0''$. Em alguns casos particulares, devido à uma influência mais abrangente da estrela pelos spaxels de sua vizinhança no mapa de fluxo, utilizamos ainda um raio de 3 ou 4 pixels.

Figura 17 – Mapas para a galáxia IC4350 de: (a) χ^2_{red} , com as posições (corrigidas) do centro da galáxia (círculo branco) e das estrelas de campo (círculos vermelhos) dentro de um raio efetivo com abertura 2,0, delimitado pela circunferência tracejada em branco; (b) fluxo normalizado, com a posição do centro da galáxia ainda ressaltada (círculo branco) e a máscara das estrelas de campo aplicada.



3 IDENTIFICAÇÃO DO GÁS DIFUSO NAS GALÁXIAS DO MUSE

3.1 MÉTODOS PARA IDENTIFICAR O DIG

Na literatura, dois métodos parecem se destacar na identificação do gás difuso ionizado (DIG) em galáxias espirais: o brilho superficial (Blanc et al. 2009; Zhang et al. 2017; Sanders et al. 2017; Poetrodjojo et al. 2019) e a largura equivalente de $H\alpha$ (Cid Fernandes et al. 2010; Gomes et al. 2016; Lacerda et al. 2018).

3.1.1 Brilho Superficial de $H\alpha$

Como notado por Hubble (1926), uma maneira de se descrever a forma de galáxias espirais é através do tamanho e brilho do disco e do bojo. Dada a imagem de um objeto estendido espacialmente, se F é o fluxo que provém de cada pixel e (x,y) são as suas coordenadas celestiais, em geral, utiliza-se para tanto o brilho superficial $\mu(x,y)$, que quantifica o brilho aparente ou a densidade de fluxo em (x,y) por unidade de área angular (Cid Fernandes et al. 2002). Como cada pixel corresponde a uma área angular $\delta\Theta \times \delta\Theta$, temos que:

$$\mu(x,y) = \frac{F(x,y)}{\delta\Theta^2}. \quad (14)$$

Vale ressaltar que μ não depende da distância (d). Tanto o fluxo quanto a área angular diminuem à medida que a distância aumenta, mas, como cada pixel varre uma área física $\delta l \times \delta l = (d \times \delta\Theta) \times (d \times \delta\Theta)$ na superfície da galáxia e o fluxo F que sai desta área corresponde a uma luminosidade $L = 4\pi d^2 F$, segue da equação (14) que:

$$\begin{aligned} \mu(x,y) &= \frac{F(x,y)}{\delta\Theta^2} \\ &= \frac{L / 4\pi d^2}{(\delta l \times \delta l) / d^2} \\ &= \frac{L / 4\pi d^2}{(\delta l)^2 / d^2} \\ &= \frac{L}{4\pi d^2} \cdot \frac{d^2}{(\delta l)^2} \\ &= \frac{L}{4\pi(\delta l)^2}. \end{aligned} \quad (15)$$

Deste modo, μ nos fornece quanta luminosidade é produzida por unidade de área do objeto, que pode ser medida em unidades de L_{\odot} por pc^2 .

A caracterização de regiões de formação estelar e DIG através do brilho superficial de $H\alpha$ ($\sum_{H\alpha}$) tem se mostrado um critério amplamente utilizado (Blanc et al. 2009; Sanders et al. 2017; Poetrodjojo et al. 2019), tendo por pressuposto de que esse brilho esteja diretamente relacionado com a densidade do gás ionizado, o que nem

sempre é verdade. Esse critério se baseia em calcular o brilho superficial da linha em determinada região da galáxia e, se este valor estiver acima do limiar, que segundo Zhang et al. (2017) para $H\alpha$ é:

$$\begin{aligned} \sum_{H\alpha}^{SF, \min} &= 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ kpc}^{-2} \\ &= 2.6 \times 10^5 L_{\odot} \text{ kpc}^{-2}, \end{aligned} \quad (16)$$

essa região é considerada de formação estelar (SF); caso contrário, é DIG.

Entretanto, como argumentado por Lacerda et al. (2018), este pode não ser um bom critério para determinação do DIG. Dependendo da orientação na qual a galáxia é observada, por exemplo, é possível que o observador confunda uma região DIG que possua uma alta concentração de estrelas velhas com uma região de formação estelar.

De forma mais geral, suponha a existência de duas regiões DIG contíguas, em um meio opticamente fino para fótons de $H\alpha$ e de forma que todo o volume é visto (Figura 18). Se, para cada região, A é a superfície e $F_{H\alpha} = A \times \sum_{H\alpha}$ é o fluxo dessa linha de emissão, então o brilho superficial de $H\alpha$ correspondente é definido por:

$$\sum_{H\alpha} = \frac{F_{H\alpha}}{A}. \quad (17)$$

Caso essas regiões sejam vistas uma ao lado da outra, ainda teríamos que:

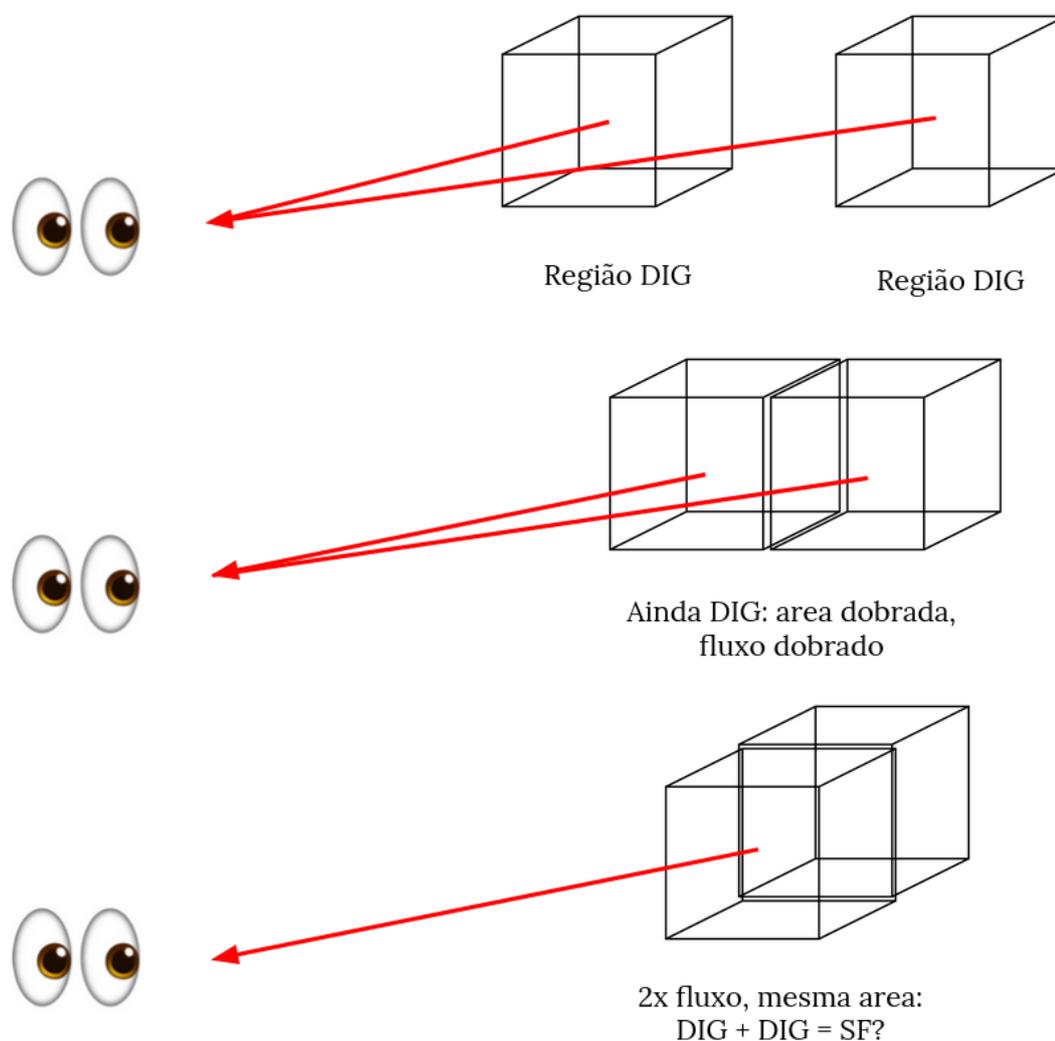
$$\begin{aligned} \sum_{H\alpha} &= \frac{2 \times F_{H\alpha}}{2 \times A} \\ &= \frac{F_{H\alpha}}{A}. \end{aligned} \quad (18)$$

Porém, se o valor de $\sum_{H\alpha}$ obtido para cada região é característico do DIG e está próximo do limiar de transição entre zonas DIG e de formação estelar, observar essas duas regiões ao longo de uma mesma linha de visada resultaria em:

$$\sum_{H\alpha} = \frac{2 \times F_{H\alpha}}{A}. \quad (19)$$

Com isso, erroneamente, classificaríamos a observação dessas regiões DIG como sendo de formação estelar. Logo, embora o método possa ser utilizado, é necessário que se esteja atento às suas hipóteses implícitas. Para facilitar o entendimento a respeito desse exemplo, trazemos um esquema visual dos casos citados na Figura 18.

Figura 18 – Efeitos da posição do observador ao se medir o brilho superficial de $H\alpha$ ($\sum_{H\alpha}$) em relação à duas regiões DIG contíguas e próximas do limiar de transição para SF (uma explicação mais detalhada sobre o assunto pode ser conferida no decorrer do texto).



3.1.2 Largura Equivalente de $H\alpha$

Para análises detalhadas de espectros, é conveniente se ter uma medida quantitativa da intensidade relativa de qualquer linha, seja ela de emissão ou absorção. É o que obtemos com a medição de sua largura equivalente (Stahler & Palla 2004).

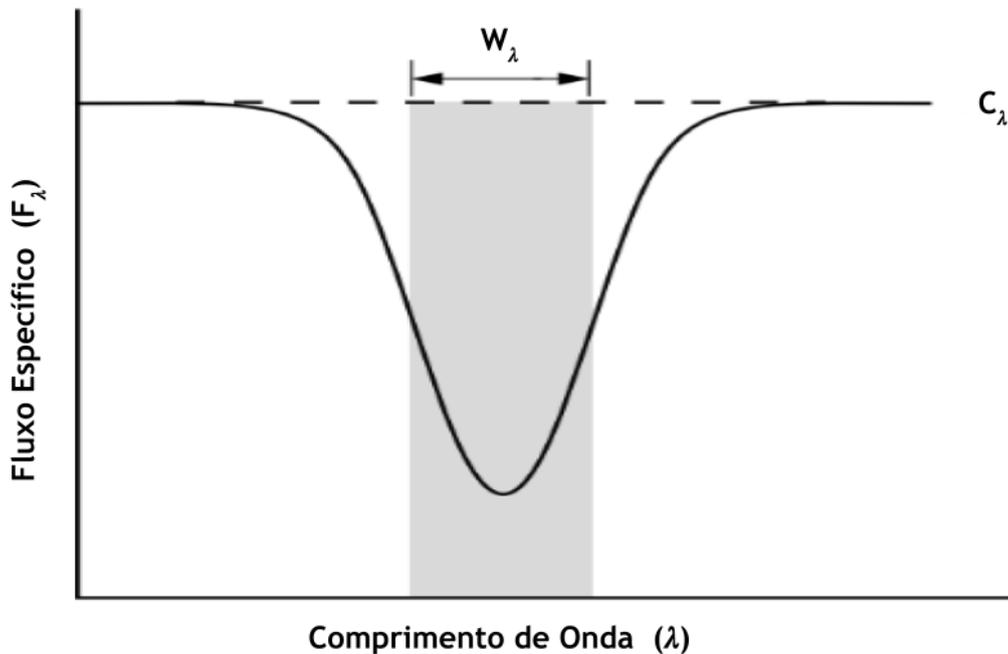
Seja λ uma linha de emissão (ou absorção) espectral. Se C_λ representa a intensidade do contínuo em ambos os lados da linha e F_λ a intensidade através de toda a faixa do comprimento de onda de interesse, a largura equivalente dessa linha (W_λ) é

definida como:

$$\begin{aligned} W_\lambda &\equiv \int \frac{C_\lambda - F_\lambda}{C_\lambda} d\lambda \\ &\equiv \int \left(1 - \frac{F_\lambda}{C_\lambda}\right) d\lambda. \end{aligned} \quad (20)$$

A Figura 19 mostra W_λ como a largura de uma linha hipotética, com um perfil retangular, e que representa a mesma carência de fluxo integrado do contínuo (área) que a linha original. Vale ressaltar que, nos casos onde W_λ é formalmente negativo, o seu valor absoluto é o que é utilizado.

Figura 19 – Definição de largura equivalente para uma linha (de absorção). Note que o perfil retangular é escolhido de forma que sua altura equivale à altura da linha do contínuo (em relação ao eixo das abcissas).



Fonte: Adaptado de Stahler & Palla (2004).

Portanto, segue que W_λ é a área da linha em comparação ao contínuo, sendo dada em unidades de comprimento de onda e, teoricamente, não dependente da resolução espectral.

Para a finalidade do nosso trabalho, definimos a largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$) de acordo com o que foi descrito por Flórido (2018) no processamento dos cálculos que são realizados pelo DOBBY:

$$W_{H\alpha} = \frac{F_{H\alpha}}{C_{H\alpha}}, \quad (21)$$

onde $C_{H\alpha}$ é o contínuo medido no espectro sintético ao redor da linha $H\alpha$.

Voltando ao exemplo retratado pela Figura 18, se observássemos duas regiões DIG, com largura equivalente de $H\alpha$ caracterizada pela Equação (21) e dispostas ao longo da nossa linha de visada, teríamos que a $W_{H\alpha}$ medida para esse conjunto é:

$$\begin{aligned} W_{H\alpha} &= \frac{2 \times F_{H\alpha}}{2 \times C_{H\alpha}} \\ &= \frac{F_{H\alpha}}{C_{H\alpha}}. \end{aligned} \quad (22)$$

Logo, regiões sobrepostas emitindo um mesmo fluxo $F_{H\alpha}$ e densidade de fluxo $C_{H\alpha}$ no contínuo, sobre uma área A , resultam numa $W_{H\alpha}$ que não apresenta a mesma propriedade inconveniente que a estimativa pelo $\sum_{H\alpha}$, classificando equivocadamente regiões DIG como de formação estelar.

Conforme dito por Lacerda et al. (2018), ao contrário de regiões de baixa $W_{H\alpha}$, que podem ser associadas seguramente a uma fonte de ionização dominante bem definida (HOLMES), ainda não foram constatados elementos suficientes em regiões de alta $W_{H\alpha}$ para associá-las a complexos de formação estelar, pois essas populações podem incluir outros processos ionizantes.

Deste modo, com a finalidade de identificar zonas onde a formação estelar é mais importante em relação às demais fontes de ionização, é útil subdividir regiões com $W_{H\alpha} > 3 \text{ \AA}$ nas classes de “mDIG”, onde há a predominância de fontes mistas, e “SFc”, dos complexos de formação estelar.

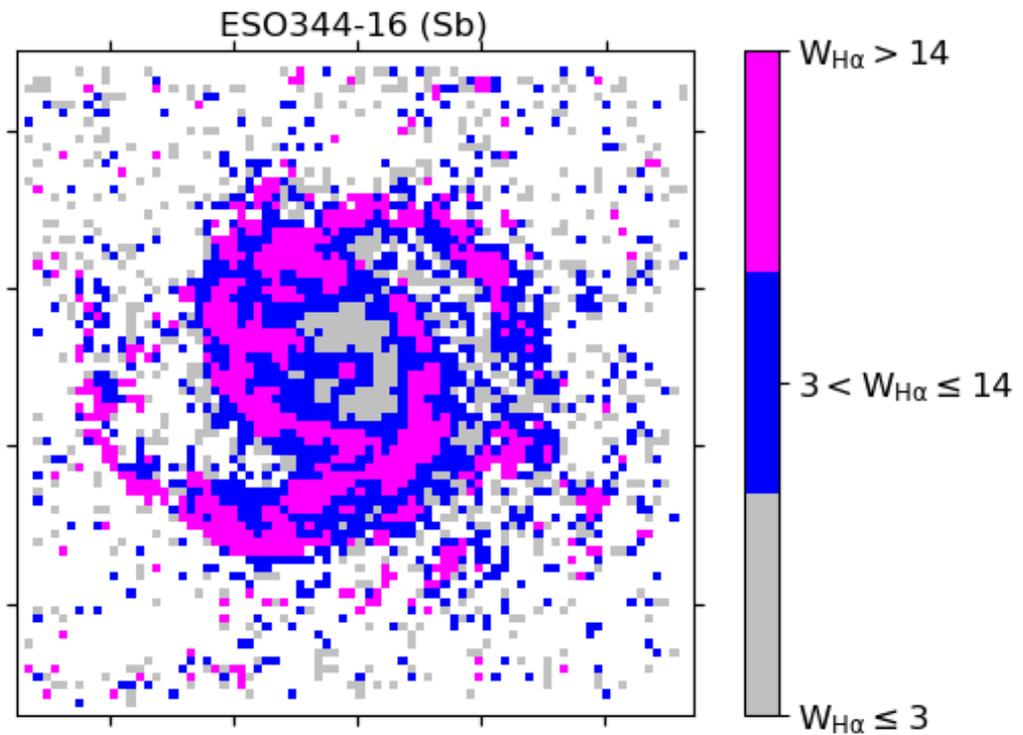
No entanto, como não existe um limite que separe claramente essas duas subclasses em termos da $W_{H\alpha}$, Lacerda et al. (2018) definiram esse valor de forma que coincidissem com o pico de distribuição da população de alta $W_{H\alpha}$ de sua amostra (destacado na Figura 2 de seu artigo), o que resultou na seguinte divisão:

- I. $W_{H\alpha} \leq 3 \text{ \AA}$ (hDIG): regiões predominantemente ionizadas por HOLMES;
- II. $3 \text{ \AA} < W_{H\alpha} \leq 14 \text{ \AA}$ (mDIG): regiões ionizadas tanto por HOLMES quanto complexos de formação estelar;
- III. $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$ (SFc): regiões predominantemente ionizadas por complexos de formação estelar.

Veja que este limite em 3 \AA , entre regiões “mDIG” e “hDIG”, é baseado em um consistente entendimento teórico da natureza da população “hDIG”. Um raciocínio análogo não se aplica ao limite em 14 \AA , entre regiões “mDIG” e “SFc”. Apenas o que se pode afirmar é que há uma proporção maior de complexos de formação estelar acima deste limite do que abaixo dele (Lacerda et al. 2018). Consequentemente, regiões “mDIG” podem apresentar alguma formação estelar ao mesmo tempo que “SFc” podem não representar regiões de pura formação estelar.

A Figura 20 exemplifica a classificação das regiões de uma galáxia através dos limites de $W_{H\alpha}$ definidos por Lacerda et al. (2018).

Figura 20 – Mapa da galáxia ESO344-16 colorido de acordo com as classes de largura equivalente de $H\alpha$, onde: magenta, representa spaxels com $W_{H\alpha} = 14 \text{ \AA}$; azul, spaxels com $3 \text{ \AA} < W_{H\alpha} \leq 14 \text{ \AA}$; e cinza, spaxels com $W_{H\alpha} \leq 3 \text{ \AA}$.

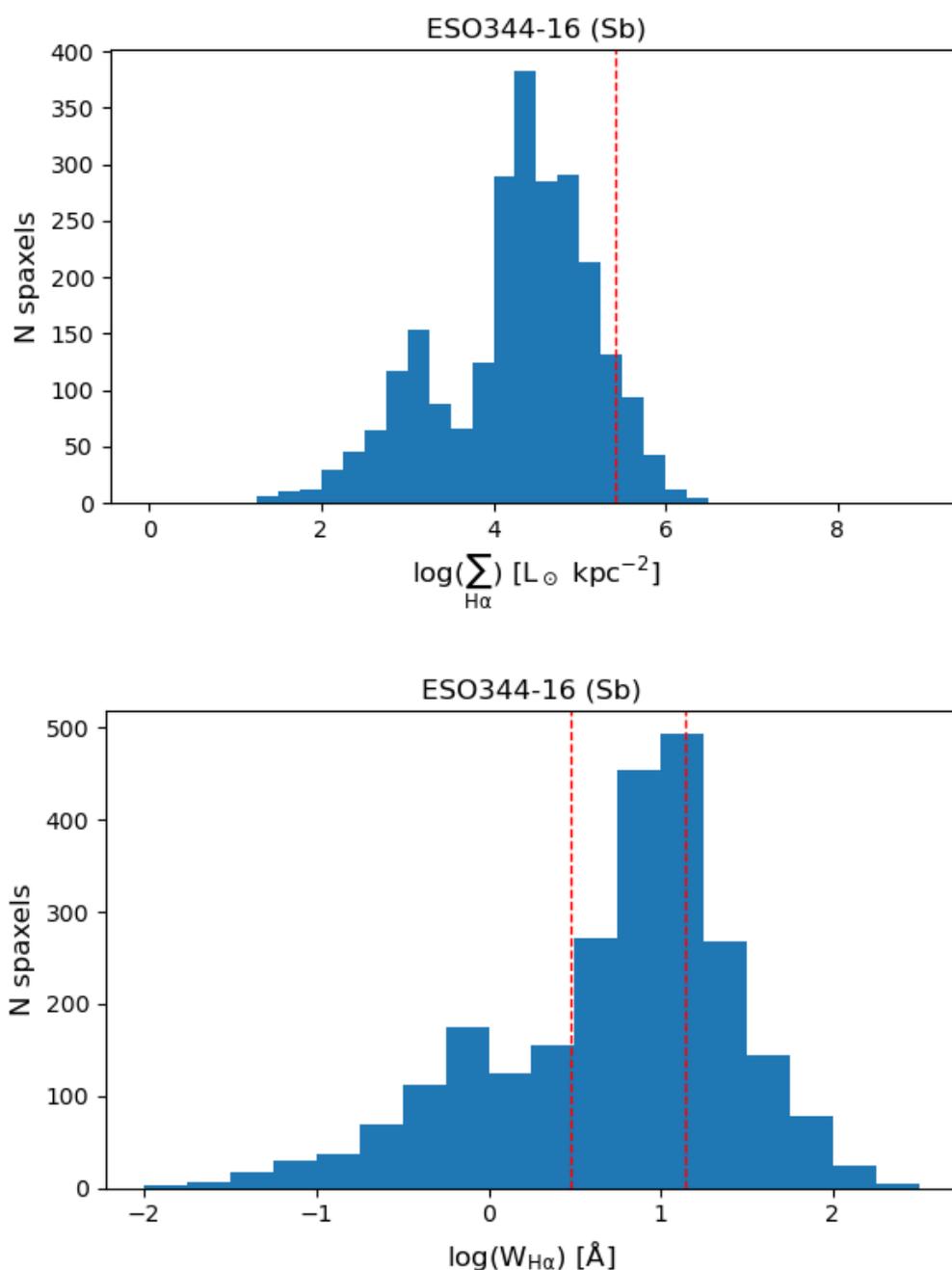


Note que, em geral, devido à resolução média de $\sim 422 \text{ pc}$ da nossa amostra, as regiões de formação estelar de nossas galáxias não podem ser consideradas ainda regiões de formação estelar puras, classicamente encontradas com um tamanho de $\sim 10 - 20 \text{ pc}$ (Phillips 2008). Tal resolução espacial média das galáxias da amostra ainda acaba nos limitando a identificar spaxels dominados por complexos de formação de estelar usando o mesmo corte arbitrário de Lacerda et al. (2018), em $W_{H\alpha} = 14 \text{ \AA}$.

3.2 USANDO $W_{H\alpha}$ PARA SEPARAR DIG DE SF

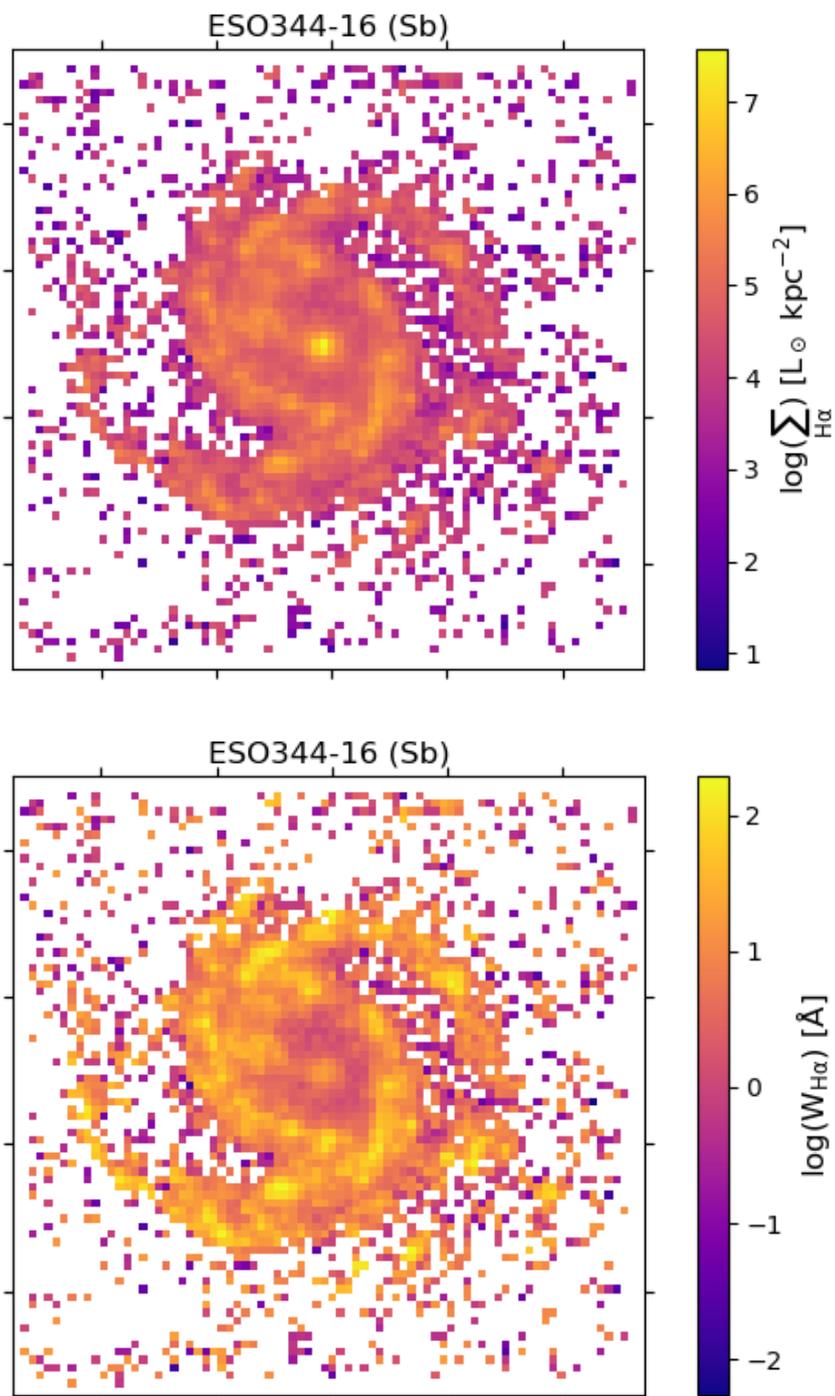
Devido aos efeitos da posição do observador, mencionados na seção 3.1, procuramos entender melhor como se dava a distribuição dos spaxels das galáxias em nossa amostra de acordo com ambos os métodos: $\sum_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$. A Figura 21 mostra um exemplo dessa comparação para a galáxia ESO344-16.

Figura 21 – Distribuição de spaxels da galáxia ESO344-16: no painel superior, em função do brilho superficial de $H\alpha$, com uma linha tracejada em vermelho no limite $\sum_{H\alpha}^{SF, \min} = 2.6 \times 10^5 L_{\odot} \text{ kpc}^{-2}$; no painel inferior, da largura equivalente de $H\alpha$, com linhas tracejadas em vermelho indicando os limites $W_{H\alpha} = 3 \text{ \AA}$ e $W_{H\alpha} = 14 \text{ \AA}$.



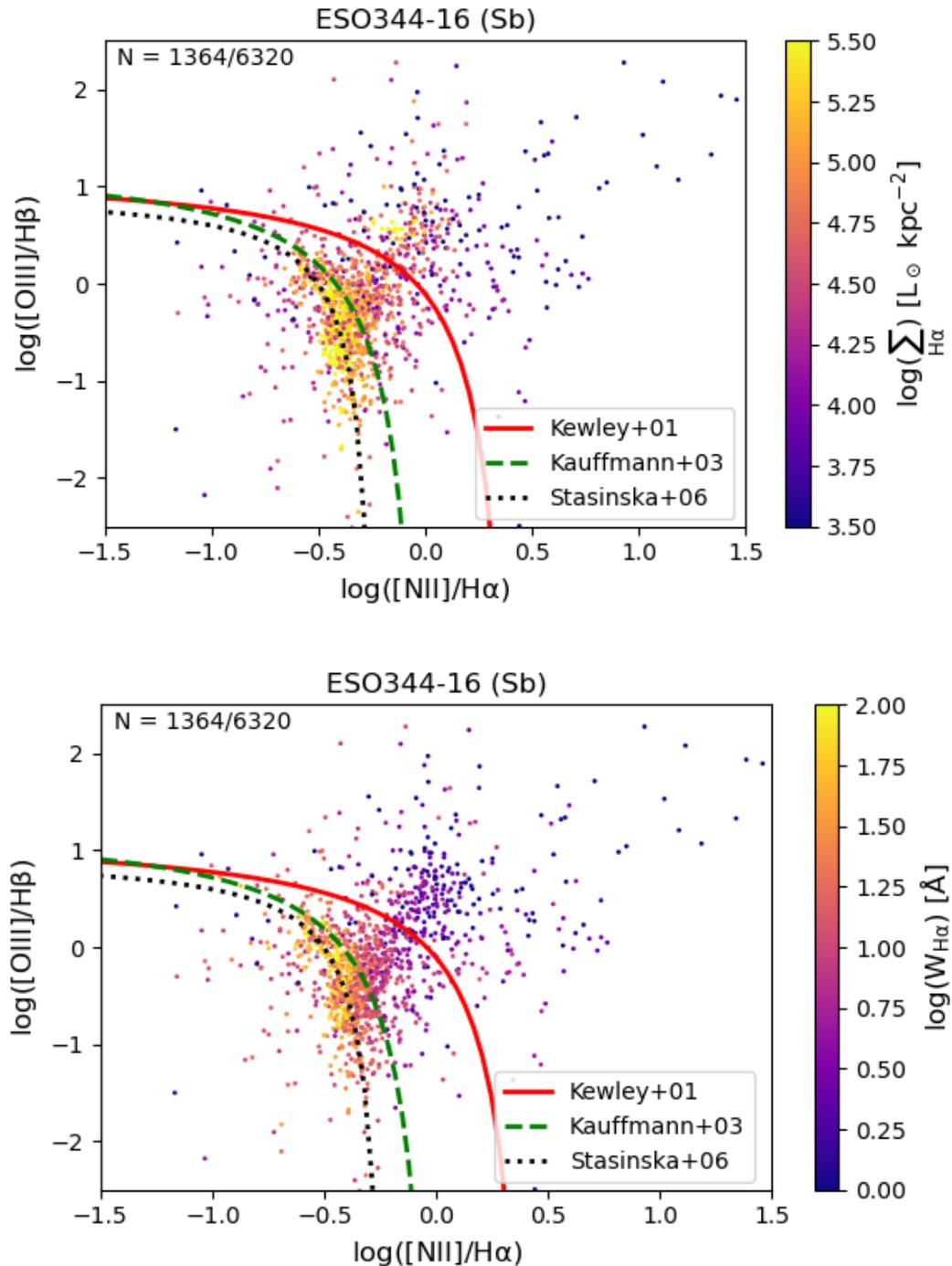
Neste exemplo, podemos observar que a distribuição de spaxels se dá de forma semelhante em cada método, Entretanto, o mesmo não ocorre quando comparamos seus mapas, codificados pelo $\sum_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$. Como pode ser visto na Figura 22, há uma variação considerável na medição de algumas regiões da galáxia (como o bojo).

Figura 22 – Para a galáxia ESO344-16, temos seu mapa colorido: no painel superior, pelo brilho superficial de $H\alpha$; no painel inferior, pela largura equivalente de $H\alpha$.



Este fato se torna ainda mais evidente quando contrapomos os diagramas BPT da galáxia codificados por cada um dos métodos. Na Figura 23, note que áreas que deveriam estar associadas a AGNs (ou fontes mais duras) possuem um brilho superficial tão intenso quanto regiões associadas ao processo de formação estelar.

Figura 23 – Diagramas BPT da galáxia ESO344-16 codificados: no painel superior, pelo brilho superficial de H α ($\Sigma_{\text{H}\alpha}$); no painel inferior, pela largura equivalente de H α ($W_{\text{H}\alpha}$).



Logo, uma classificação baseada na $W_{\text{H}\alpha}$ parece uma alternativa mais prudente quando não se há maiores detalhamentos a respeito do objeto estudado. Sendo uma grandeza intensiva e que independe do volume coberto por uma região projetada do céu, observar duas regiões na mesma linha de visada não muda o resultado da observação.

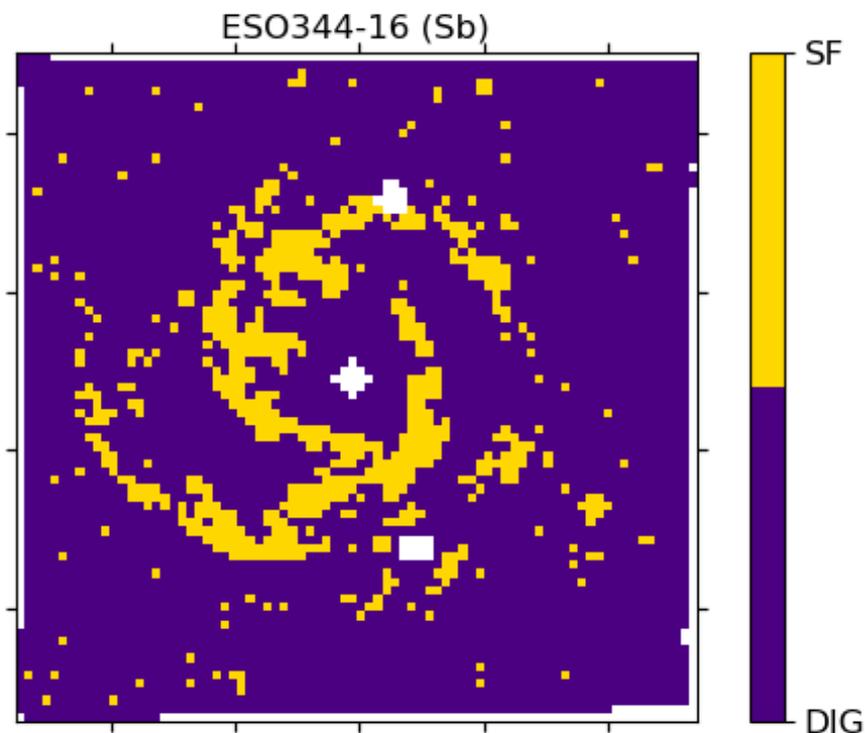
Isto contrasta com a natureza do $\sum_{H\alpha}$, que é uma grandeza extensiva, onde duas regiões sobrepostas na mesma linha de visada produzirão um aumento na medida e, em alguns casos, podendo fazer até mesmo regiões DIG serem confundidas com uma de formação estelar.

Além disso, a opção de correção para o DIG usando $W_{H\alpha}$ nas galáxias da nossa amostra também é motivada pela argumentação de Lacerda et al. (2018), onde $W_{H\alpha}$ está ligada à população estelar ionizante do meio, variando de poucos Å, para HOLMES, a centenas de Å, para populações jovens.

Deste modo, escolhemos o critério de Lacerda et al. (2018) e Vale Asari et al. (2019) devido, principalmente, ao fato da $W_{H\alpha}$ não confundir o DIG presentes nos bojos e nas partes centrais das galáxias com emissão não-DIG.

A Figura 24 mostra, portanto, a separação existente entre regiões H II e dominadas por DIG para a galáxia ESO344-16 de acordo com este método ($W_{H\alpha}$).

Figura 24 – Mapa de classificação DIG – SF por $W_{H\alpha}$ para a galáxia ESO344-16, onde spaxels codificados em: amarelo, representam complexos de formação estelar definidos pela largura equivalente de $H\alpha$ (com $W_{H\alpha} > 14$ Å); e roxo, com maior presença do DIG. As máscaras para AGN e estrelas de campo (dentro de um $R_e = 2,0$) também foram aplicadas.



4 RESULTADOS E DISCUSSÃO

4.1 REMOVENDO O DIG DAS GALÁXIAS DO MUSE EM FUNÇÃO DO RAI0 EFE-TIVO

Como dito por López-Cobá et al. (2020), o raio efetivo (R_e) ou raio de meia-luz (R_{50}) de uma galáxia é classicamente definido como o raio no qual metade da luz total do sistema é emitida. Essa definição assume uma simetria esférica intrínseca da galáxia ou que ela é, ao menos, circularmente simétrica quando vista no plano do céu.

Em galáxias espirais, a distribuição do brilho superficial se dá de maneira diferente no bojo e no disco (Oliveira Filho & Saraiva 2003). Ao escolher R_e como o raio da isofota, curva que caracteriza uma taxa específica na qual o brilho da superfície diminui, devido à semelhança existente entre o bojo e galáxias elípticas, seus perfis radiais podem ser expressos pela lei de *de Vaucouleurs-Sérsic*:

$$I(R) = I_e \cdot \exp \left[-7.669 \left(\sqrt[4]{\frac{R}{R_e}} - 1 \right) \right], \quad (23)$$

onde I_e é o brilho da superfície em $R = R_e$.

Já o disco apresenta um perfil radial exponencial:

$$I(R) = I_0 \cdot \exp \left[-\frac{R}{R_s} \right], \quad (24)$$

onde I_0 é o brilho superficial central extrapolado e R_s é a escala de distância (distância entre o centro e o ponto do disco onde o brilho decai por um fator de $1/e$).

Note que conceitos desta natureza são úteis para que, entre outras coisas, possamos definir escalas espaciais em galáxias e comparar galáxias entre si. Cid Fernandes et al. (2013) argumentam que pesquisas baseadas em espectros integrados oferecem uma lista mais rica de diagnósticos dos componentes gasosos e estelares, mas carecem de resolução espacial e sofrem de efeitos de abertura; tendo um espectro por objeto, centrado no núcleo e que, possivelmente, acaba não cobrindo toda a galáxia.

Devido ao uso de pequenas fibras para medir o espectro das galáxias, existe a possibilidade da ocorrência de um efeito particular. Este efeito, chamado de “viés de abertura”, pode introduzir uma dependência de *redshift* nos espectros medidos da galáxia, uma vez que a fração da luminosidade total da galáxia detectada na fibra aumenta conforme há um aumento na distância (Cid Fernandes et al. 2005).

Uma interpretação ingênua desta tendência que pode nos ocorrer é que, à medida que o *redshift* aumenta, mais luz da galáxia entra na fibra, fazendo com que as

linhas de emissão do núcleo tornem-se cada vez mais diluídas e difíceis de se detectar. Este fenômeno está fortemente relacionado com a distância, mas massas estelares também crescem fortemente de acordo com o *redshift* (Cid Fernandes et al. 2010).

Mannucci et al. (2021) perceberam que os efeitos de abertura na espectroscopia de regiões H II próximas são, em grande parte, responsáveis pela diferença observada em algumas medidas: quando os espectros de regiões H II locais são extraídos usando aberturas suficientemente grandes, evitando ainda o DIG, as relações de linha observadas são as mesmas que em galáxias mais distantes. Este resultado é muito relevante ao utilizarmos métodos de linha forte para medir a metalicidade.

A importância do DIG varia com a distância galactocêntrica, como mostrado por Lacerda et al. (2018). Deste modo, em observações de abertura única, espera-se que as correções para o DIG dependam da fração de cobertura da abertura.

Portanto, repetimos o procedimento de Vale Asari et al. (2019), que utilizaram fórmulas de correção para galáxias inteiras e espectros de abertura única, para as frações de R/R_{50} que se mostraram mais apropriadas para a sua amostra: 2,0 e 0,7. Esta última obtida após iteradas tentativas para diversos valores de abertura central de R/R_{50} . Constatando pouca variação nas curvas ajustadas para $R/R_{50} = 0,4 - 0,8$, exibiram apenas o caso correspondente a $R/R_{50} = 0,7$, aplicável à observações SDSS de galáxias até *redshifts* de $\sim 0,5$, que é aproximadamente o limite de *redshift* para objetos espectroscópicos na amostra *Luminous Red Galaxy* do SDSS DR7 (York et al. 2000).

Os valores de raio efetivo para a nossa amostra foram obtidos através das tabelas de López-Cobá et al. (2020), nas quais constavam 63 (das 76) galáxias de nosso interesse. Para esse tabelamento, López-Cobá et al. (2020) realizaram uma análise isofotal nas imagens de banda *V* produzidas a partir dos cubos de dados das galáxias presentes em sua coleção. Fazendo antes o mascaramento das estrelas de campo, várias isofotas foram estimadas em diferentes distâncias galactocêntricas até um brilho superficial de $25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (o raio isofotal ou R_{25}). O R_e foi derivado com base na distribuição cumulativa de fluxos dentro dessas isofotas, estimado como o raio no qual metade da luz total está contida. O ângulo de posição e a inclinação da última isofota também foram adotados para possíveis correções de inclinação.

As Figuras 25 e 26 mostram os mapas de fluxo e de formação estelar para a galáxia ESO344-16, com emissões avaliadas dentro das aberturas pré-definidas em função do raio efetivo.

Figura 25 – Mapas da galáxia ESO344-16, com máscaras para AGN e estrelas de campo, dentro de uma abertura de $R/R_{50} = 2,0$, sendo que temos: no painel superior, o mapa de fluxo; no painel inferior, o mapa de formação estelar.

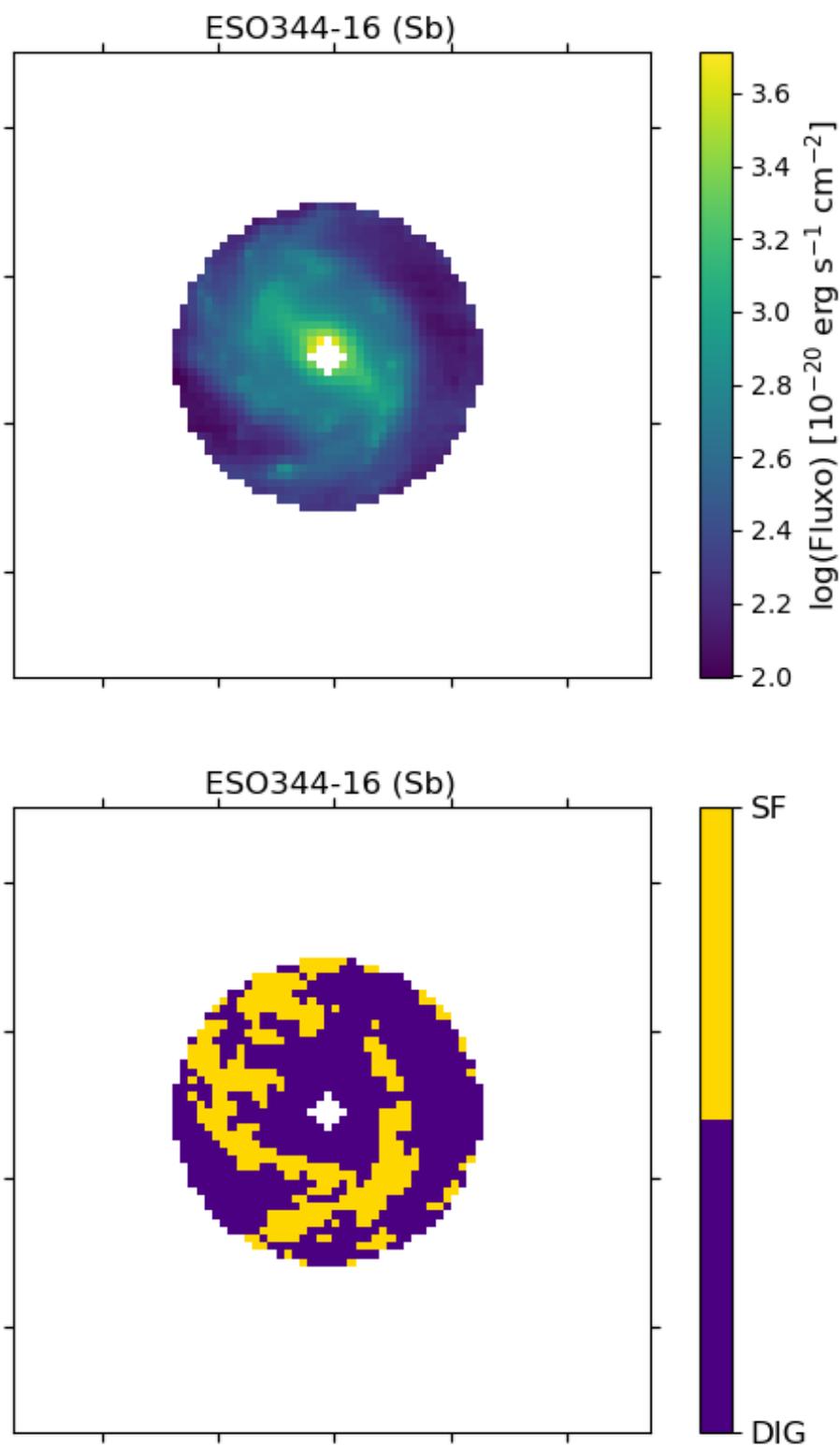
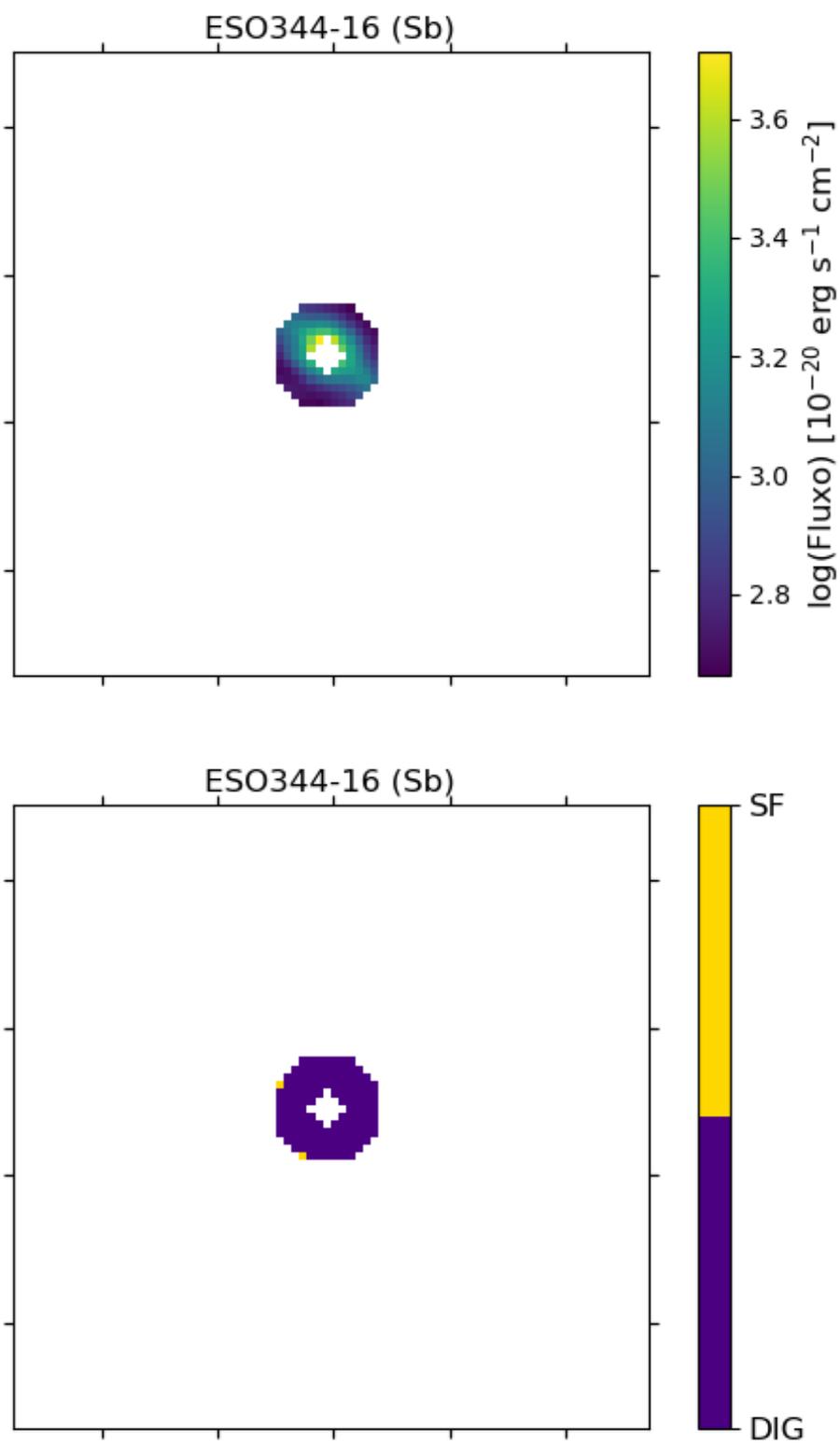
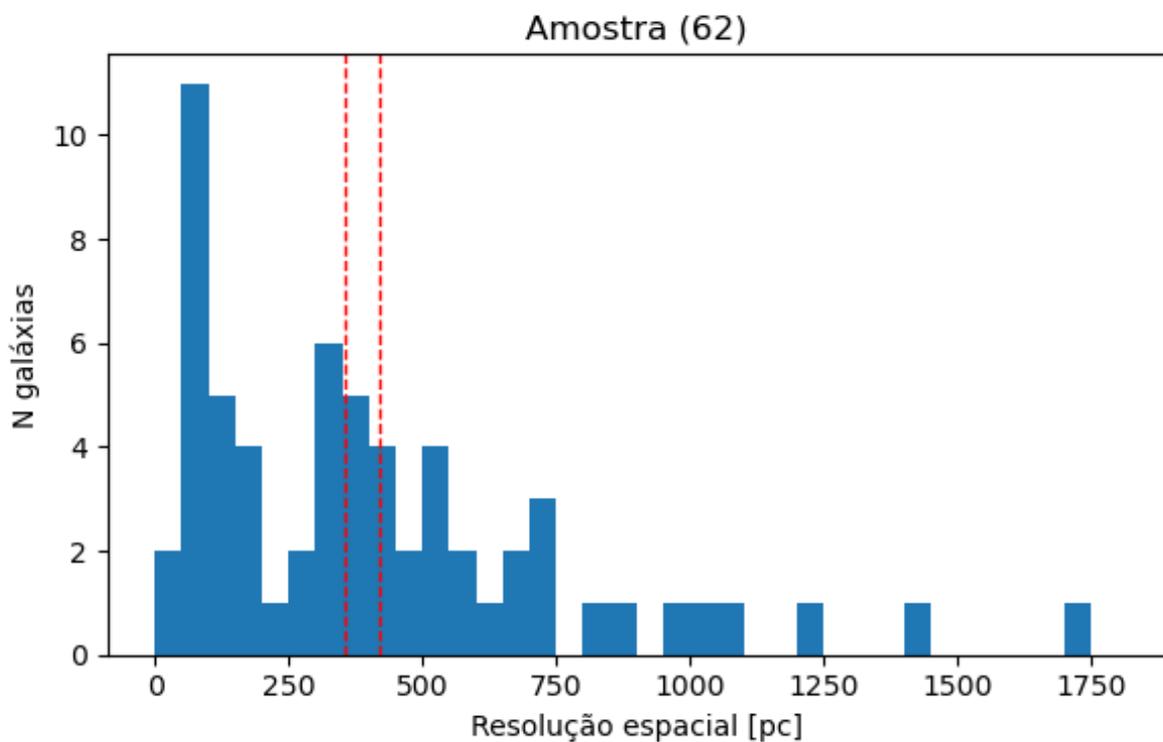


Figura 26 – Mapas da galáxia ESO344-16, com máscaras para AGN e estrelas de campo, dentro de uma abertura de $R/R_{50} = 0,7$, sendo que temos: no painel superior, o mapa de fluxo; no painel inferior, o mapa de formação estelar.



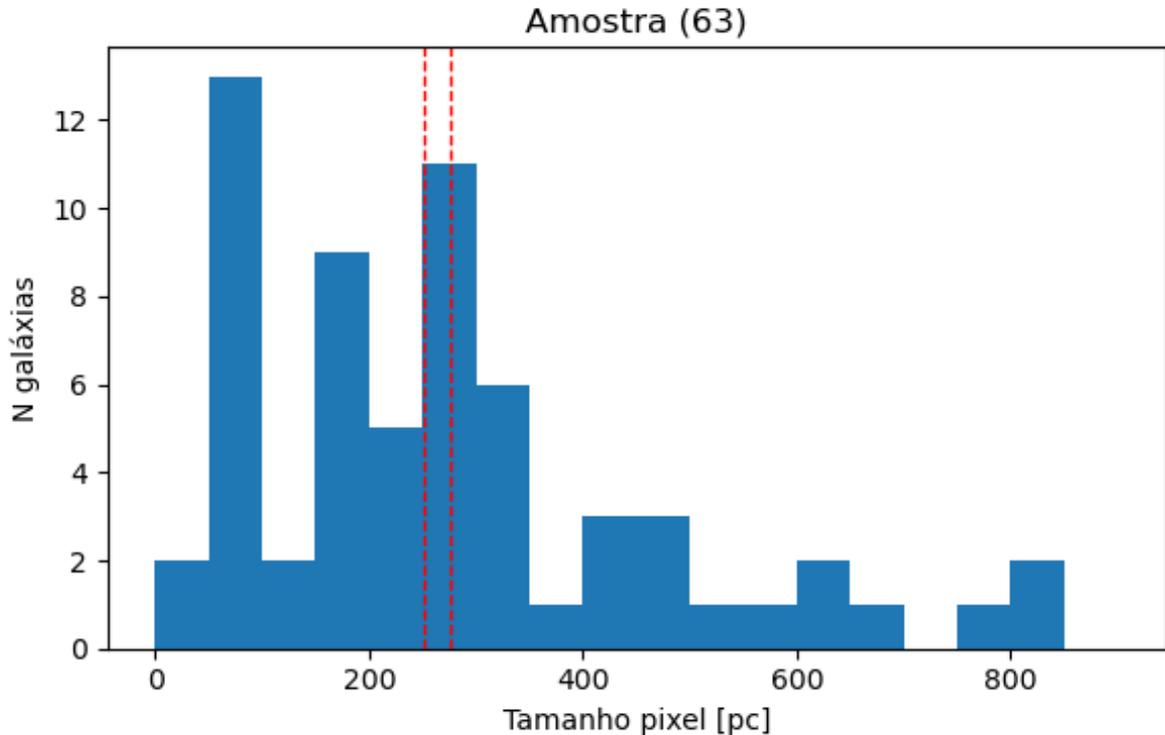
Com a redução da nossa amostra para 63 galáxias, é interessante verificarmos quais as novas características da sua resolução espacial e tamanho de pixels. A Figura 27 evidencia a distribuição de resolução nessa seleção (ou subamostra), que varia de 41 a 1720 pc, mas possui uma resolução média de 420 pc e mediana de 355 pc.

Figura 27 – Distribuição da resolução espacial da subamostra (62 galáxias) com R_e definido por López-Cobá et al. (2020), excluída a galáxia ESO18-18; linhas tracejadas em vermelho indicam os valores de média (276 pc) e mediana (251 pc).



A Figura 28 traz a distribuição do tamanho dos pixels para cada galáxia, que varia de 44 a 846 pc, mas possui um tamanho médio de 276 pc e mediano de 251 pc.

Figura 28 – Distribuição do tamanho dos pixels para cada galáxia da subamostra (63 galáxias) com R_e definido por López-Cobá et al. (2020); linhas tracejadas em vermelho indicam os valores médio (276 pc) e mediano (251 pc).



4.2 CORREÇÃO DE LUMINOSIDADES DE LINHAS DE EMISSÃO

O procedimento de correção adotado nesta pesquisa é o mesmo utilizado por Vale Asari et al. (2019). Em cada abertura, fizemos a comparação entre a emissão total da galáxia (L^{obs}) e a emissão atribuída apenas às regiões formadoras de estrelas (L^{SFc}). Essas curvas de correção do DIG foram calculadas para galáxias inteiras, com $R/R_{50} = 2,0$, e para o valor de cobertura típica, com $R/R_{50} = 0,7$.

Algumas das galáxias da amostra, mesmo possuindo um raio efetivo definido, ainda extrapolavam os limites do campo de visão fornecidos pelo instrumento, perdendo-se parte das emissões que seriam de interesse na avaliação da abertura. Optou-se, então, por remover todas que não pudessem ser medidas integralmente na abertura.

O parâmetro observacional vinculado ao valor da fração da luminosidade proveniente das regiões SFc em relação a luminosidade total dentro da abertura ($f \equiv L^{\text{SFc}} / L^{\text{obs}}$) é a largura equivalente global de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}^{\text{obs}}$). O sobrescrito “obs” é usado para reforçar o fato de que esta quantidade foi medida dentro de uma abertura e não é a $W_{H\alpha}$ medida em um spaxel.

As linhas de emissão utilizadas em nossos cálculos foram $H\beta$, $[O\ III]\lambda 5007$, $H\alpha$, $[N\ II]\lambda 6584$ e $[S\ II]\lambda 6716 + \lambda 6731$, todas em função da $W_{H\alpha}^{obs}$. Porém, diferente de Vale Asari et al. (2019), devido à faixa de cobertura espectral do MUSE (4650 – 9300 Å), não pudemos realizar a análise de $[O\ II]\lambda 3726 + \lambda 3729$, pois se encontra fora dos nossos domínios de medição.

Deste modo, para cada uma dessas linhas, a Figura 29 mostra a razão entre a luminosidade da linha apenas em regiões de formação estelar (L^{SFc}) e a luminosidade total (L^{obs}) em função de $\log(W_{H\alpha}^{obs})$, medidas em aberturas circulares de tamanho $R/R_{50} = 2,0$ ou, equivalentemente, $2 R_{50}$ (galáxias inteiras).

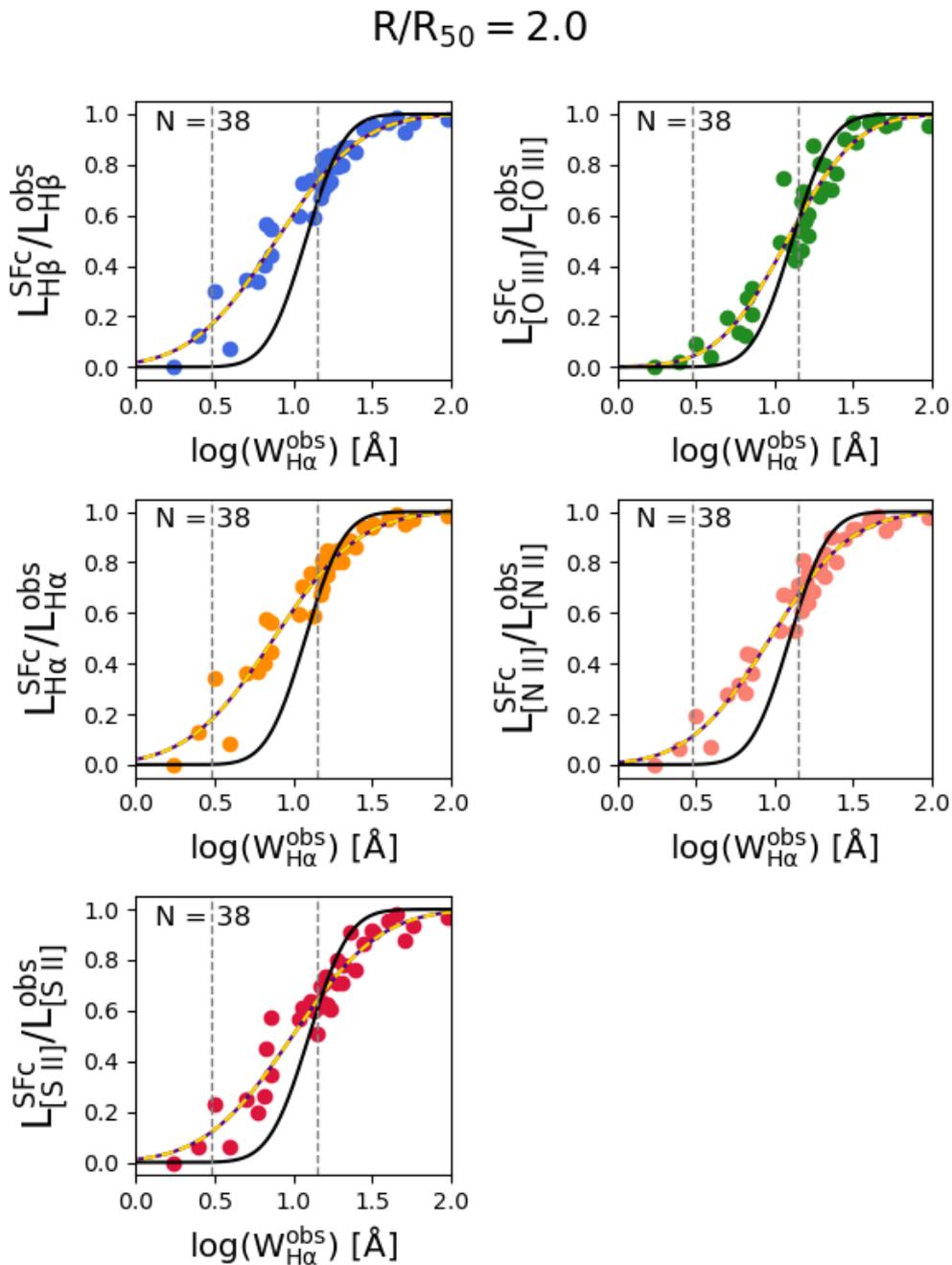
Em cada painel, a linha sólida índigo e a linha tracejada amarela mostram o ajuste aos dados de acordo com a função de distribuição cumulativa normal (f), com $x = \log_{10}(W_{H\alpha})$, e definida por:

$$f(\log_{10}(W_{H\alpha}^{obs}), x_0, \sigma) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma} \int_{-\infty}^{\log_{10}(W_{H\alpha}^{obs})} e^{-(x-x_0)^2/2\sigma^2} dx, \quad (25)$$

onde x_0 é o centro da curva inclinada e σ é a largura da gaussiana subjacente, que são os parâmetros desse ajuste.

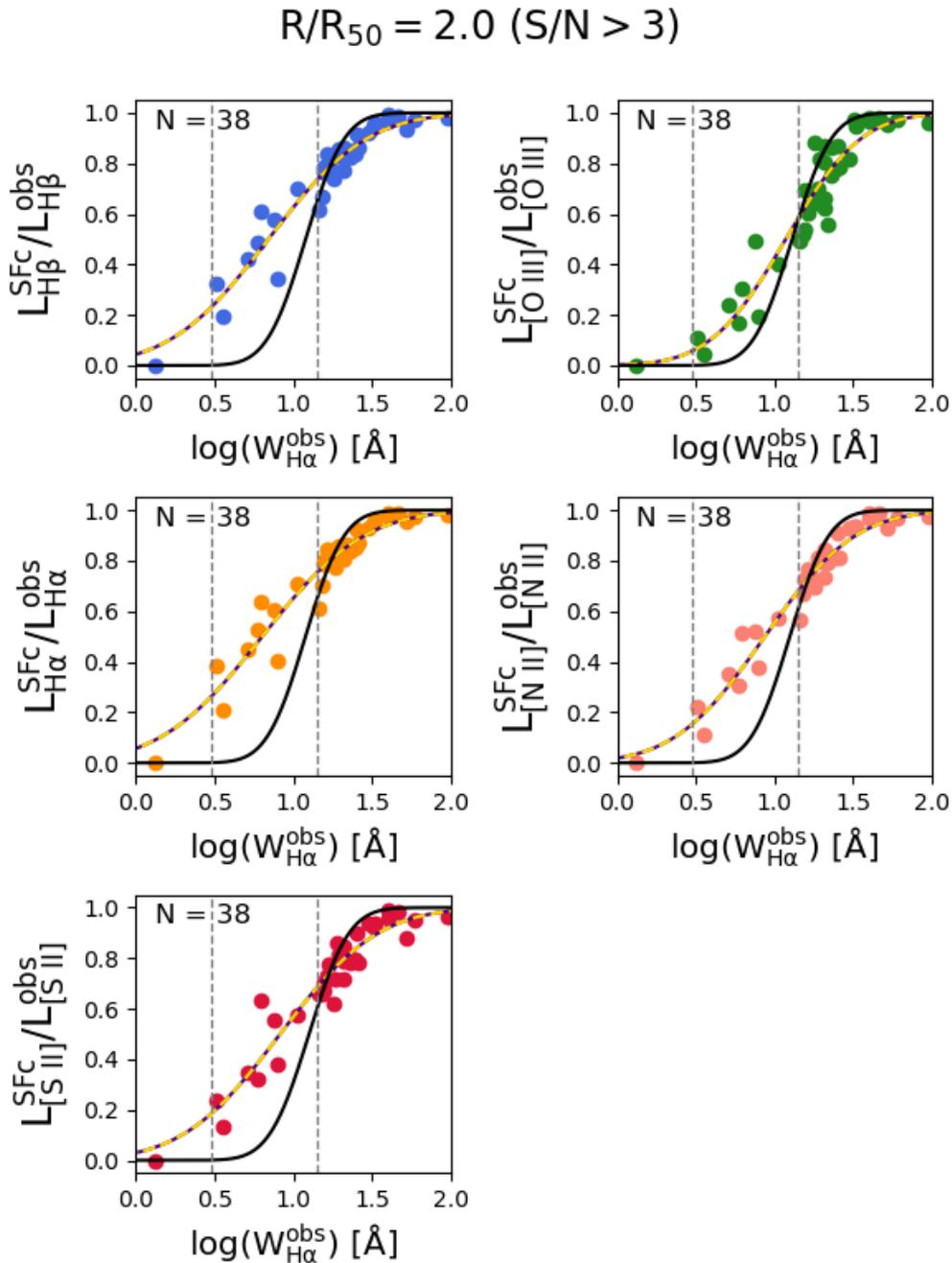
Devido aos valores assumidos pela galáxia ESO141-32 serem perceptivelmente destoantes dos demais, traçamos uma curva auxiliar sem a influência desta galáxia para comparar com a de ajuste. Ainda, como esta é uma das galáxias que excedem os limites do campo de visão em $R/R_{50} = 2,0$, seu efeito não é visto nesta abertura; ao contrário do que ocorre em $R/R_{50} = 0,7$.

Figura 29 – Cada painel mostra os resultados para determinada linha de emissão ($H\beta$, $[O III]$, $H\alpha$, $[N II]$ ou $[S II]$) para uma abertura circular de tamanho $R/R_{50} = 2,0$ e apresenta duas linhas verticais tracejadas em cinza, em $W_{H\alpha}^{obs} = 3 \text{ \AA}$ e $W_{H\alpha}^{obs} = 14 \text{ \AA}$; uma linha preta sólida, que representa a curva de ajuste traçada por Vale Asari et al. (2019) para esta abertura; uma linha índigo sólida, que é o ajuste para as nossas medições, excluindo-se a galáxia ESO141-32; e uma linha tracejada em amarelo, que é o ajuste sem desprezar esta última. Estes ajustes definem a correção para linhas de emissão que são apropriadas para galáxias inteiras e cujos parâmetros ajustados são fornecidos na Tabela 2.



Como mencionado no Capítulo 2, é interessante verificarmos os efeitos de um filtro adicional de sinal-ruído na soma dos fluxos de algumas linhas de emissão nos spaxels de cada galáxia. A Figura 30 mostra a curva ajustada em cada painel após a aplicação desse filtro, tendo $S/N > 3$ para as linhas de emissão $H\beta$, $[O\ III]\lambda 5007$, $H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$.

Figura 30 – Painéis da Figura 29, onde foi aplicada a máscara de $S/N > 3$ para todas as linhas de emissão de interesse. Os parâmetros ajustados são fornecidos na Tabela 2.



Na Tabela 2, são fornecidos os coeficientes resultantes do nosso ajuste para cada razão de linha de emissão, observada em galáxias inteiras ($R/R_{50} = 2,0$), juntamente com aqueles obtidos após a aplicação do filtro por S/N e por Vale Asari et al. (2019) para comparação.

Tabela 2 – Parâmetros de correção adequados para galáxias inteiras ($R/R_{50} = 2,0$) obtidos por nós, em x_0 e σ . Para sinalizar os coeficientes obtidos após o filtro de $S/N > 3$ e por Vale Asari et al. (2019), adicionaram-se sobrescritos SN e V , respectivamente. Todos são medidos em $[\log \text{Å}]$.

Linha	x_0	σ	x_0^{SN}	σ^{SN}	x_0^V	σ^V
H β	0.890	0.4258	0.842	0.4934	1.078	0.1944
[O III] λ 5007	1.081	0.3489	1.072	0.3771	1.113	0.1963
H α	0.877	0.4307	0.802	0.5086	1.077	0.1932
[N II] λ 6584	0.974	0.4058	0.939	0.4511	1.098	0.1944
[S II] λ 6716 + λ 6731	0.995	0.4383	0.917	0.4879	1.100	0.1993

Para esta abertura, como podemos observar nas Figuras 29 e 30 e na Tabela 2, não houve diferenças significativas entre a aplicação ou não da máscara do S/N .

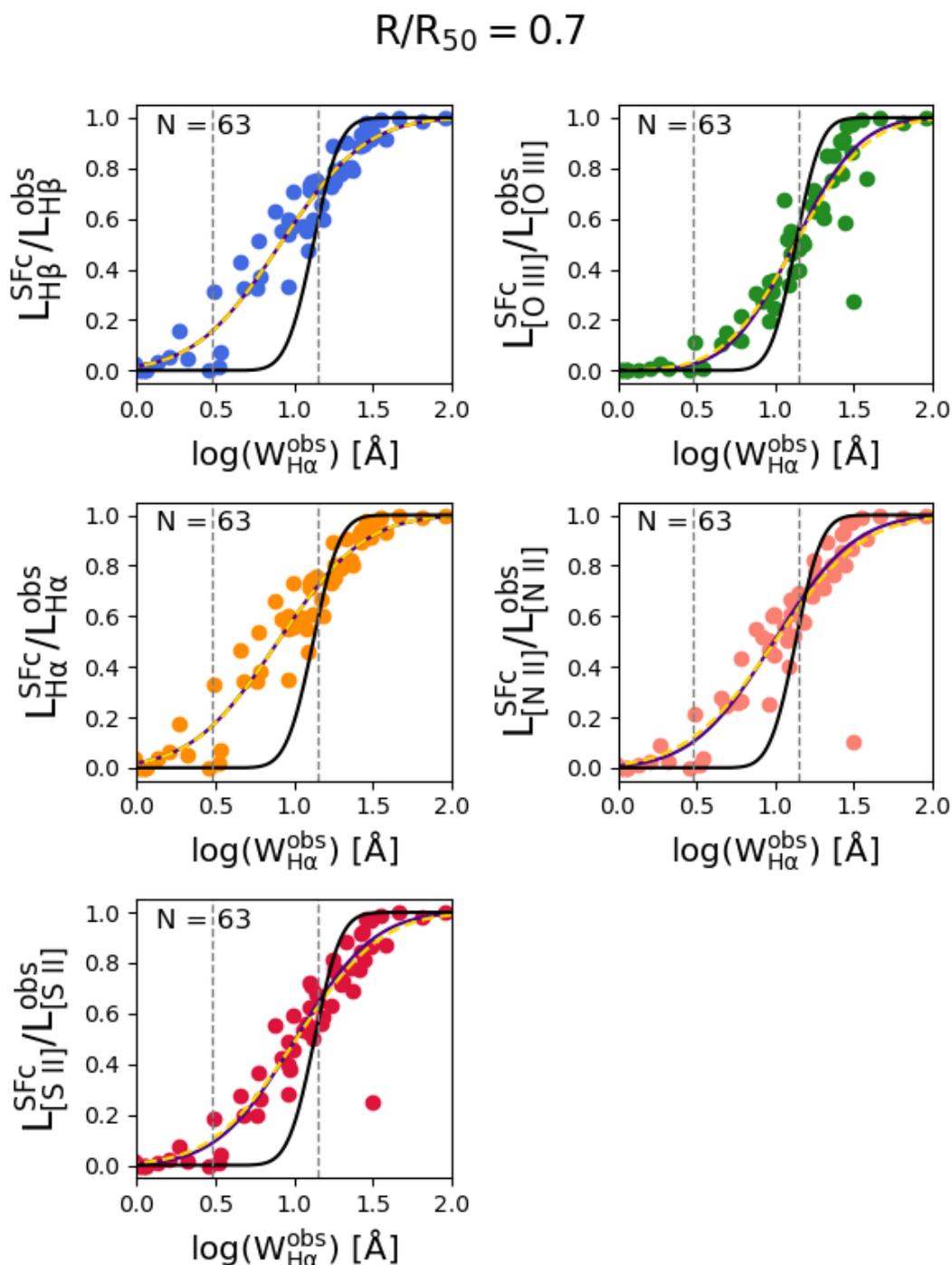
Em ambos os casos, usando estes valores, podemos corrigir as luminosidades das linhas de emissão em espectros de abertura circular para galáxias inteiras. Assim, a emissão advinda da formação estelar corrigida pela emissão do DIG pode ser obtida através da seguinte expressão:

$$\begin{aligned}
 L^{SFc} &= L^{obs} \cdot \frac{L^{SFc}}{L^{obs}} \\
 &= L^{obs} \cdot f(\log_{10}(W_{H\alpha}^{obs}), x_0, \sigma).
 \end{aligned}
 \tag{26}$$

Portanto, para corrigir L^{obs} da luminosidade de uma linha de emissão, basta escolher os valores apropriados de x_0 e σ para essa linha e medir o seu $\log_{10}(W_{H\alpha}^{obs})$.

Na Figura 31, são apresentados os mesmos painéis da Figura 29, mas para a abertura de $R/R_{50} = 0,7$. Analogamente, a Tabela 3 mostra os coeficientes de ajuste obtidos para essa abertura.

Figura 31 – Painéis como os da Figura 29, mas para uma abertura circular de tamanho $R/R_{50} = 0,7$. Cada painel apresenta duas linhas verticais tracejadas em cinza, em $W_{H\alpha}^{obs} = 3 \text{ \AA}$ e $W_{H\alpha}^{obs} = 14 \text{ \AA}$; uma linha preta sólida, que representa a curva de ajuste traçada por Vale Asari et al. (2019) para esta abertura; uma linha índigo sólida, que é um ajuste para as nossas medições, excluindo-se a galáxia ESO141-32; e uma linha tracejada em amarelo, que é o ajuste sem desprezar esta última. As correções mostradas nesses gráficos são apropriadas para observações centrais de galáxias e os parâmetros ajustados são fornecidos na Tabela 3.



A Figura 32 mostra, agora para a abertura $R/R_{50} = 0,7$, a curva ajustada em cada painel após a aplicação desse filtro, tendo $S/N > 3$ para as linhas de emissão $H\beta$, $[O\ III]\lambda 5007$, $H\alpha$ e $[N\ II]\lambda 6584$.

Figura 32 – Painéis da Figura 31, onde foi aplicada a máscara de $S/N > 3$ para todas as linhas de emissão de interesse. Os parâmetros ajustados são fornecidos na Tabela 3.

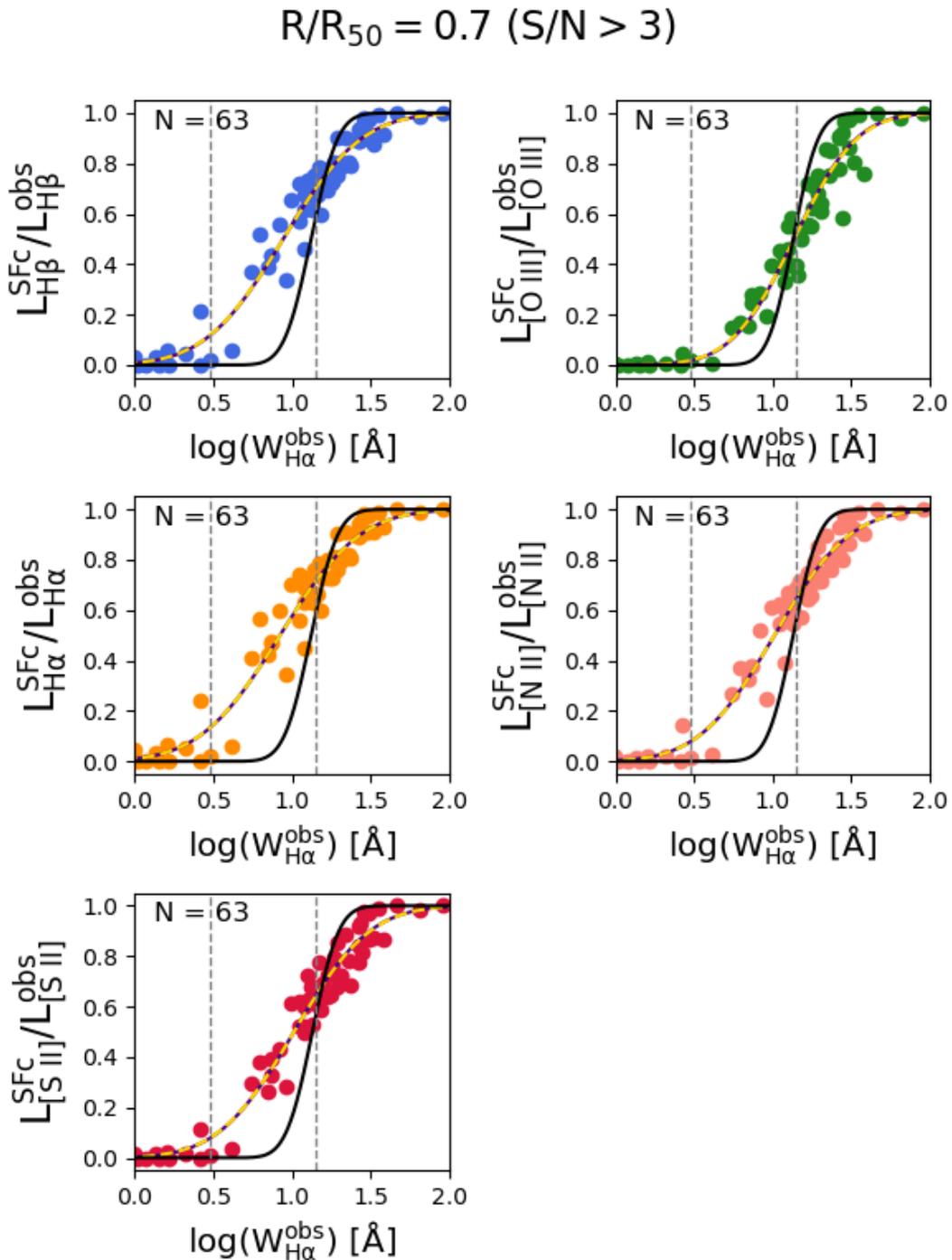


Tabela 3 – Parâmetros de correção adequados para observações de abertura única na parte central de galáxias ($R/R_{50} = 0,7$) obtidos por nós, em x_0 e σ . Para sinalizar os coeficientes obtidos após o filtro de $S/N > 3$ e por Vale Asari et al. (2019), adicionaram-se sobrescritos SN e V , respectivamente. Todos são medidos em $[\log \text{ \AA}]$.

Linha	x_0	σ	x_0^{SN}	σ^{SN}	x_0^V	σ^V
H β	0.912	0.4279	0.944	0.3912	1.121	0.1341
[O III] λ 5007	1.122	0.3267	1.137	0.3124	1.131	0.1262
H α	0.898	0.4319	0.923	0.4004	1.121	0.1340
[N II] λ 6584	0.992	0.4050	1.011	0.3770	1.131	0.1300
[S II] λ 6716 + λ 6731	1.010	0.3915	1.013	0.3770	1.130	0.1316

Para esta abertura, exceto pela posição da galáxia ESO141-32, que se alinhou às demais galáxias nas proximidades da curva de ajuste, as Figuras 31 e 32 também não apresentaram diferenciais significativos. Isto se confirma ao observarmos os coeficientes da Tabela 3.

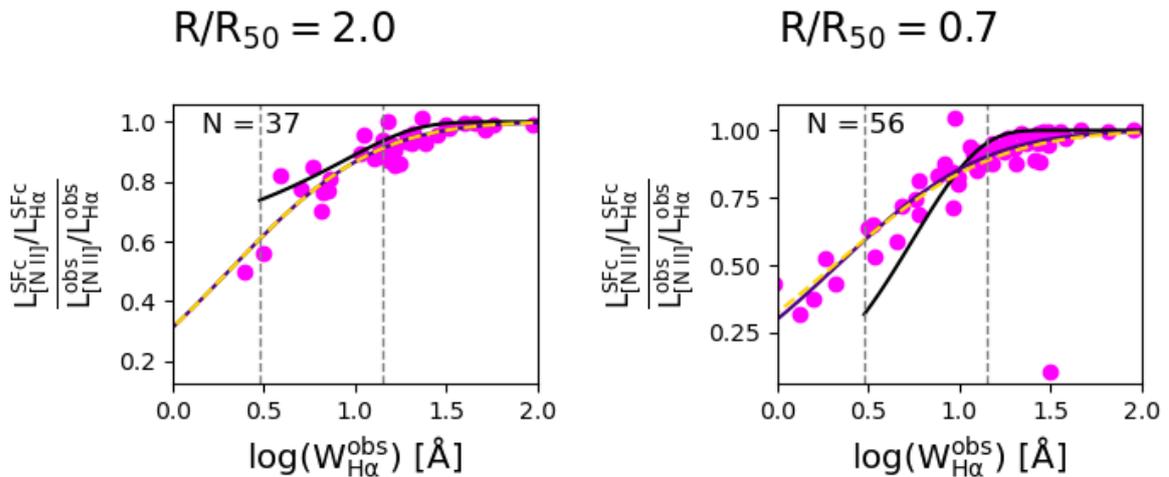
Comparativamente à curva ajustada por Vale Asari et al. (2019), nossa linha de ajuste apresentou valores acima dos registrados por eles para o intervalo de $1 \text{ \AA} \leq W_{H\alpha}^{obs} \lesssim 14 \text{ \AA}$ e abaixo para $W_{H\alpha}^{obs} \gtrsim 14 \text{ \AA}$ para todas as linhas e em ambas as aberturas. Este já era um efeito esperado, visto que a resolução dos dados utilizados neste trabalho é consideravelmente maior do que a usada anteriormente, o que permite uma melhor identificação e caracterização de spaxels para formar a soma dos fluxos de linha de emissão de cada galáxia e “suavizar” a inclinação de transição entre elas.

Um alerta ainda feito por Vale Asari et al. (2019), ao analisarem a sua amostra do MaNGA, é que esta correção não deve ser aplicada à galáxias com $W_{H\alpha}^{obs} \lesssim 10 \text{ \AA}$, uma vez que são dominadas pela emissão “hDIG” e “mDIG”. Mas, observe que para o nosso caso a maioria das curvas de L^{SFc} / L^{obs} nas Figuras 29 e 31 são próximas de zero quando $W_{H\alpha}^{obs} \approx 3 \text{ \AA}$.

Além disso, como em Vale Asari (2021), fizemos a análise da razão entre o quociente de luminosidade das linhas [N II] λ 6584 e H α para as mesmas aberturas, $R/R_{50} = 2,0$ e $R/R_{50} = 0,7$. Devido à algumas galáxias não apresentarem emissão de formação estelar em determinada abertura, conseqüentemente, houve a redução na quantidade de resultados exibidos em cada uma.

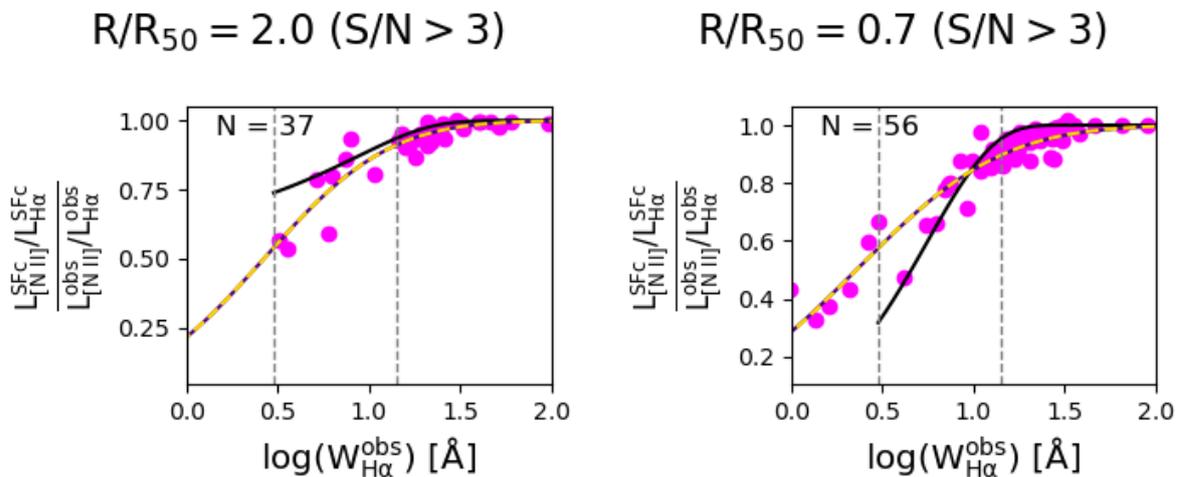
A Figura 33 mostra o efeito composto da correção do DIG envolvendo a razão entre $(L_{[N II]}^{SFc} / L_{H\alpha}^{SFc})$ e $(L_{[N II]}^{obs} / L_{H\alpha}^{obs})$, para as galáxias em cada abertura nas quais essa operação está bem definida. Este quociente também é plotado em função da $W_{H\alpha}^{obs}$.

Figura 33 – Painel esquerdo: painel com o efeito composto da correção mostrada na Figura 29 para a razão de linhas $[N II] / H\alpha$ e uma abertura circular de tamanho $R/R_{50} = 2,0$; apresenta duas linhas verticais tracejadas em cinza, em $W_{H\alpha}^{obs} = 3 \text{ \AA}$ e $W_{H\alpha}^{obs} = 14 \text{ \AA}$; uma linha preta sólida, que representa a curva de ajuste traçada por Vale Asari (2021) para esta abertura; uma linha índigo sólida, que é o ajuste para as nossas medições, excluindo-se a galáxia ESO141-32; e uma linha tracejada em amarelo, que é o ajuste sem desprezar esta última; Painel direito: o mesmo painel, mas para uma abertura circular de tamanho $R/R_{50} = 0,7$.



A Figura 34 traz o mesmo tratamento de S/N feito para as Figuras 29 e 31, onde podemos observar a mesma tendência de valores se mantendo. O único ponto de destaque aqui também é a galáxia ESO141-32, que se aproxima dos valores obtidos das demais após a aplicação desse filtro.

Figura 34 – Painéis da Figura 33, onde foi aplicada a máscara de $S/N > 3$ para todas as linhas de emissão de interesse. Os parâmetros ajustados são fornecidos na Tabela 4.



A Tabela 4 mostra os coeficientes de ajuste gerados para essa razão nas duas aberturas.

Tabela 4 – Parâmetros de correção ajustados para o índice $[N II] / H\alpha$ em ambas aberturas, $R/R_{50} = 2,0$ e $R/R_{50} = 0,7$. Para sinalizar os coeficientes obtidos após o filtro de $S/N > 3$, adicionaram-se sobrescritos SN . Todos são medidos em $[\log \text{ \AA}]$.

R/R_{50}	x_0	σ	x_0^{SN}	σ^{SN}
2,0	0.307	0.6253	0.424	0.5382
0,7	0.332	0.6296	0.357	0.6311

Como pode ser visto na Tabela 4, na abertura para galáxias inteiras é onde encontramos a maior diferença de largura entre as gaussianas, o que não chega a afetar substancialmente a tendência da curva. Portanto, a aplicação da máscara de sinal-ruído não afeta as conclusões obtidas sem o seu uso; este era um efeito esperado pois, geralmente, spaxels de menor S/N se encontram nas bordas das galáxias, já filtrados pelas aberturas em função de R/R_{50} .

4.3 EFEITO DA REMOÇÃO DO DIG PARA DIFERENTES CALIBRAÇÕES DO MÉTODO DIRETO

Neste trabalho, como em Vale Asari et al. (2019), utilizamos as calibrações de Curti et al. (2017) para estimar a abundância de oxigênio na fase gasosa (O/H) a partir de dois índices de linha forte: $[N II]\lambda 6584 / H\alpha$, chamado de $N2$, e $([O III]\lambda 5007 / H\beta) / ([N II]\lambda 6584 / H\alpha)$, chamado de $O3N2$, que são válidos no intervalo de $12 + \log(O/H) = 7,60 - 8,85$.

Também usamos a calibração de O/H de Dopita et al. (2016) em função de $N2$ e $[N II]\lambda 6584 / [S II]\lambda 6716 + \lambda 6731$, chamado de $N2S2$, através das equações (1) e (2) do seu artigo:

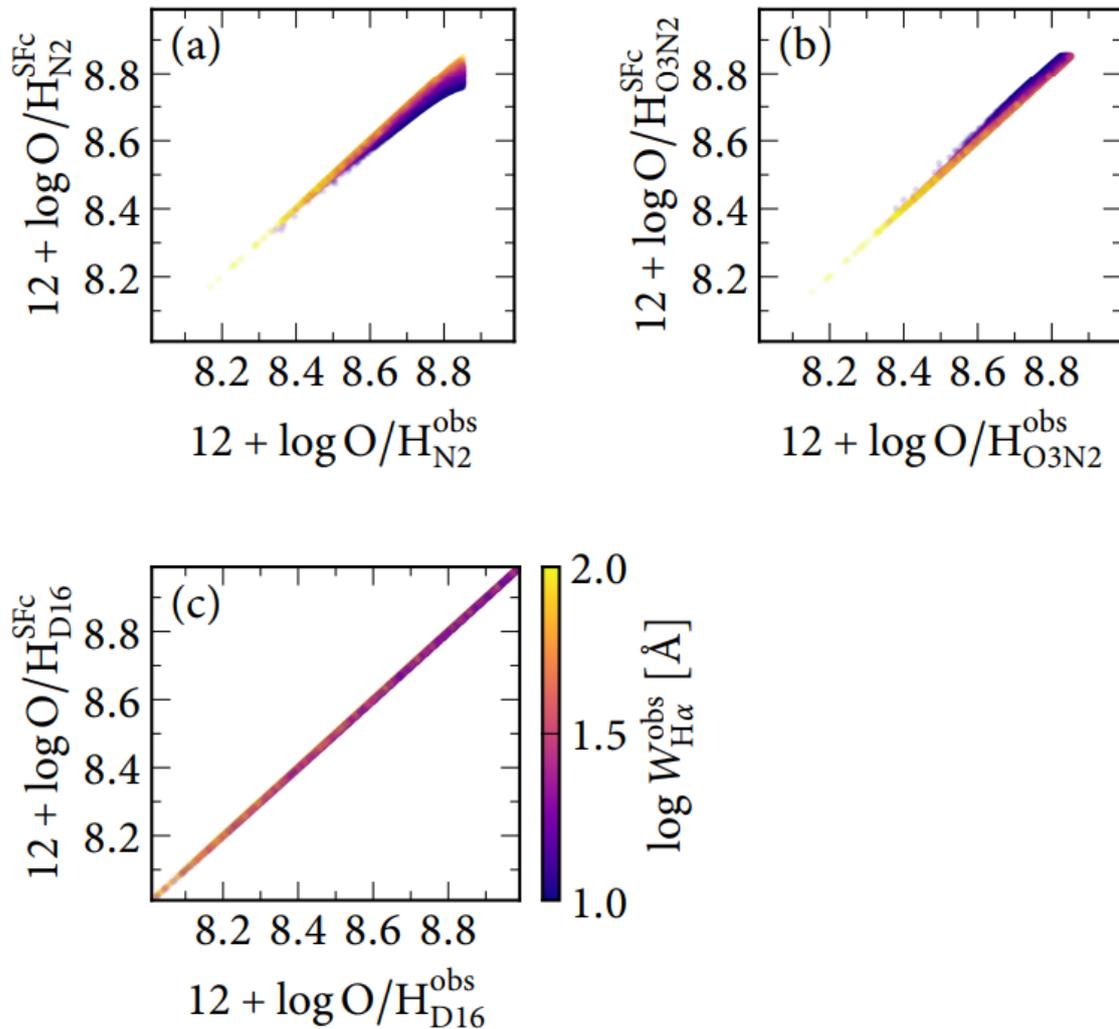
$$y = \log([N II] / [S II]) + 0,264 \log([N II] / H\alpha) \quad (27)$$

$$12 + \log(O/H) = 8,77 + y, \quad (28)$$

válidas na faixa $12 + \log(O/H) = 8,00 - 9,00$, chamada de D16. Para fazer o cálculo de cada índice, corrigimos todas as linhas de emissão envolvidas por extinção por poeira usando a lei de Cardelli, Clayton & Mathis (1989) com $R_V = 3,1$.

A Figura 35, cujos pontos foram codificados de acordo com o valor de $W_{H\alpha}^{obs}$, faz a comparação de O/H obtida de duas maneiras: a partir das linhas de emissão observadas e a calculada (nessas mesmas linhas de emissão) após ser aplicada a correção para emissão do DIG, assumindo uma fração de cobertura de $R/R_{50} = 0,7$.

Figura 35 – Comparação das estimativas de metalicidade nebular para 63 galáxias da nossa amostra. O eixo horizontal mostra as metalicidades calculadas usando linhas de emissão sem correção, enquanto o vertical apresenta aquelas após a remoção da emissão do DIG, usando a correção apropriada para a abertura $R/R_{50} = 0,7$. Cada painel mostra uma calibração diferente aplicada aos diferentes índices: (a) N2, (b) O3N2 e (c) D16. Os pontos são coloridos pela $W_{H\alpha}^{obs}$, para destacar onde a correção do DIG é mais importante.



Como em Vale Asari et al. (2019), o efeito do DIG nas abundâncias de linhas fortes depende do índice usado e pode-se observar que os vieses mais fortes são encontrados nas metalicidades mais altas.

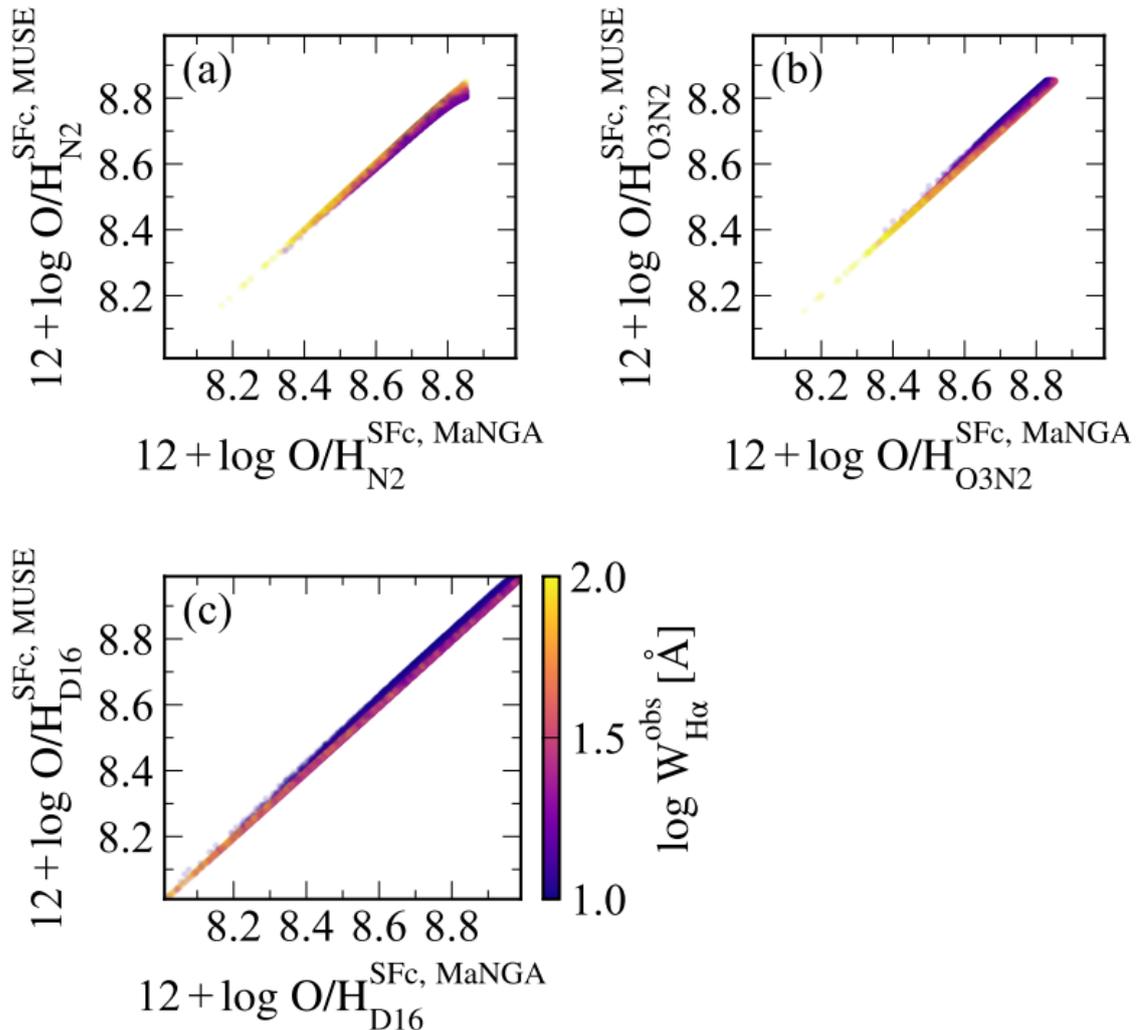
D16 é o indicador de abundância menos afetado, o que difere do trabalho supracitado, onde isso foi constatado em O3N2. O índice N2 é o mais afetado pelo DIG, principalmente em alta metalicidade, levando a uma superestimação de O/H de ~ 0.1 dex se nenhuma correção for feita.

Da mesma forma, as galáxias com os menores valores de $W_{H\alpha}^{obs}$ são as que

apresentam o maior viés de abundância. O fato de galáxias com alta metalicidade serem também aquelas com $W_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}$ baixa está relacionado ao fato desses objetos terem uma maior emissão DIG e uma taxa de formação estelar menor, devido à relação massa – metalicidade ($M - Z$) e à diminuição da taxa de formação estelar específica com o aumento da massa estelar (Kauffmann et al. 2003).

A Figura 36 apresenta as mesmas características da Figura 35, mas agora fazendo a comparação entre os dados MaNGA e MUSE. Nela, podemos notar que as maiores diferenças também se dão em alta metalicidade e baixa $W_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}$.

Figura 36 – Comparação das estimativas de metalicidade nebular entre as galáxias das amostras do MaNGA (Vale Asari et al. 2019) e da nossa do MUSE. O eixo horizontal mostra as metalicidades calculadas usando linhas de emissão do MaNGA, enquanto o vertical apresenta as do MUSE, usando a correção apropriada para a abertura $R/R_{50} = 0,7$. Cada painel mostra uma calibração diferente aplicada aos diferentes índices: (a) N2, (b) O3N2 e (c) D16. Os pontos são coloridos pela $W_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}$, para destacar onde a correção do DIG é mais importante.



4.4 REVISITANDO A RELAÇÃO $M - Z - \text{SFR}$

Desde o trabalho de Lequeux et al. (1979), muitos artigos avaliaram a existência de uma relação mais íntima entre metalicidade e massa estelar, entre outros parâmetros fundamentais de uma galáxia. Ao longo dessas pesquisas, destacou-se uma clara correlação entre a massa estelar total (M_*) e a metalicidade da galáxia. Logo, a relação massa – metalicidade ($M - Z$) acabou se tornando uma relação importante para a compreensão da formação e evolução das galáxias.

Como dito por Mannucci et al. (2010), a taxa de formação estelar (SFR) surgiu nessa relação como um parâmetro secundário para reduzir a dispersão observada. Deste modo, definiu-se a chamada relação fundamental de massa – metalicidade – taxa de formação estelar ($M - Z - \text{SFR}$).

Nesta relação, tomando uma galáxia de massa estelar fixa, a taxa de formação estelar se anti-correlaciona com a metalicidade (à medida que uma aumenta, a outra diminui), de forma semelhante às previsões de alguns modelos (Lara-López et al. 2010) sobre esta possível dependência secundária de $M - Z$ com a SFR.

Porém, as observações de um grande número de galáxias obtidas com IFS em levantamentos CALIFA (Sánchez et al. 2012) e MANGA (Bundy et al. 2015), ou com espectros integrados (Hughes et al. 2013), chegaram a conclusões distintas, o que impede uma boa compreensão do papel exato desempenhado pela SFR e a possível evolução do $M - Z - \text{SFR}$ com o *redshift*.

Deste modo, a dependência da relação $M - Z$ na SFR ainda não está bem definida pela literatura. Pesquisas feitas utilizando espectros integrados mostraram que galáxias próximas em uma classe de massa estelar fixa apresentam uma anti-correlação entre Z e SFR em valores baixos de M (Mannucci et al. 2010).

No entanto, outros estudos, utilizando dados espacialmente resolvidos e vários indicadores de metalicidade, não conseguiram encontrar tal relação entre $M - Z$ e SFR, indicando que a relação pode surgir, por exemplo, de um efeito de abertura em espectroscopia de fibra única (Sánchez et al. 2017) ou pela forma como as classes de massa são definidas (Barrera-Ballesteros et al. 2017).

A relação $M - Z - \text{SFR}$ apresenta também uma dependência da escolha do indicador de metalicidade, conforme demonstrado por Kashino et al. (2016). Fazendo uso da calibração proposta por Dopita et al. (2016), esses autores mostraram que a anti-correlação entre Z e SFR desaparece para as massas menores.

Tendo em mãos um grande conjunto de dados IFS de maior resolução, como é o caso das observações do tipo MUSE, a relação $M - Z - \text{SFR}$ pode se alterar ainda mais e o efeito deve ser perceptível mesmo para galáxias de baixa massa. No entanto, dados com uma resolução muito alta também devem ser usados com cautela, pois o

raciocínio por trás da classificação $W_{H\alpha}$ em “hDIG / mDIG / SFC” é baseado no fato de que a fonte ionizante e o gás ionizado são observados no mesmo spaxel (Vale Asari et al. 2019).

Considerando tudo isso, estimar corretamente a abundância de oxigênio na fase gasosa (O/H) das galáxias é crucial na análise dessas relações. Conforme argumentado na Seção 4.3, a contribuição do DIG para a emissão da linha não é desprezível e pode afetar consideravelmente os indicadores de metalicidade se não for levada em consideração. Em nosso trabalho, a estimativa do efeito da remoção do DIG para a relação $M - Z - SFR$ foi feita para os índices N2, O3N2 e D16.

Em Vale Asari et al. (2019), abundâncias corrigidas por DIG apresentaram uma dependência em relação aos índices usados para derivá-las – especialmente nas metalicidades mais altas e nas taxas de formação estelar mais baixas –, que é um indicativo de que as calibrações de linha forte utilizadas podem ser levemente tendenciosas.

A taxa de formação estelar é calculada a partir da luminosidade de $H\alpha$ da equação (9) de Vale Asari et al. (2007), que foi calibrada para metalicidade solar e uma função inicial de massa (IMF) de Chabrier (2003) entre 0,1 e 100 M_{\odot} , usando modelos de população estelar de Bruzual & Charlot (2003):

$$SFR_{H\alpha} = 2 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \left(\frac{L_{H\alpha}}{10^8 L_{\odot}} \right). \quad (29)$$

As suposições subjacentes a esta conversão são que:

- I. A SFR é constante ao longo da vida de estrelas ionizantes massivas (~ 10 Myr);
- II. As nebulosas são limitadas pela ionização, ou seja, nenhum fóton ionizante escapa;
- III. O caso B de recombinação se aplica;
- IV. Toda a luminosidade $H\alpha$ é produzida pela ionização de estrelas massivas, ou seja, ignora outras fontes de ionização, como HOLMES;
- V. Nenhum fóton ionizante é absorvido por poeira.

O efeito do DIG na estimativa da $SFR_{H\alpha}$ é aumentá-la em relação ao seu valor real, visto que parte da emissão de $H\alpha$ que é atribuída à formação de estrelas é devida a outras fontes de ionização (como HOLMES). Este efeito é fortalecido em galáxias mais massivas, onde uma fração significativa da emissão de $H\alpha$ não se deve à formação de estrelas.

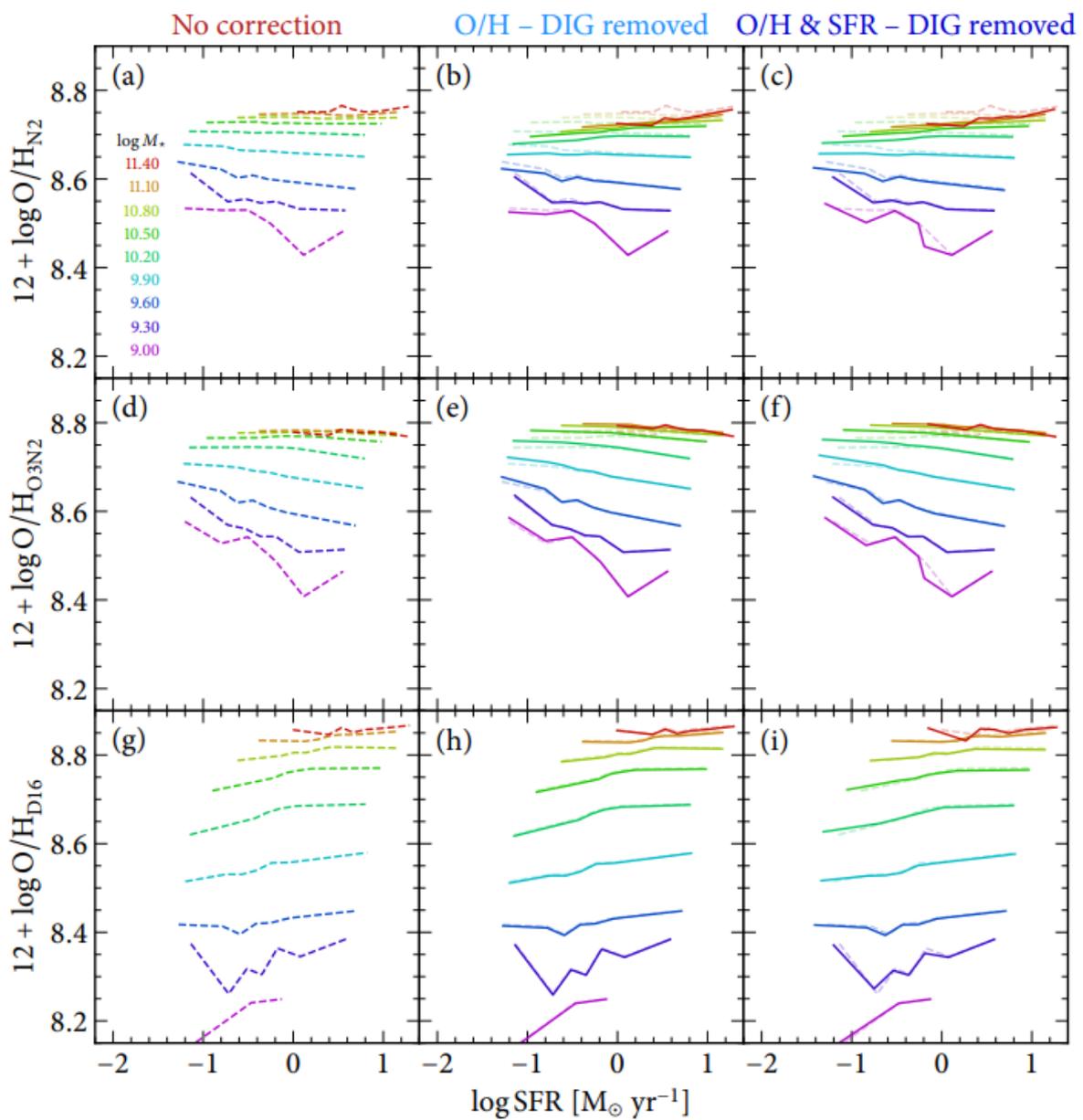
A Figura 37 mostra a SFR *versus* O/H em classes de massa estelar para 94.335 galáxias formadoras de estrelas do SDSS DR7, como feito por Vale Asari et al. (2019),

mas corrigidas pelos coeficientes obtidos de nossas curvas de ajuste. Cada linha de painéis mostra uma estimativa diferente de O/H para algum dos índices da Seção 4.3. As linhas tracejadas dos painéis da esquerda são repetidas nos painéis centrais e da direita, o que permite comparar com mais precisão os resultados “sem correção” com os resultados de “DIG removido”.

No que diz respeito ao efeito do DIG sobre a metalicidade, para o índice N2, O/H torna-se correlacionado com a SFR para galáxias de alta massa em vez de ser plana, justamente porque a correção é maior em valores menores de $W_{\text{H}\alpha}^{\text{obs}}$ (que corresponde a uma menor SFR na respectiva massa); para o índice O3N2, o oposto ocorre, onde O/H passa a se anti-correlacionar com a SFR nessas galáxias; e, para o índice D16, é praticamente insignificante, onde parece haver uma correção maior em Vale Asari et al. (2019).

Com isso, observa-se que as abundâncias corrigidas por DIG dependem dos índices usados para derivá-las, especialmente nas metalicidades mais altas e nas taxas de formação estelar mais baixas.

Figura 37 – Cada painel mostra O/H em função da SFR em classes de massa estelar de 0,3 dex de largura para 94.335 galáxias SF do SDSS DR7 e corrigidas com os coeficientes das curvas de ajuste da nossa amostra. O painel (a) mostra os valores centrais de $\log(M_*)$ para cada classe e também o código de cores para cada curva mediana. As linhas de painéis mostram resultados para as três calibrações diferentes de O/H. A coluna de painéis à esquerda mostra a relação observada (linhas tracejadas); a do meio corrige as linhas de emissão para o cálculo de O/H pela emissão DIG (linhas sólidas); e a coluna da direita também corrige a SFR para a contribuição DIG (linhas sólidas). A relação “sem correção” mostrada na coluna da esquerda como linhas tracejadas é repetida nas outras duas para comparação.



5 CONCLUSÃO

5.1 SUMÁRIO

Nesta dissertação, utilizando uma amostra de 76 galáxias de formação estelar do AMUSING++, observadas com o espectrógrafo de campo integral MUSE, investigamos a influência do DIG nas medições de abundâncias químicas em galáxias com linhas de emissão e procuramos responder em que proporção a luminosidade dessas linhas é devida ao DIG.

Comparando os métodos do brilho superficial de $H\alpha$ ($\sum_{H\alpha}$) e da largura equivalente de $H\alpha$ ($W_{H\alpha}$), optamos por este último para a identificação do DIG presente nas galáxias da nossa amostra. Embora a resolução dos dados MUSE seja superior à do MaNGA, a resolução espacial ~ 422 pc e a binagem realizada na amostra nos limitaram a identificar spaxels dominados por complexos formadores de estrelas usando o mesmo corte em $W_{H\alpha} = 14 \text{ \AA}$ determinado por Lacerda et al. (2018) e o efeito do DIG ainda não pôde ser completamente removido em nossas medições.

Tendo ciência de que a relevância do DIG se dá também em função da sua distância galactocêntrica, analisamos a soma dos fluxos de linha de emissão nos spaxels de 63 galáxias e o corrigimos em duas aberturas distintas, para galáxias inteiras e outra para partes centrais das galáxias. Essa correção gerou curvas de ajuste mais suaves que as vistas em Vale Asari et al. (2019), aumentando seus valores em regiões mais associadas ao DIG e diminuindo em regiões de formação estelar, o que se deve principalmente à melhor identificação de spaxels pela resolução da amostra.

Medindo o efeito das correções para as abundâncias químicas, o índice N2 foi o mais afetado pela presença do DIG, dentre aqueles geralmente utilizados para estimar O/H. Por outro lado, D16 foi o menos afetado, o que contrasta com o resultado obtido por Vale Asari et al. (2019), que apresenta O3N2 nesta posição.

Por fim, analisamos o comportamento da relação $M - Z - \text{SFR}$ após a correção do efeito do DIG em O/H e SFR. Alcançando resultados semelhantes ao de Vale Asari et al. (2019), esta correção foi mais perceptível para massas estelares e metalicidades mais altas, onde O/H aumenta de acordo com a SFR, o que pode ser notado principalmente para N2. Neste índice, vemos uma declinação mais acentuada do que a que foi vista em Vale Asari et al. (2019). Porém, no índice O3N2, observamos um efeito não relatado por eles, a ocorrência do aumento nos valores de O/H em alta massa e metalicidade. Em D16, os resultados são similares aos obtidos com a amostra do SDSS. Para todos os índices, o efeito da correção continuou não afetando consideravelmente galáxias de baixa massa.

5.2 PERSPECTIVAS PARA TRABALHOS FUTUROS

Passamos a listar algumas recomendações ou questionamentos que podem ser respondidos em uma pesquisa futura:

- I. Refazer a análise com uma binagem 2×2 ou sem a binagem dos dados.

Uma redução na binagem nos permitiria trabalhar com uma melhor resolução das galáxias e identificar de forma mais detalhada as fontes ionizantes que predominam em cada região.

- II. Quais resultados são obtidos ao se reduzir a resolução do MUSE?

A aproximação da resolução dos dados do MUSE aos do MaNGA permitiria compararmos se os resultados obtidos são semelhantes ou equivalentes aos de Vale Asari et al. (2019).

- III. Como ficaria a caracterização do DIG nas galáxias ao usarmos $\sum_{H\alpha}$ e $W_{H\alpha}$ juntos?

Avaliar de que maneira os resultados da nossa amostra são afetados quando ambos os critérios são satisfeitos ajudaria a compreender até que ponto existe uma compatibilidade e fazer uma possível correção nas fragilidades existentes em cada método.

- IV. Obteríamos resultados relevantes ao selecionarmos uma subamostra de nossas galáxias que possuem uma resolução de até 100 pc?

Analisar os nossos dados de maior resolução, possivelmente, permitiria antecipar a ocorrência ou não das tendências esperadas com amostras dessa natureza.

- V. Plotar os índices O3N2, N2Ha e D16 vs. $W_{H\alpha}$.

Gráficos como esses nos auxiliariam a entender melhor porque o efeito do DIG se mostrou tão pequeno na determinação de cada metalicidade.

REFERÊNCIAS

- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., 1979, A&A, 78, 200
- Amorim A. L. d., et al., 2017, MNRAS, 471, 3727
- Andrae R., Schulze-Hartung T., Melchior P., 2010, arXiv e-prints, p. arXiv:1012.3754
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, ARA&A, 47, 481
- Bacon R., et al., 2006, The Messenger, 124, 5
- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, PASP, 93, 5
- Barrera-Ballesteros J. K., Sánchez S. F., Heckman T., Blanc G. A., MaNGA Team 2017, ApJ, 844, 80
- Blanc G. A., Heiderman A., Gebhardt K., Evans Neal J. I., Adams J., 2009, ApJ, 704, 842
- Blanc G. A., Lu Y., Benson A., Katsianis A., Barraza M., 2019, ApJ, 877, 6
- Blanton M. R., et al., 2017, AJ, 154, 28
- Bruzual G., Charlot S., 2003, MNRAS, 344, 1000
- Bundy K., et al., 2015, ApJ, 798, 7
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245
- Chabrier G., 2003, PASP, 115, 763
- Cid Fernandes R., Kanaan A., Gomes J. M. S. d. M., 2002, As ferramentas do Astrônomo: o que medimos, como medimos e o que aprendemos, 1 edn. Vitae, Florianópolis
- Cid Fernandes R., Gu Q., Melnick J., Terlevich E., Terlevich R., Kunth D., Rodrigues Lacerda R., Joguet B., 2004, MNRAS, 355, 273
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, MNRAS, 358, 363
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Schlickmann M. S., Mateus A., Vale Asari N., Schoenell W., Sodr e L., 2010, MNRAS, 403, 1036
- Cid Fernandes R., Stasińska G., Mateus A., Vale Asari N., 2011, MNRAS, 413, 1687
- Cid Fernandes R., et al., 2013, AA, 557, 15 pp.

- Conroy C., 2013, *ARA&A*, 51, 393
- Curti M., Cresci G., Mannucci F., Marconi A., Maiolino R., Esposito S., 2017, *MNRAS*, 465, 1384
- De Vaucouleurs G., 1963, *ApJS*, 8, 31
- Dettmar R. J., 1990, *A&A*, 232, L15
- Dopita M. A., Sutherland R. S., 2003, *Astrophysics of the Diffuse Universe*, 1 edn. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, New York
- Dopita M. A., Sutherland R. S., Nicholls D. C., Kewley L. J., Vogt F. P. A., 2013, *VizieR Online Data Catalog*, p. J/ApJS/208/10
- Dopita M. A., Kewley L. J., Sutherland R. S., Nicholls D. C., 2016, *Ap&SS*, 361, 61
- Driver S. P., et al., 2006, *MNRAS*, 368, 414
- Flórido T. Z., 2018, Master's thesis, UFSC
- Gaia Collaboration et al., 2016, *A&A*, 595, A1
- Galbany L., et al., 2016, *MNRAS*, 455, 4087
- Gomes J. M., et al., 2016, *A&A*, 588, A68
- Haffner L. M., et al., 2009, *Reviews of Modern Physics*, 81, 969
- Hoyle F., Ellis G. R. A., 1963, *Australian Journal of Physics*, 16, 1
- Hubble E. P., 1926, *ApJ*, 64, 321
- Hubble E., 1958, *The Realm of the Nebulae*, 1 edn. Dover Publications, New York
- Hughes T. M., Cortese L., Boselli A., Gavazzi G., Davies J. I., 2013, *A&A*, 550, A115
- Kashino D., Renzini A., Silverman J. D., Daddi E., 2016, *ApJ*, 823, L24
- Kauffmann G., et al., 2003, *MNRAS*, 346, 1055
- Kewley L. J., Dopita M. A., Sutherland R. S., Heisler C. A., Trevena J., 2001, *ApJ*, 556, 121
- Kormendy J., Ho L. C., 2013, *ARA&A*, 51, 511
- Lacerda E. A. D., et al., 2018, *MNRAS*, 474, 3727
- Lara-López M. A., Bongiovanni A., Cepa J., Pérez García A. M., Sánchez-Portal M., Castañeda H. O., Fernández Lorenzo M., Pović M., 2010, *A&A*, 519, A31

- Lequeux J., Peimbert M., Rayo J. F., Serrano A., Torres-Peimbert S., 1979, *A&A*, 80, 155
- López-Cobá C., et al., 2020, *AJ*, 159, 167
- Mannucci F., Cresci G., Maiolino R., Marconi A., Gnerucci A., 2010, *MNRAS*, 408, 2115
- Mannucci F., et al., 2021, *MNRAS*, 508, 1582
- Oliveira Filho K. d. S., Saraiva M. d. F. O., 2003, *Astronomia e Astrofísica*, 1 edn. UFRGS, Porto Alegre
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2 edn. University Science Books, USA
- Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., 1979, *MNRAS*, 189, 95
- Phillips J. P., 2008, *New A*, 13, 60
- Poetrodjojo H., D'Agostino J. J., Groves B., Kewley L., Ho I. T., Rich J., Madore B. F., Seibert M., 2019, *MNRAS*, 487, 79
- Sánchez S. F., et al., 2012, *A&A*, 546, A2
- Sánchez S. F., et al., 2017, *MNRAS*, 469, 2121
- Sanders R. L., Shapley A. E., Zhang K., Yan R., 2017, *ApJ*, 850, 136
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Stahler S. W., Palla F., 2004, *The Formation of Stars*
- Stasińska G., Cid Fernandes R., Mateus A., Sodr e L., Asari N. V., 2006, *MNRAS*, 371, 972
- Stasińska G., et al., 2012, *Oxygen in the Universe*, 1 edn. Vol. 53, EAS Publications Series, New York
- Vale Asari N., 2021, arXiv e-prints, p. arXiv:2108.00076
- Vale Asari N., et al., 2007, *MNRAS*, 381, 263
- Vale Asari N., Couto G. S., Cid Fernandes R., Stasińska G., de Amorim A. L., Ruschel-Dutra D., Werle A., Florido T. Z., 2019, *MNRAS*, 489, 4721
- Vale Asari N., et al., 2020, *MNRAS*, 498, 4205
- Wechsler R. H., Tinker J. L., 2018, *ARA&A*, 56, 435

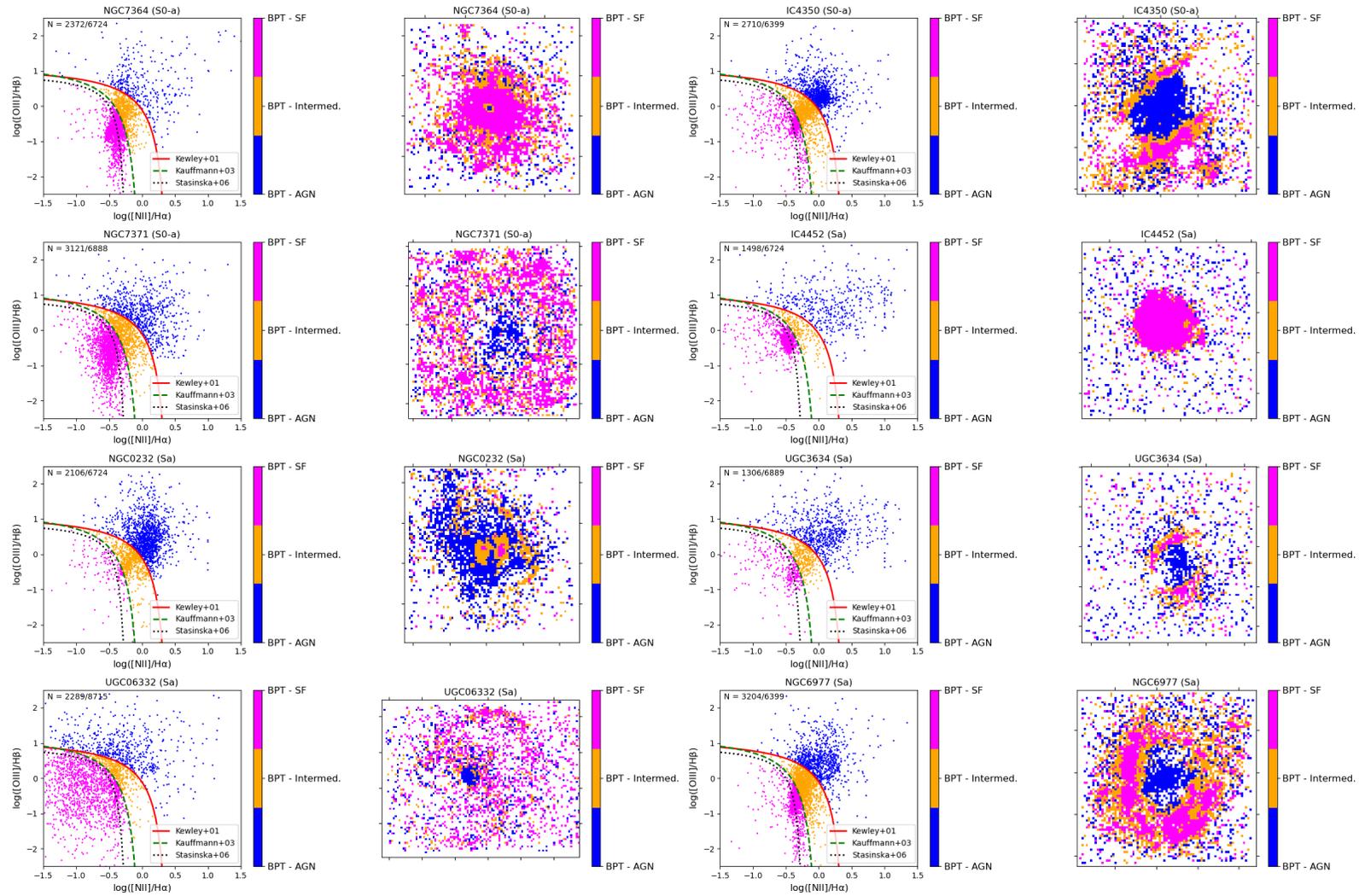
York D. G., et al., 2000, AJ, 120, 1579

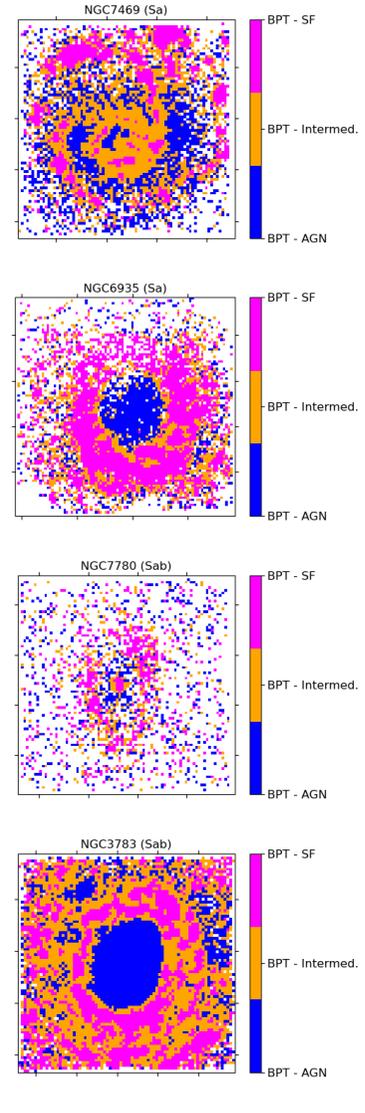
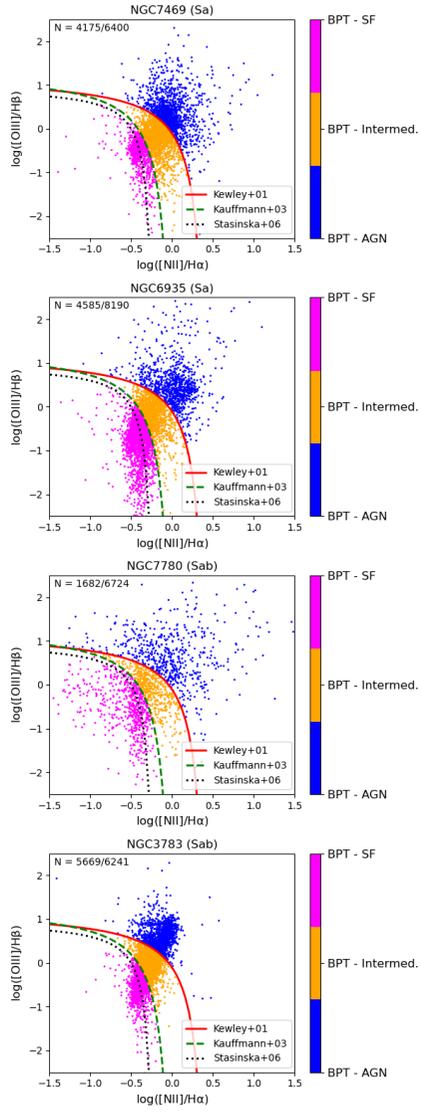
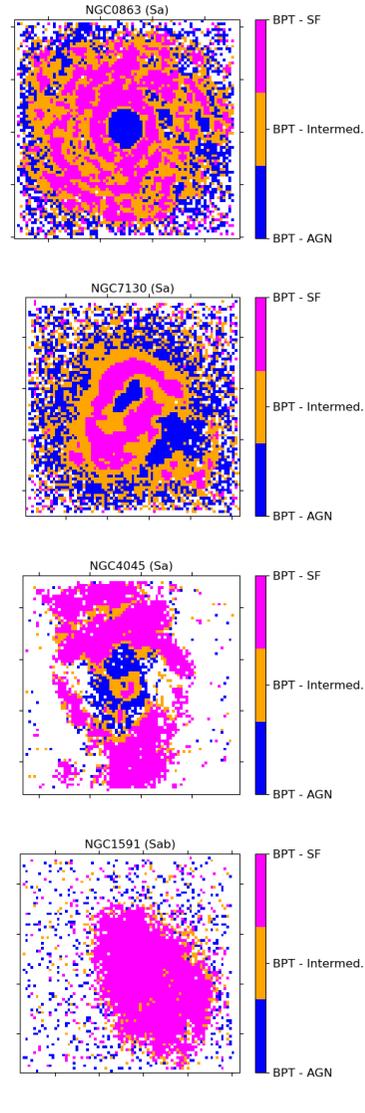
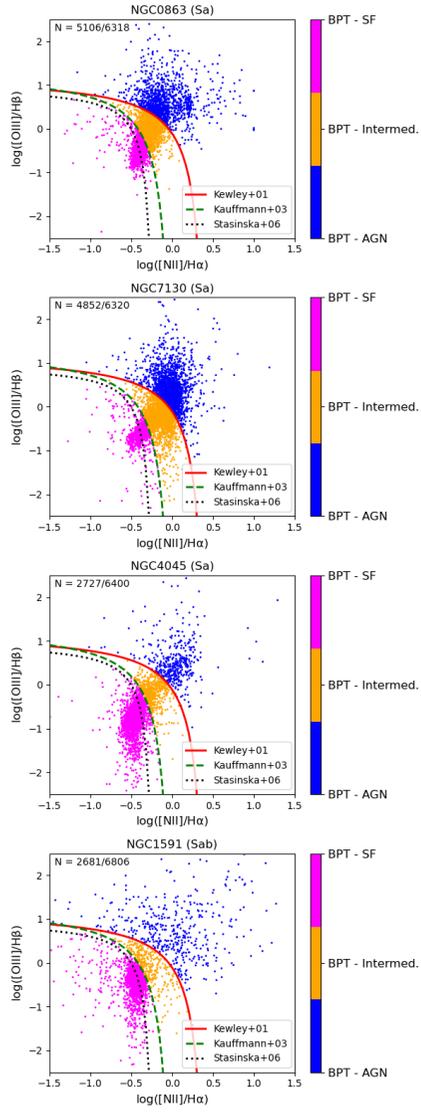
Zhang K., et al., 2017, MNRAS, 466, 3217

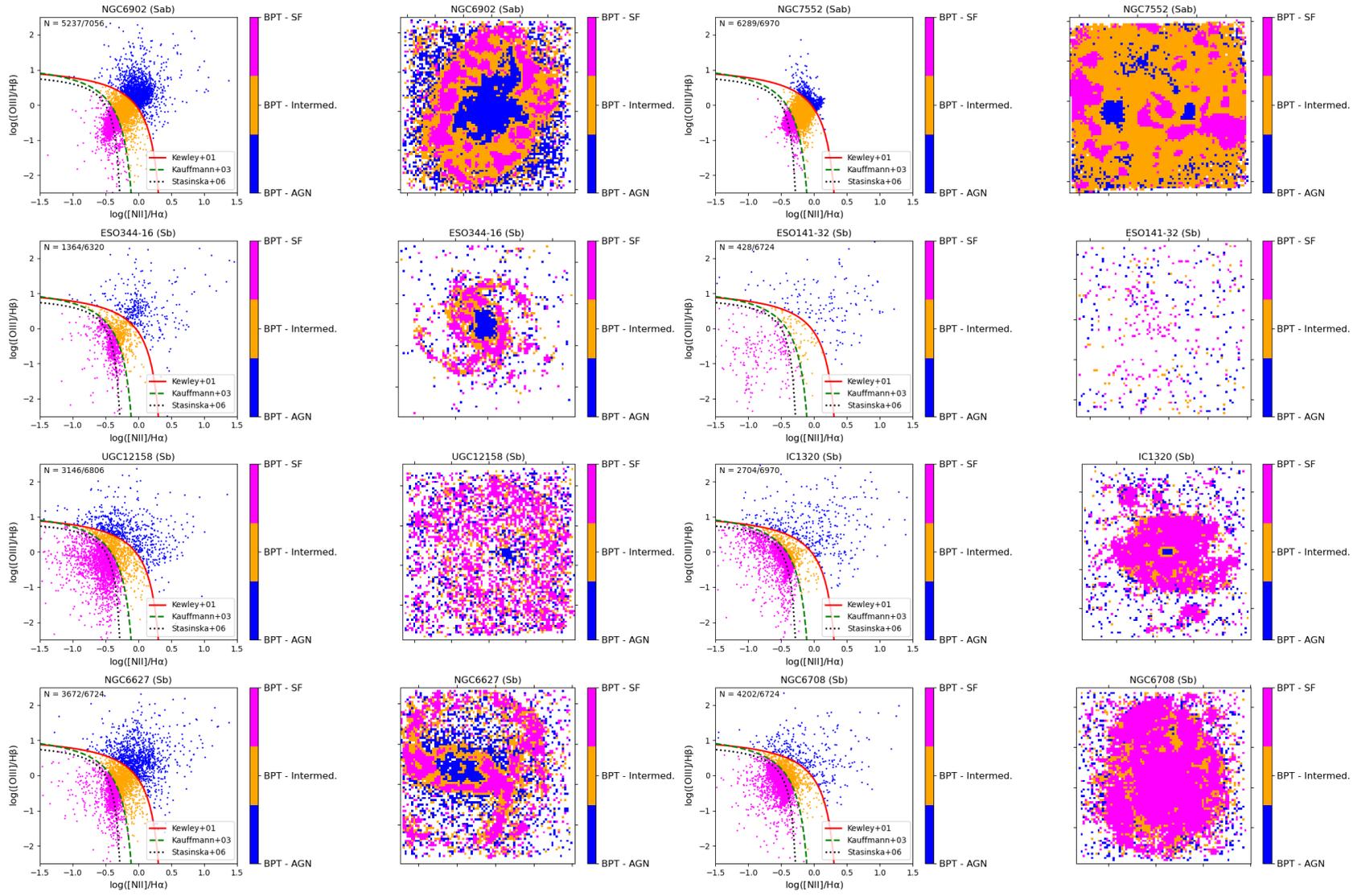
GLOSSÁRIO

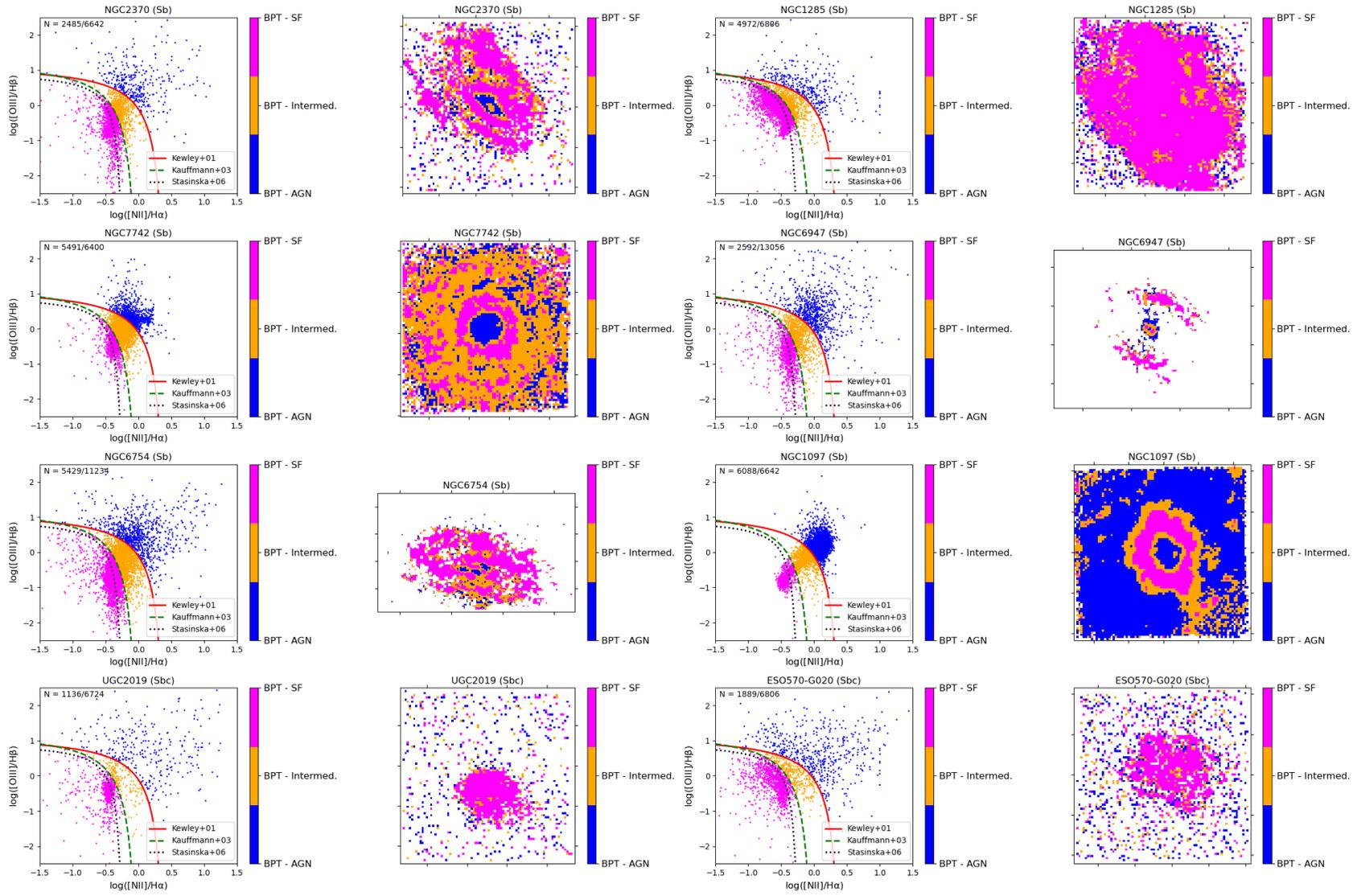
DIG	Diffuse Ionized Gas (Gás Difuso Ionizado)
MUSE	Multi Unit Spectroscopic Explorer
ESO	European Southern Observatory
IFU	Integral Field Unit (Unidade de Campo Integral)
WHAN	$W_{H\alpha} \times [N II] / H\alpha$
HOLMES	Hot Low-Mass Evolved Stars (Estrelas Quentes e Evoluídas de Baixa Massa)

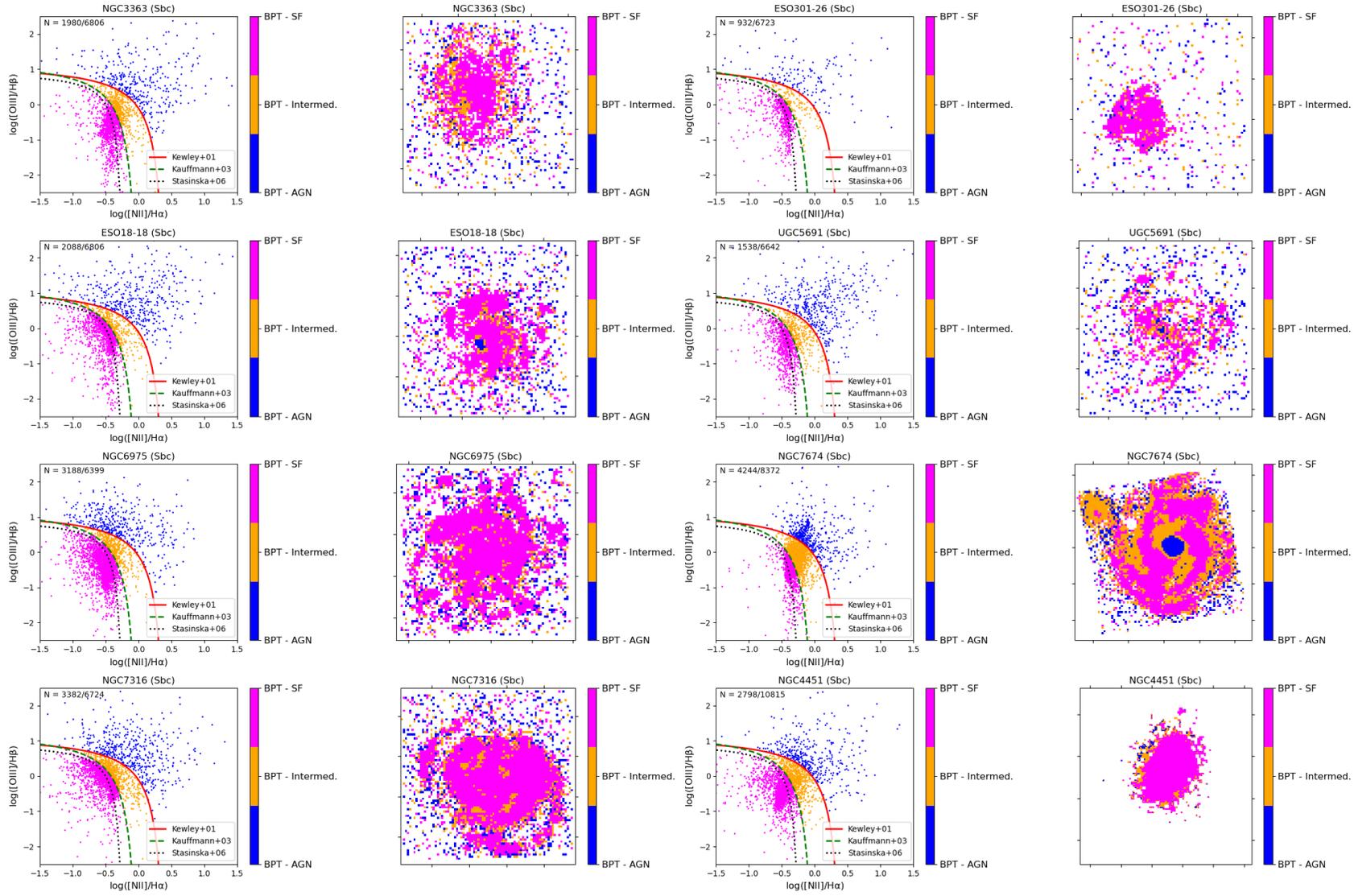
APÊNDICE A – BPTS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE KEWLEY E KAUFFMANN

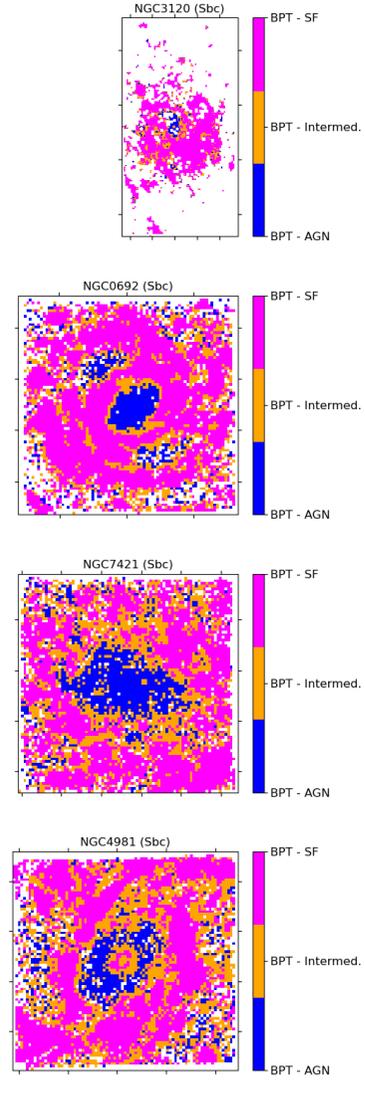
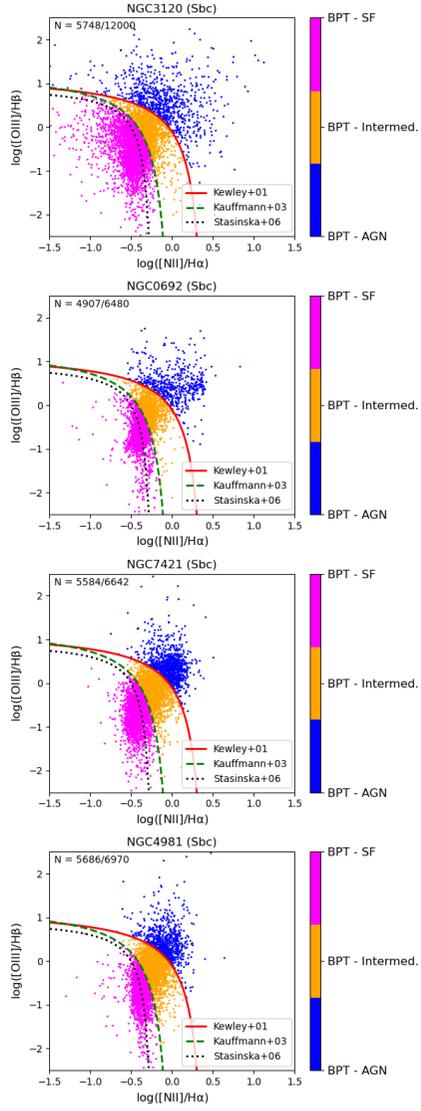
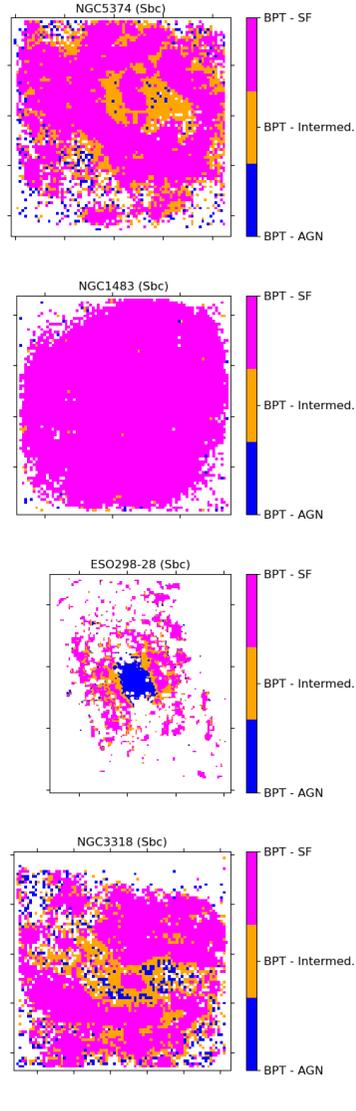
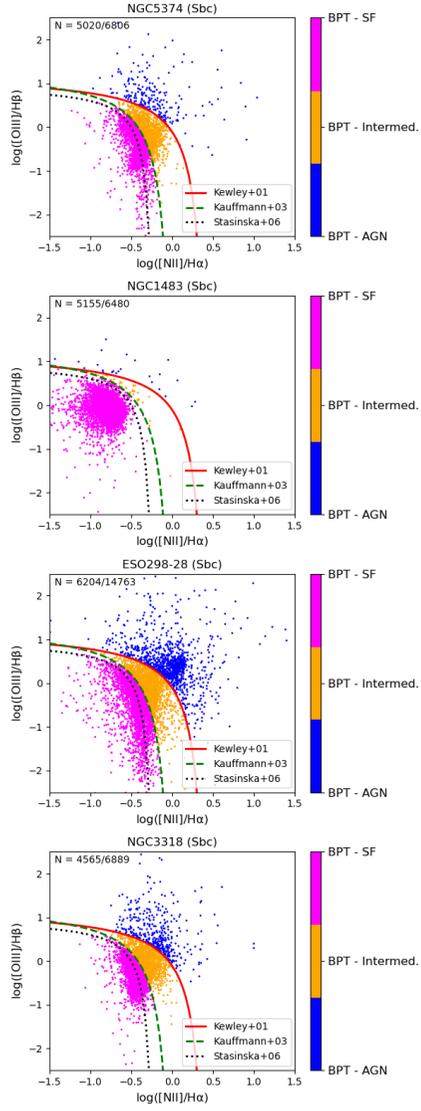


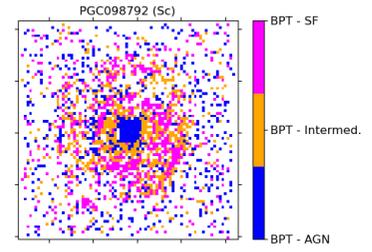
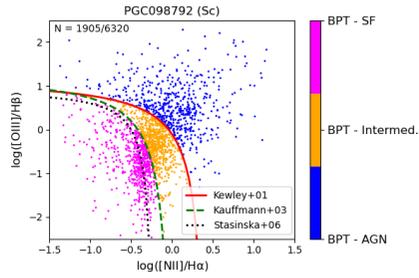
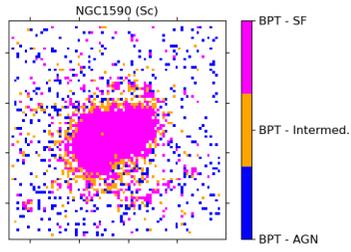
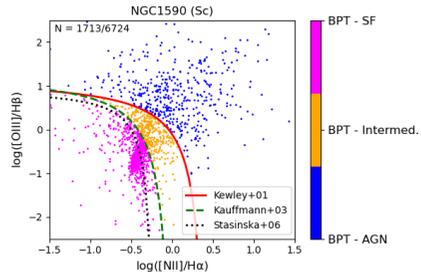
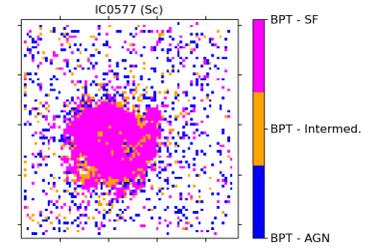
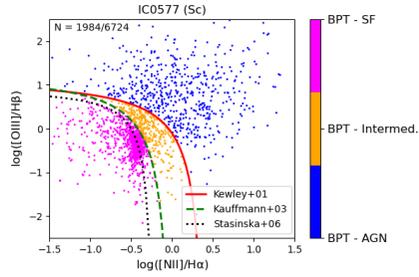
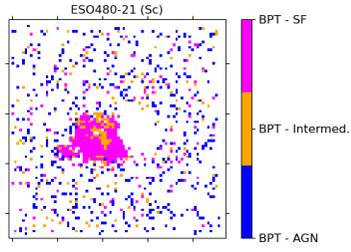
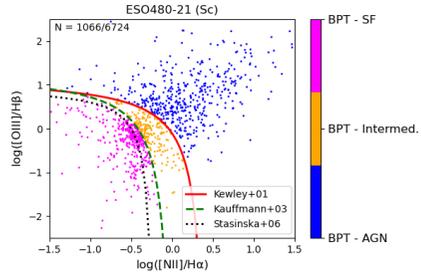
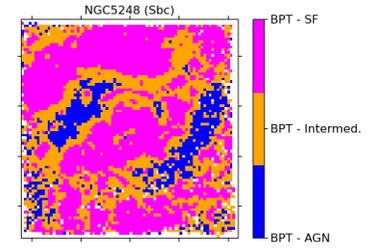
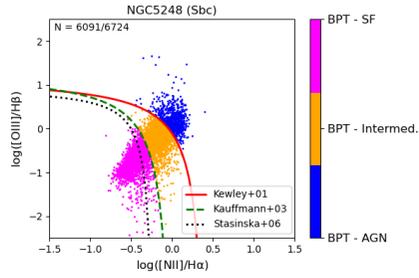
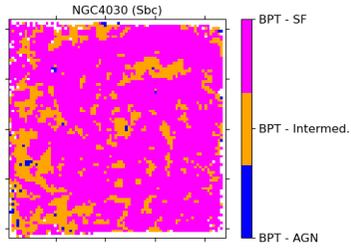
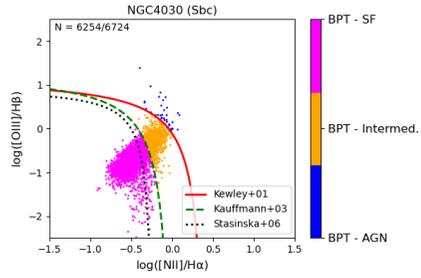
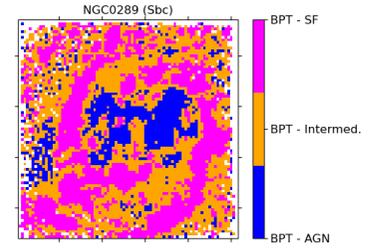
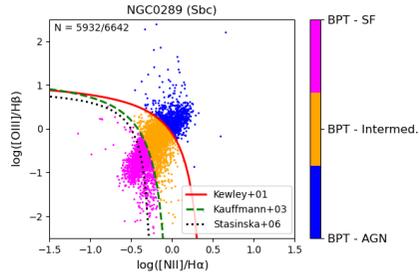
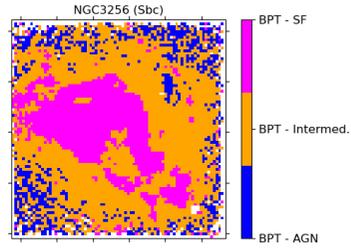
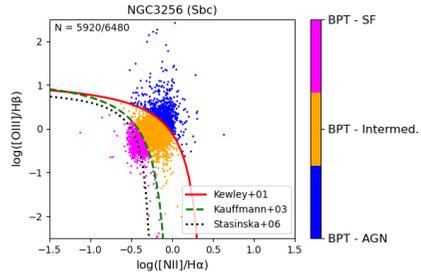


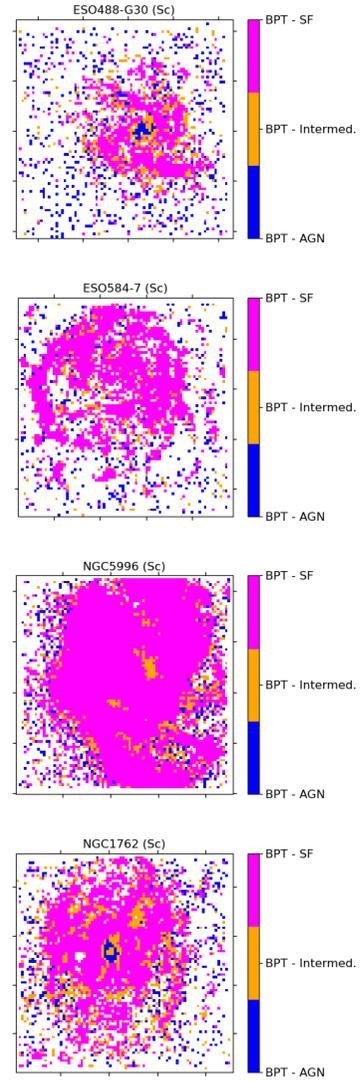
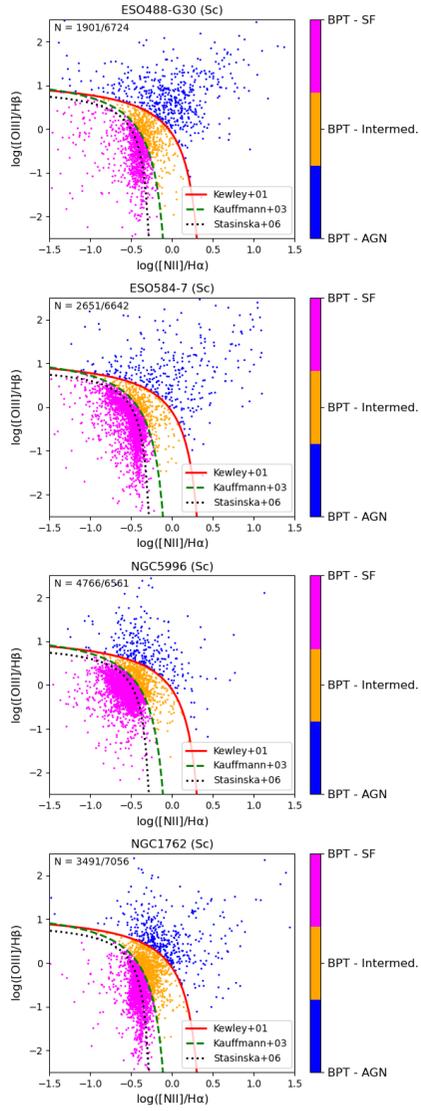
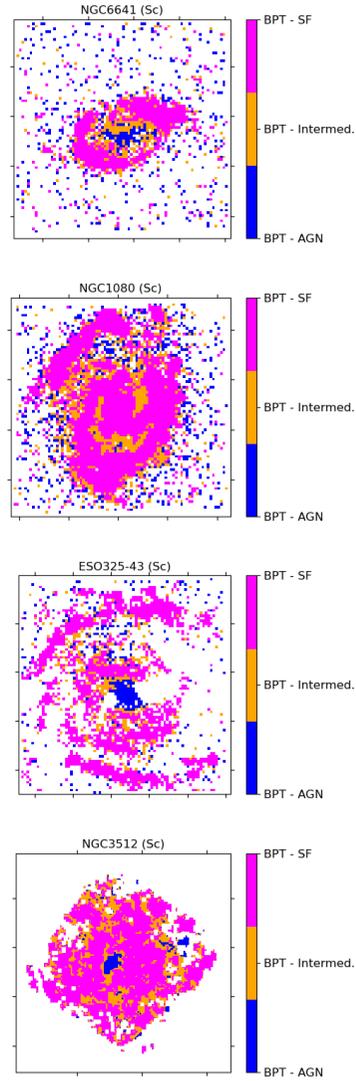
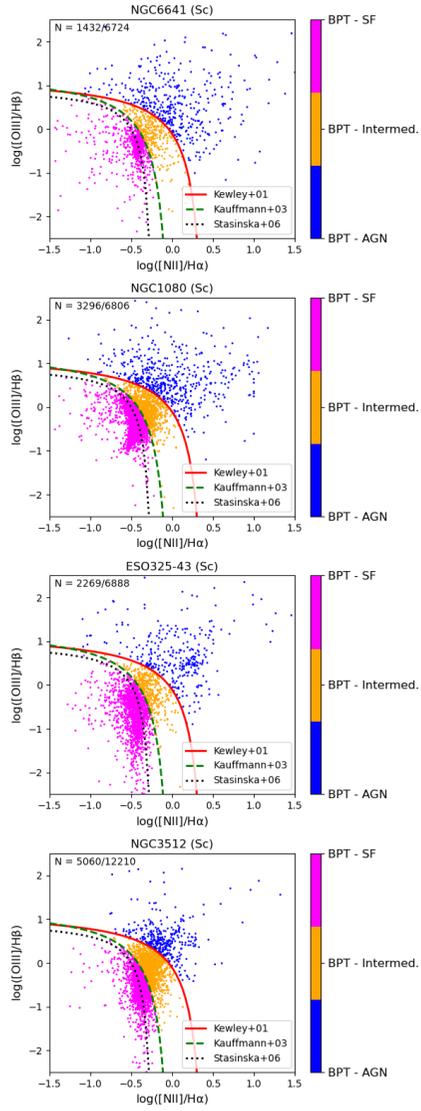


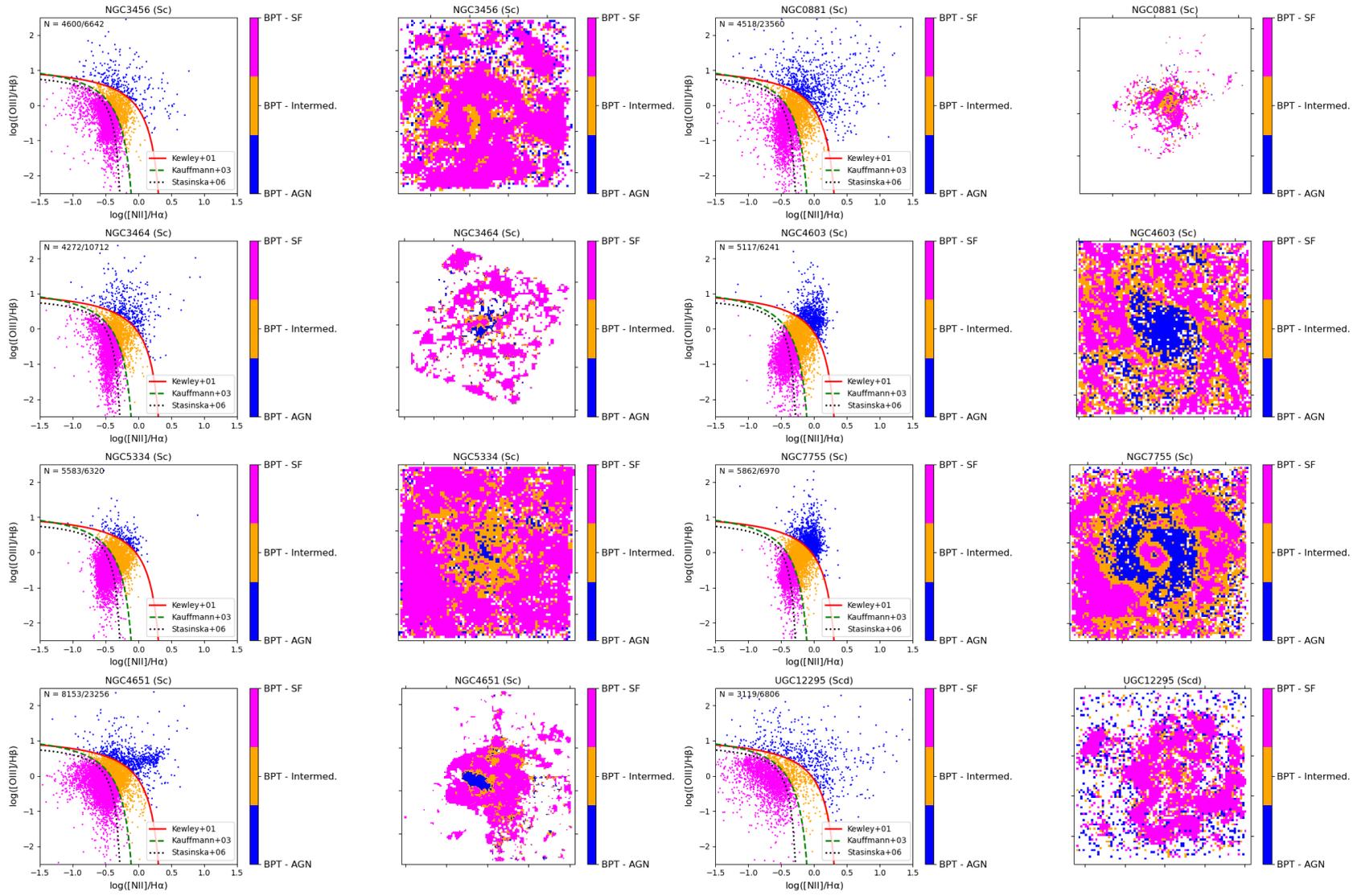


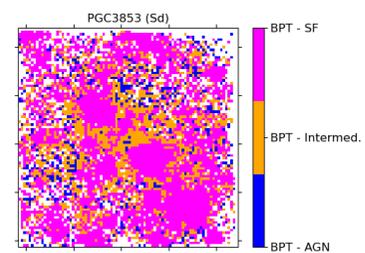
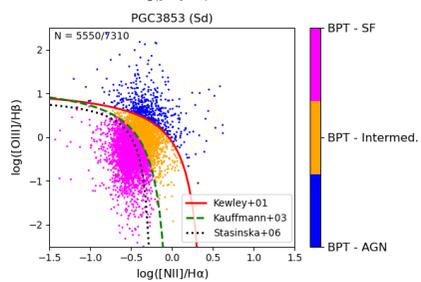
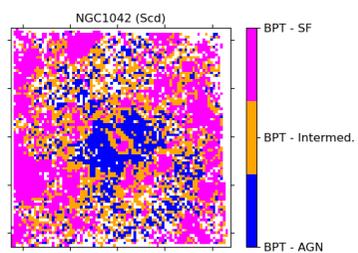
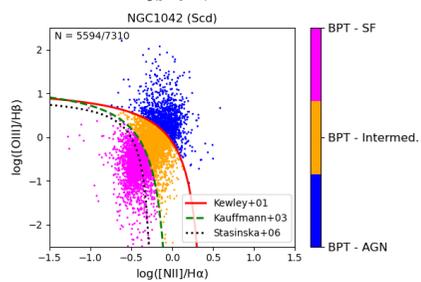
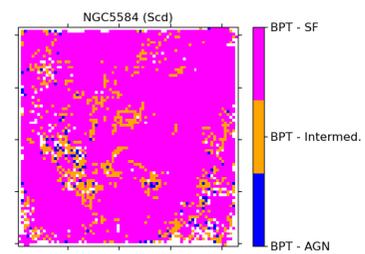
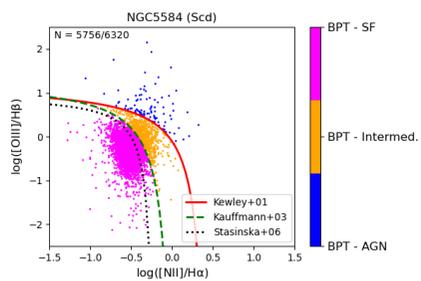
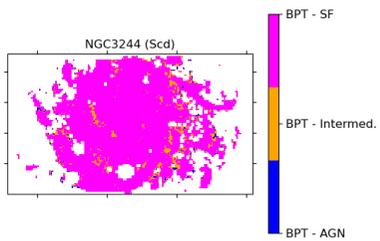
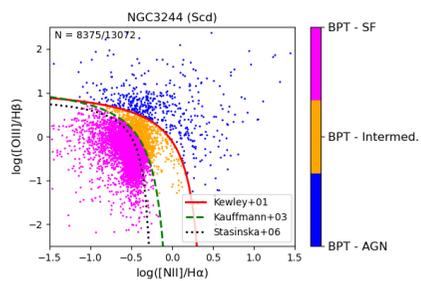




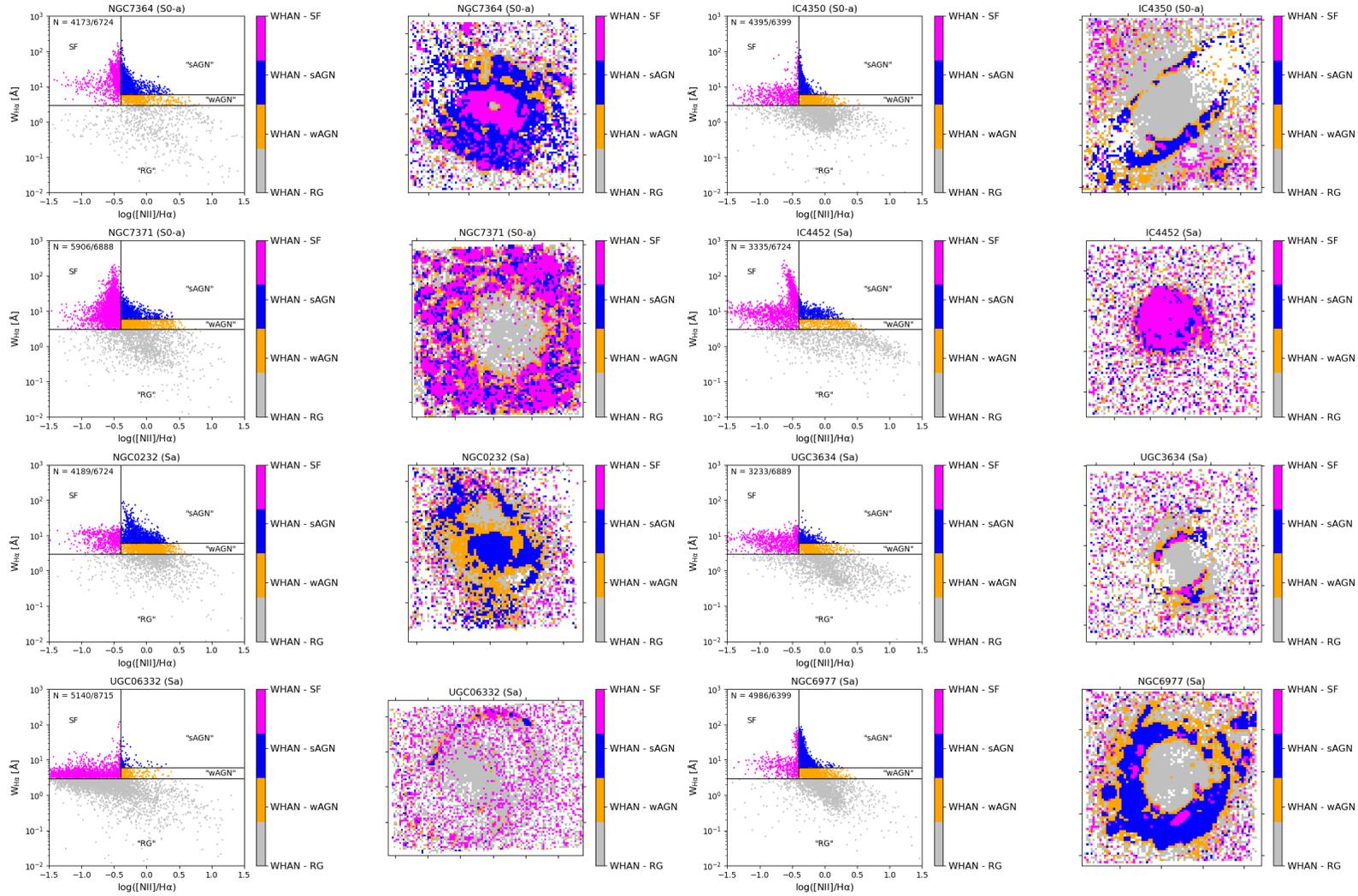


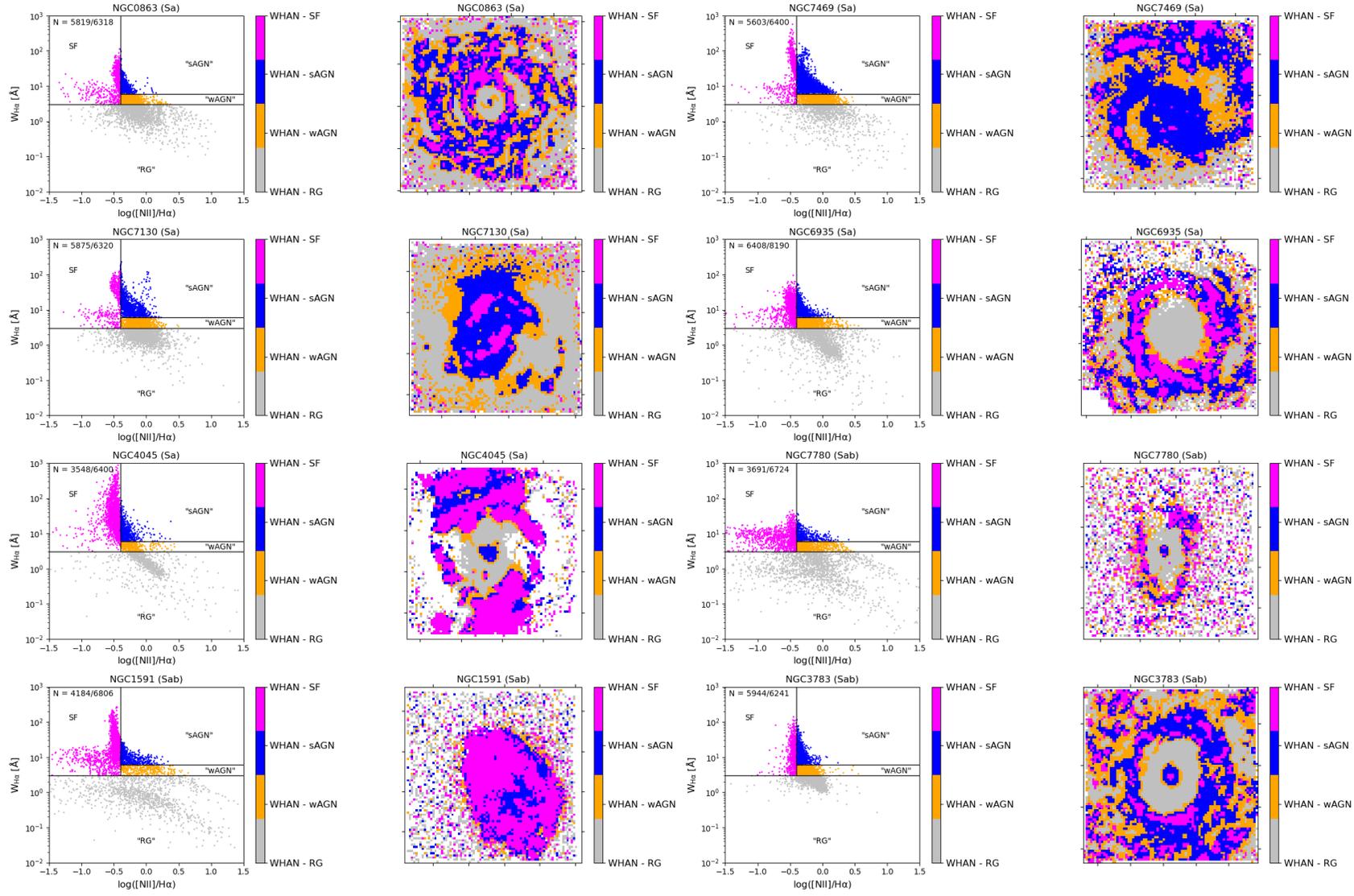


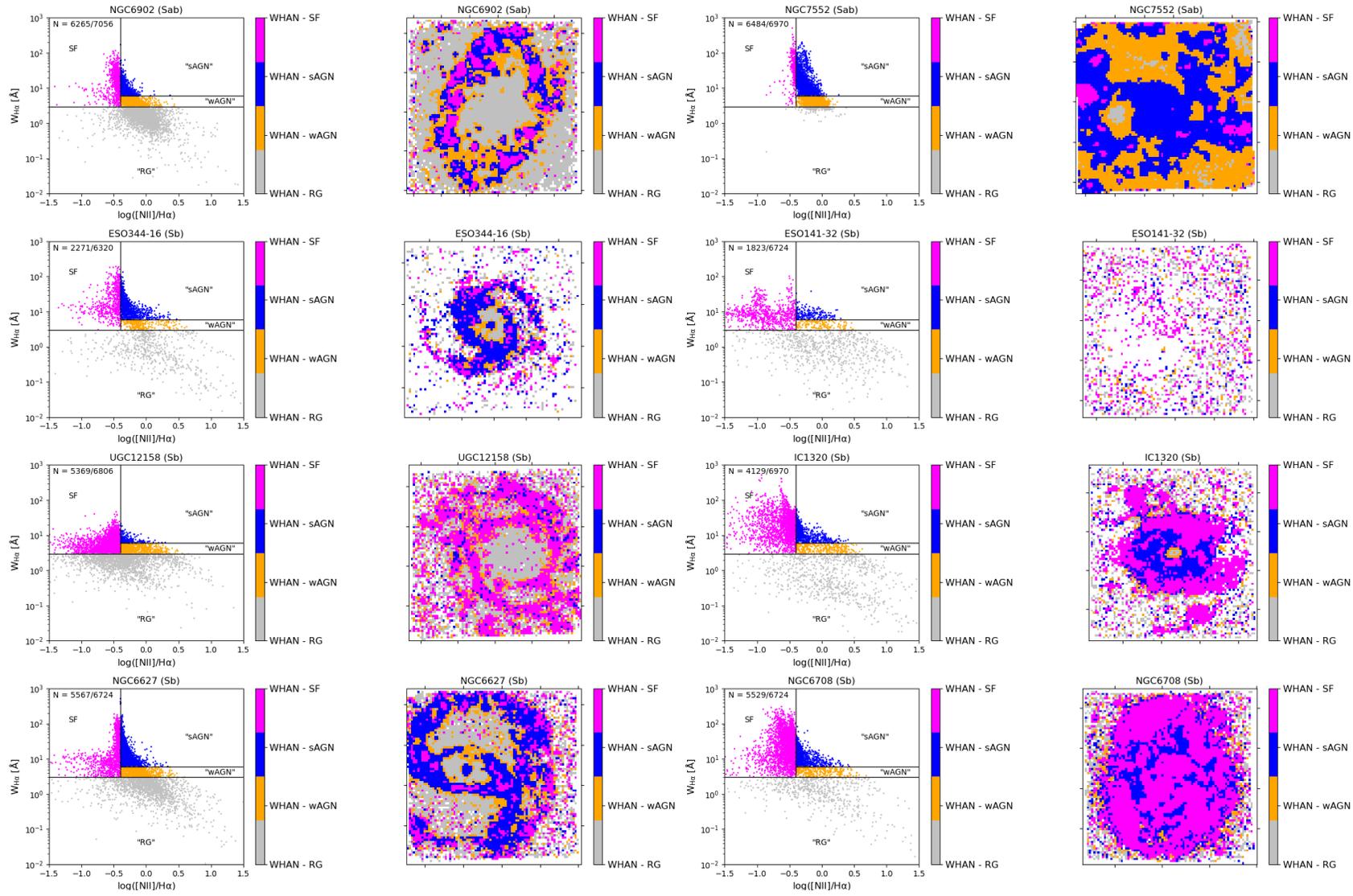


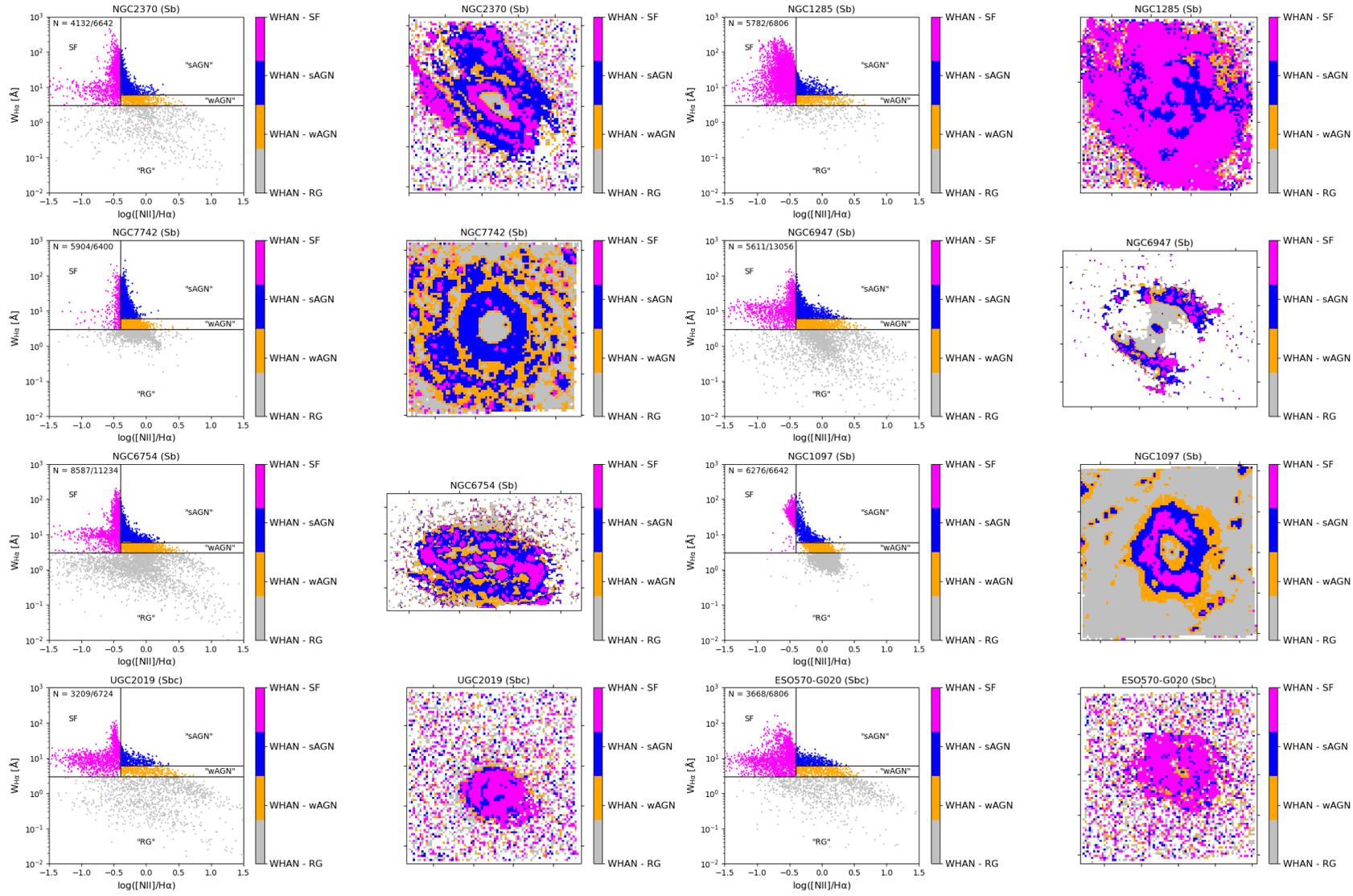


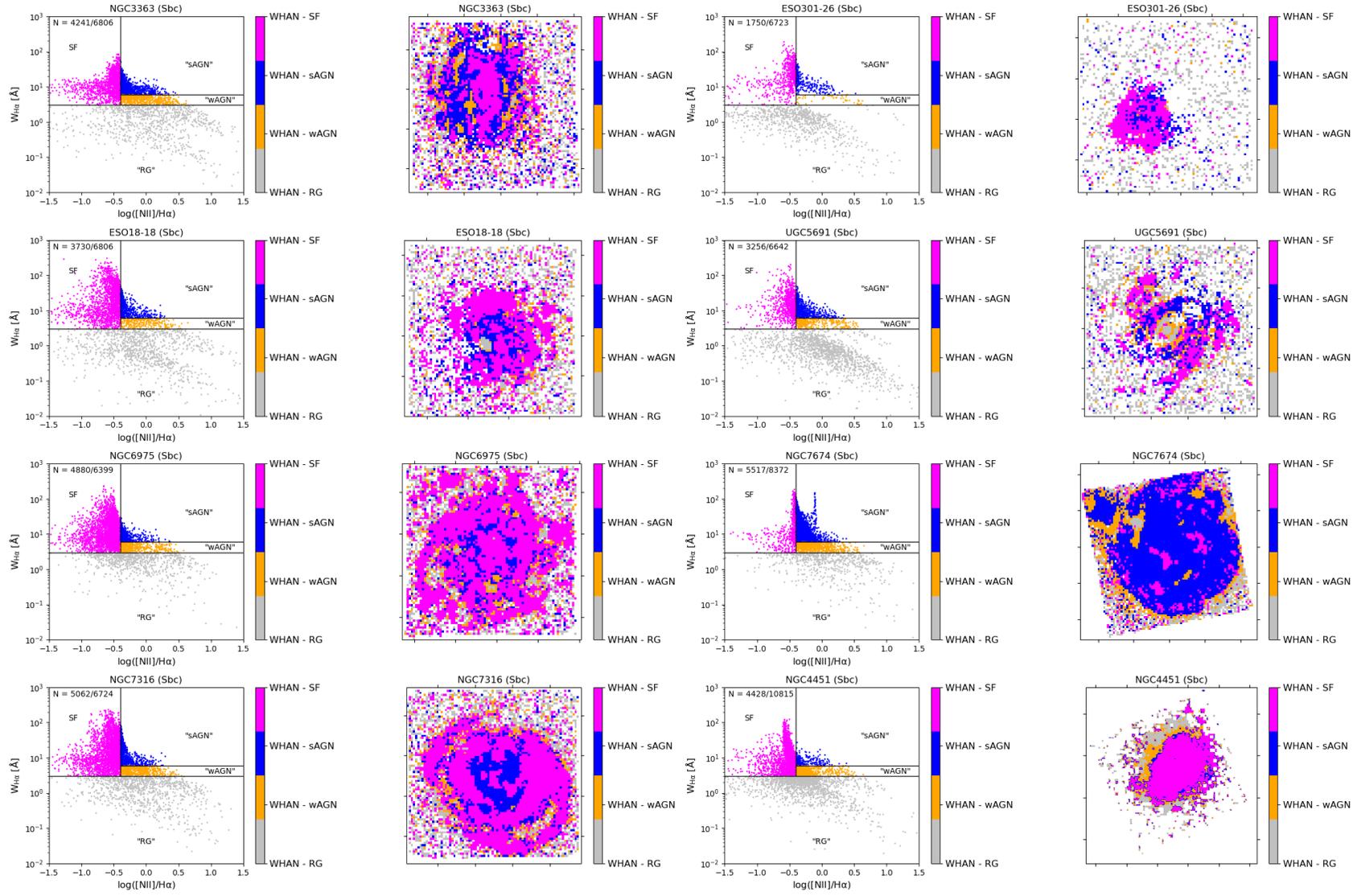
APÊNDICE B – WHANS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE CID FERNANDES

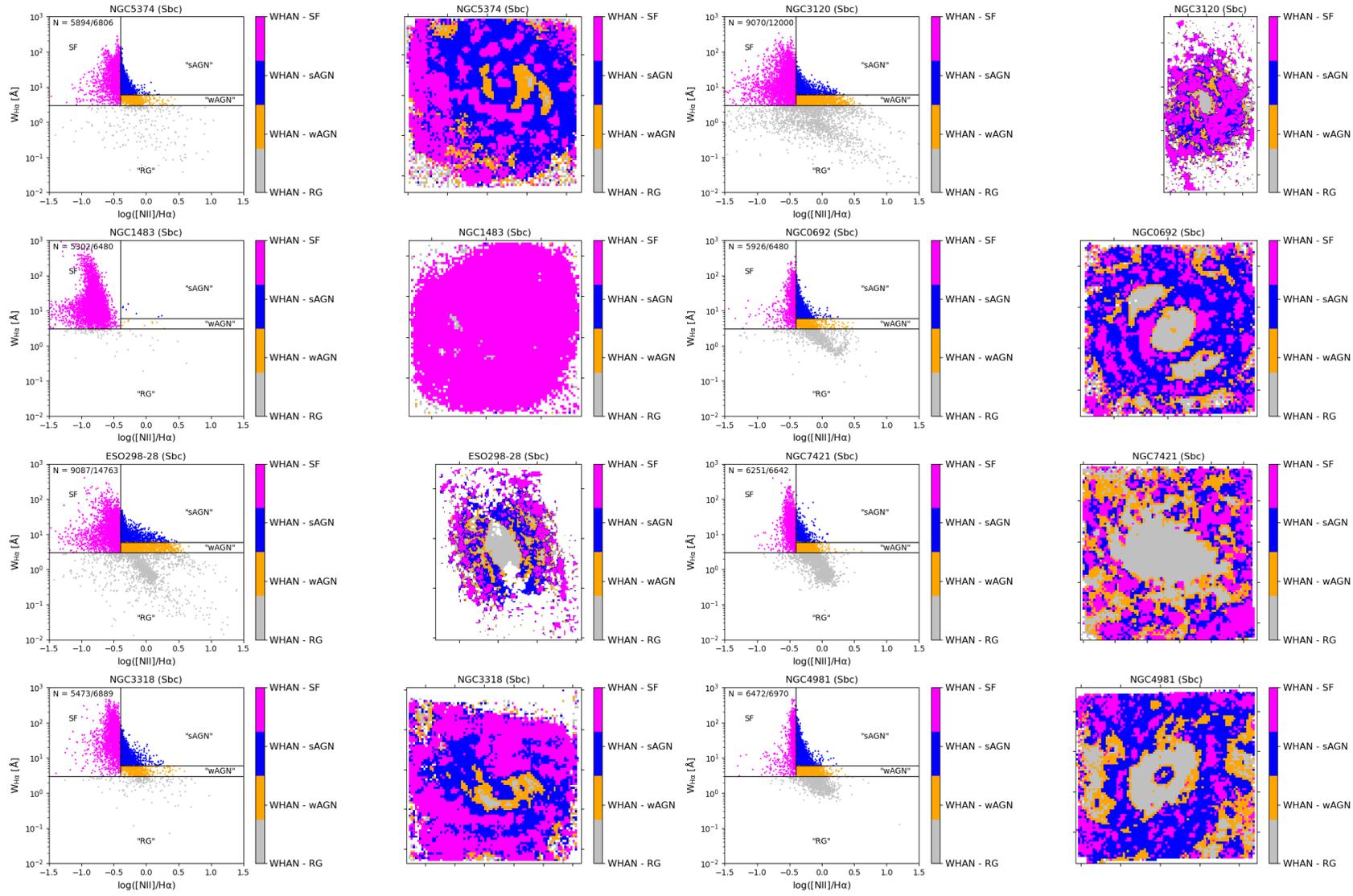


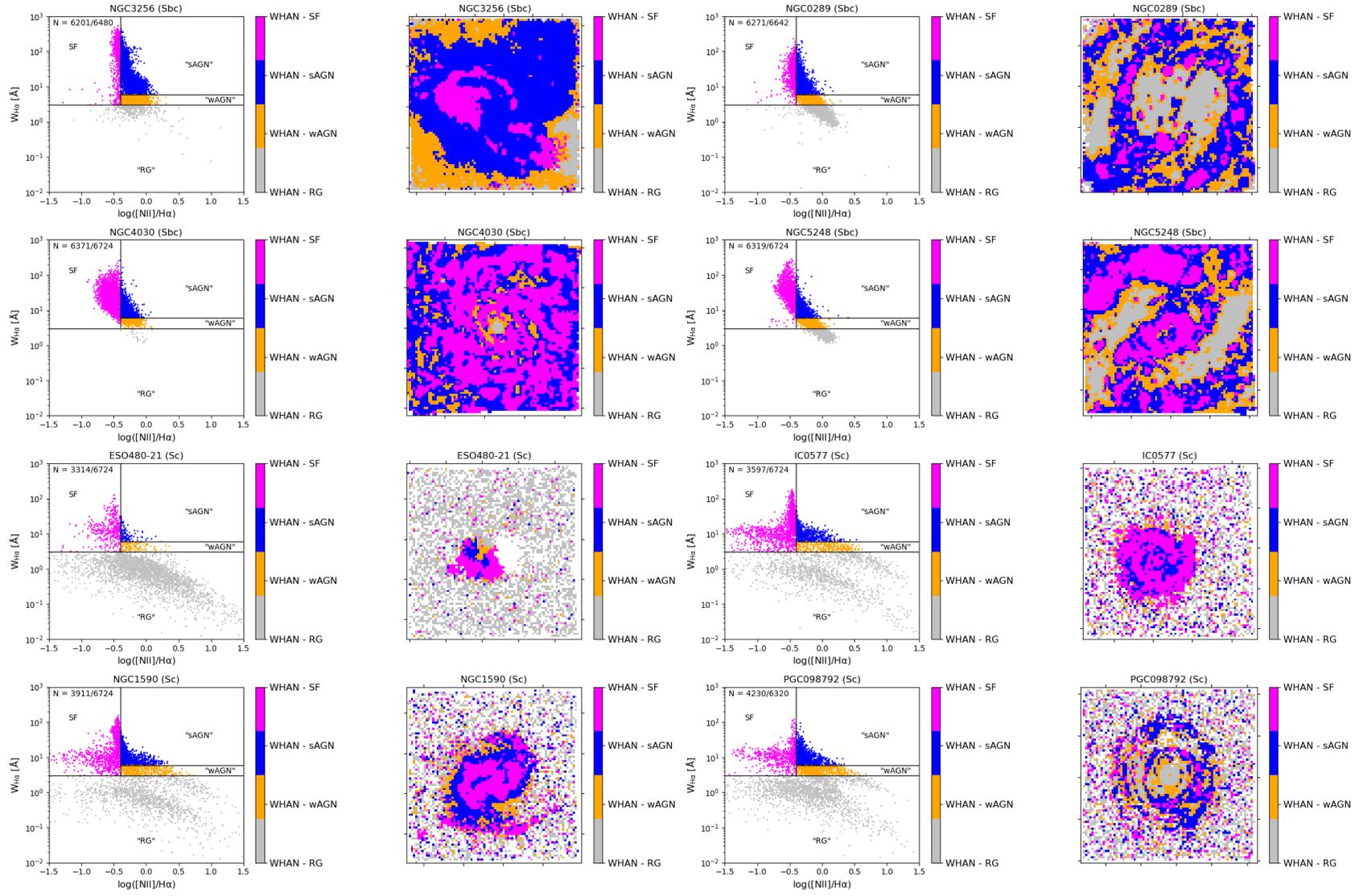


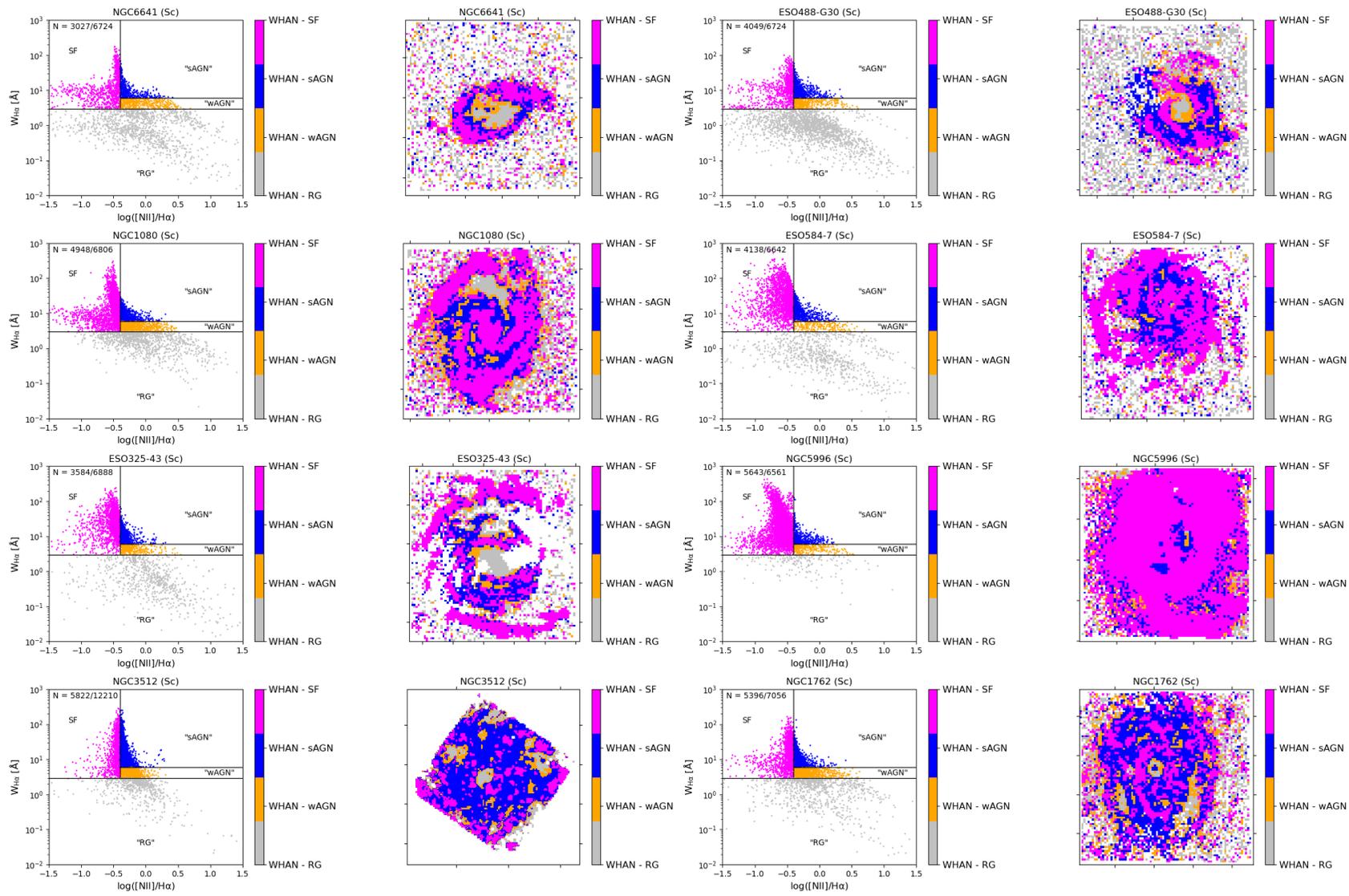


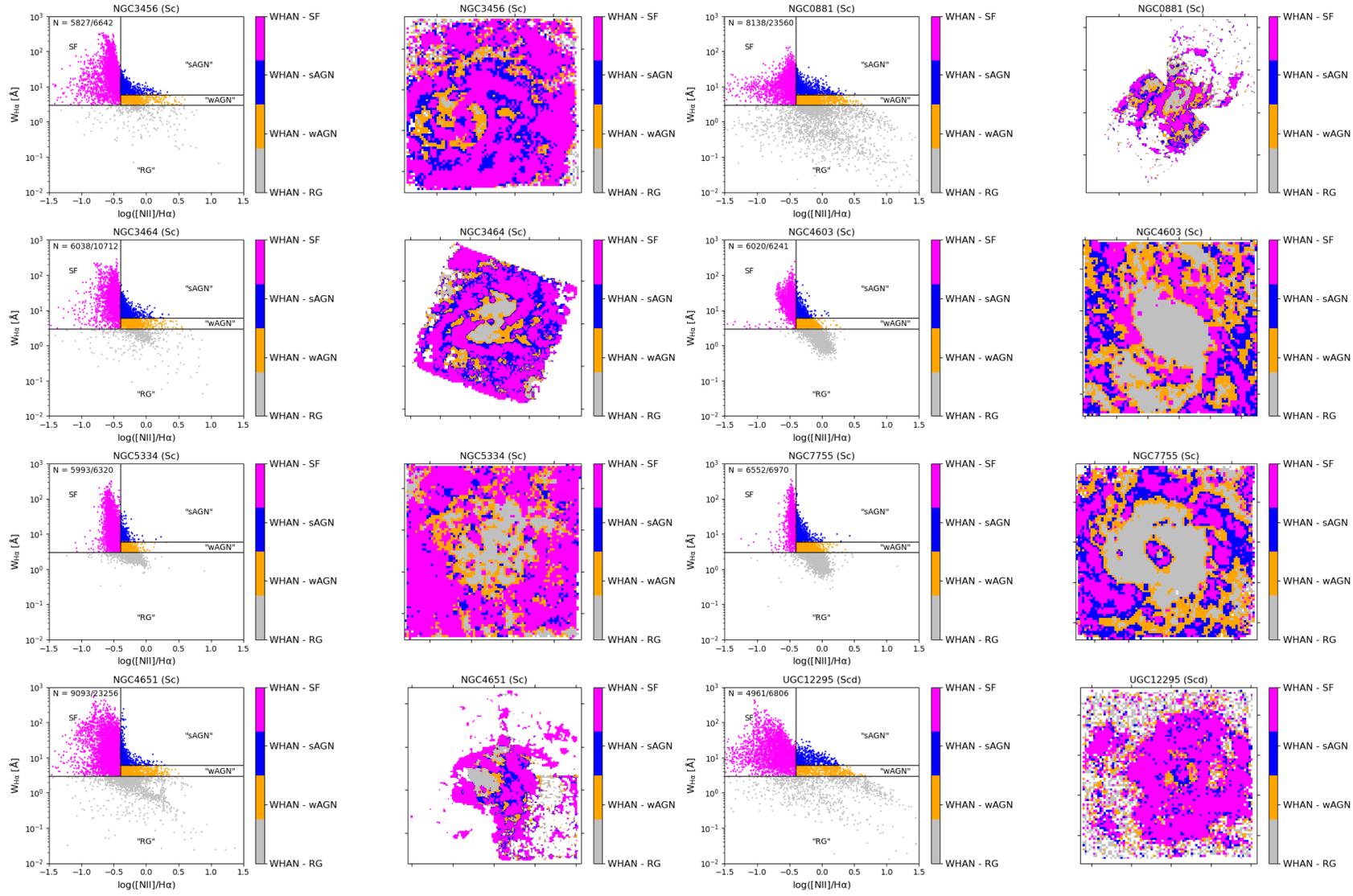


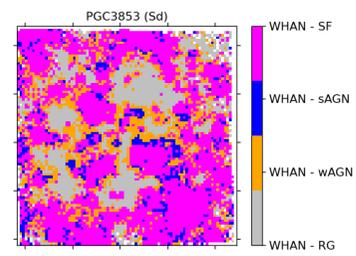
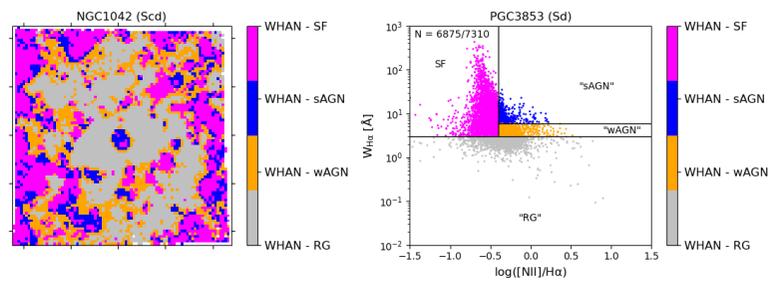
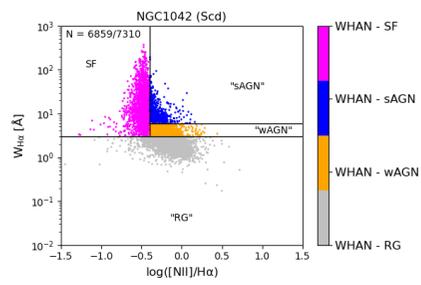
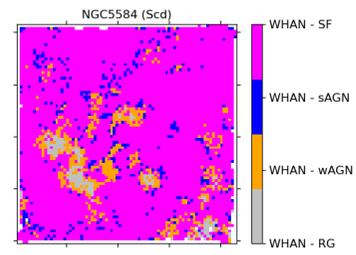
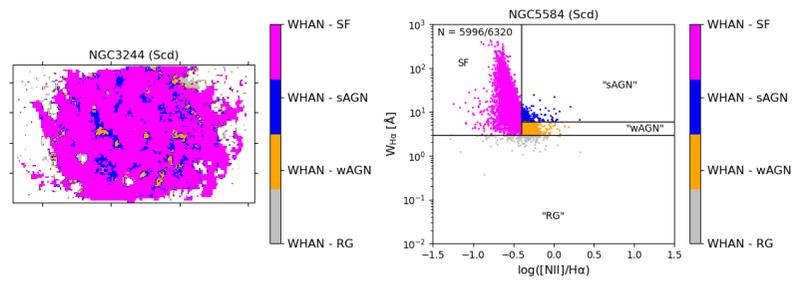
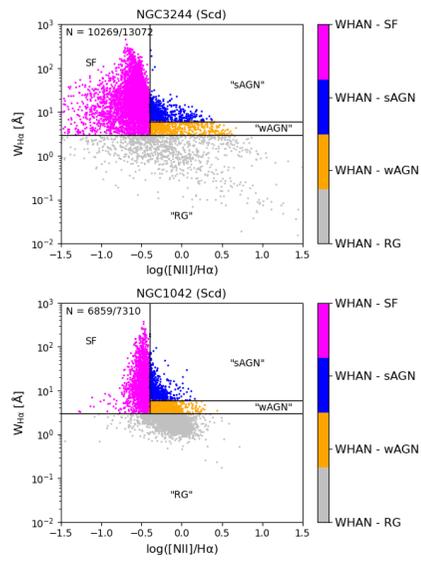




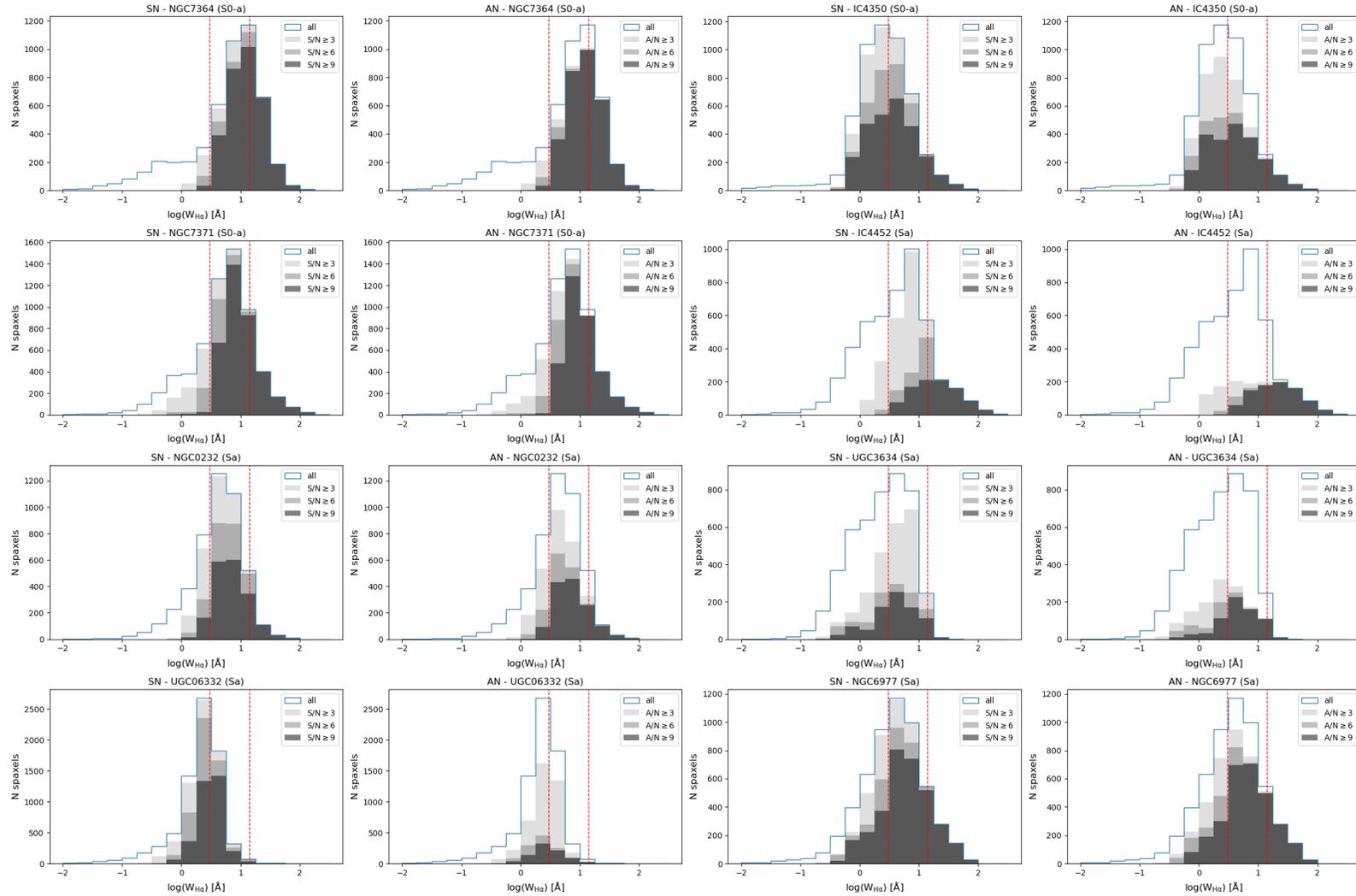


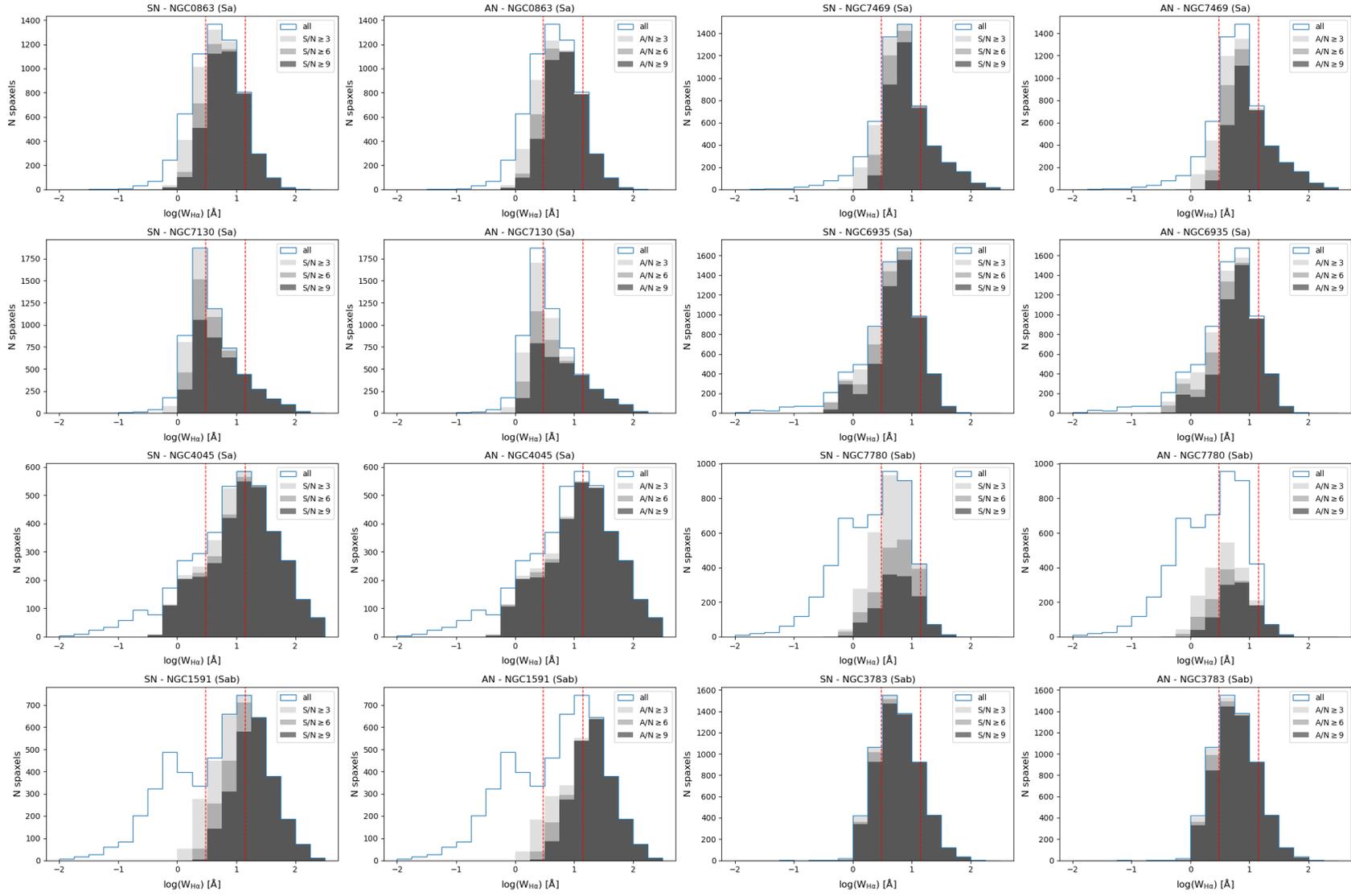


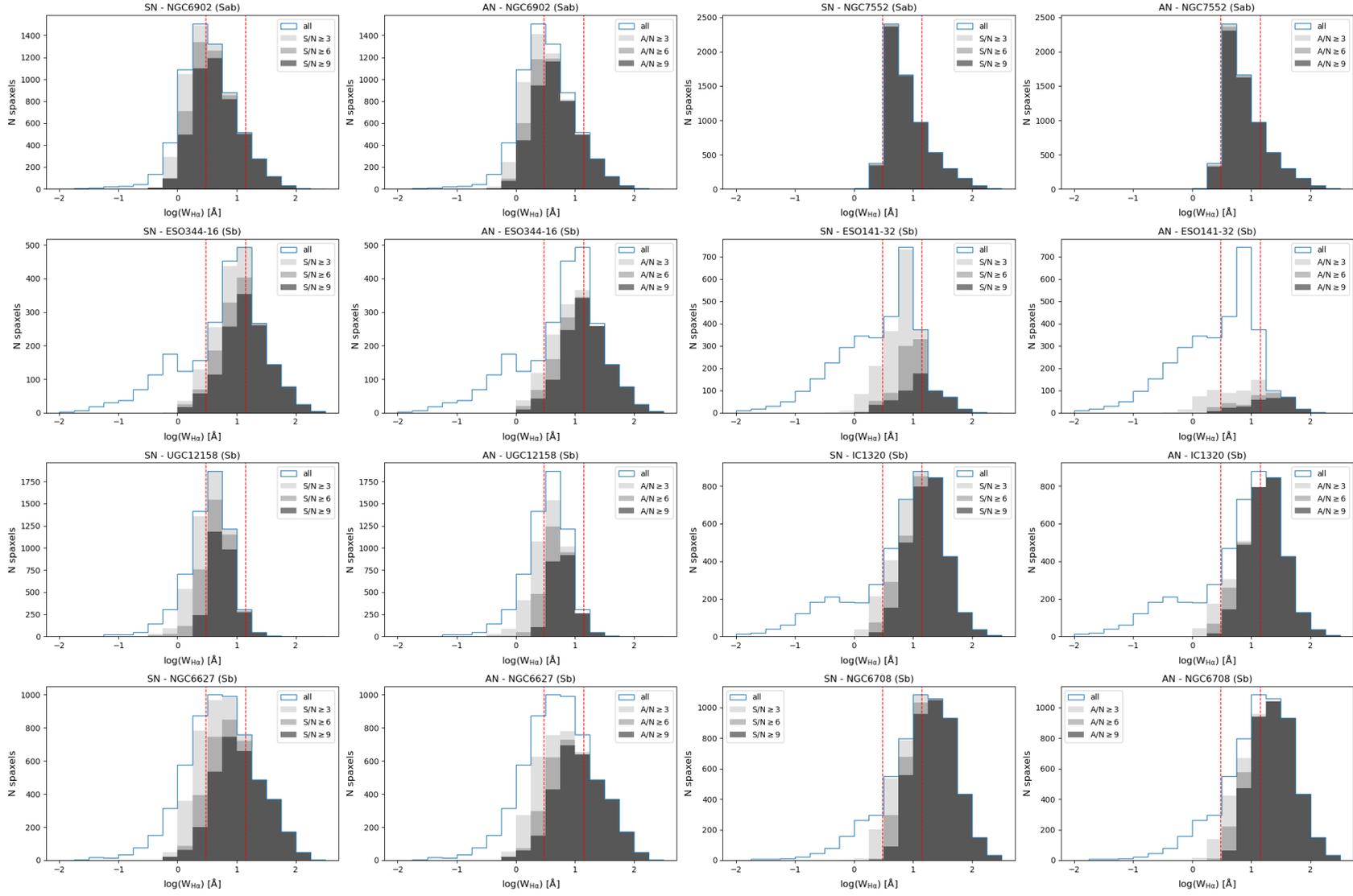


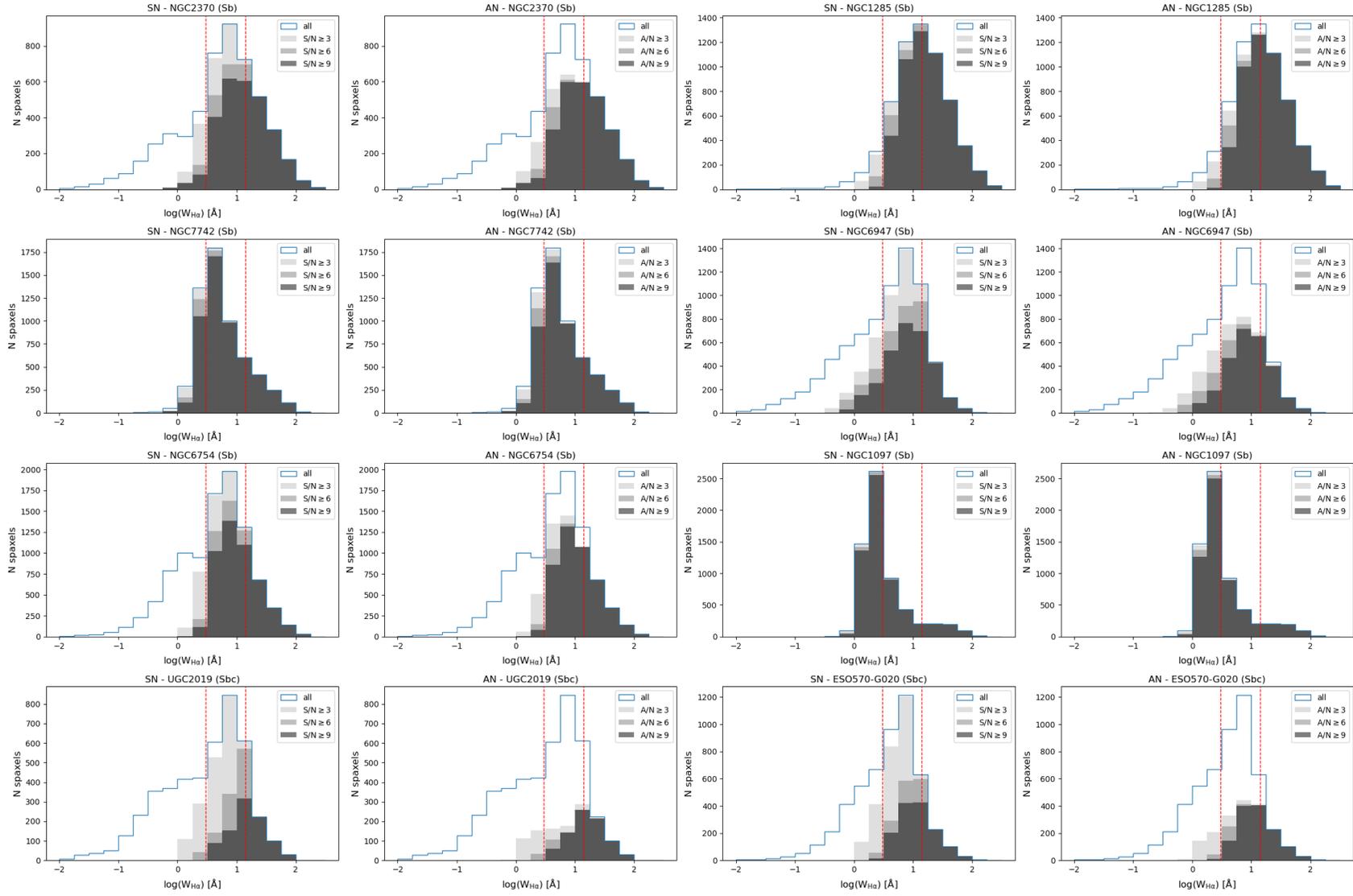


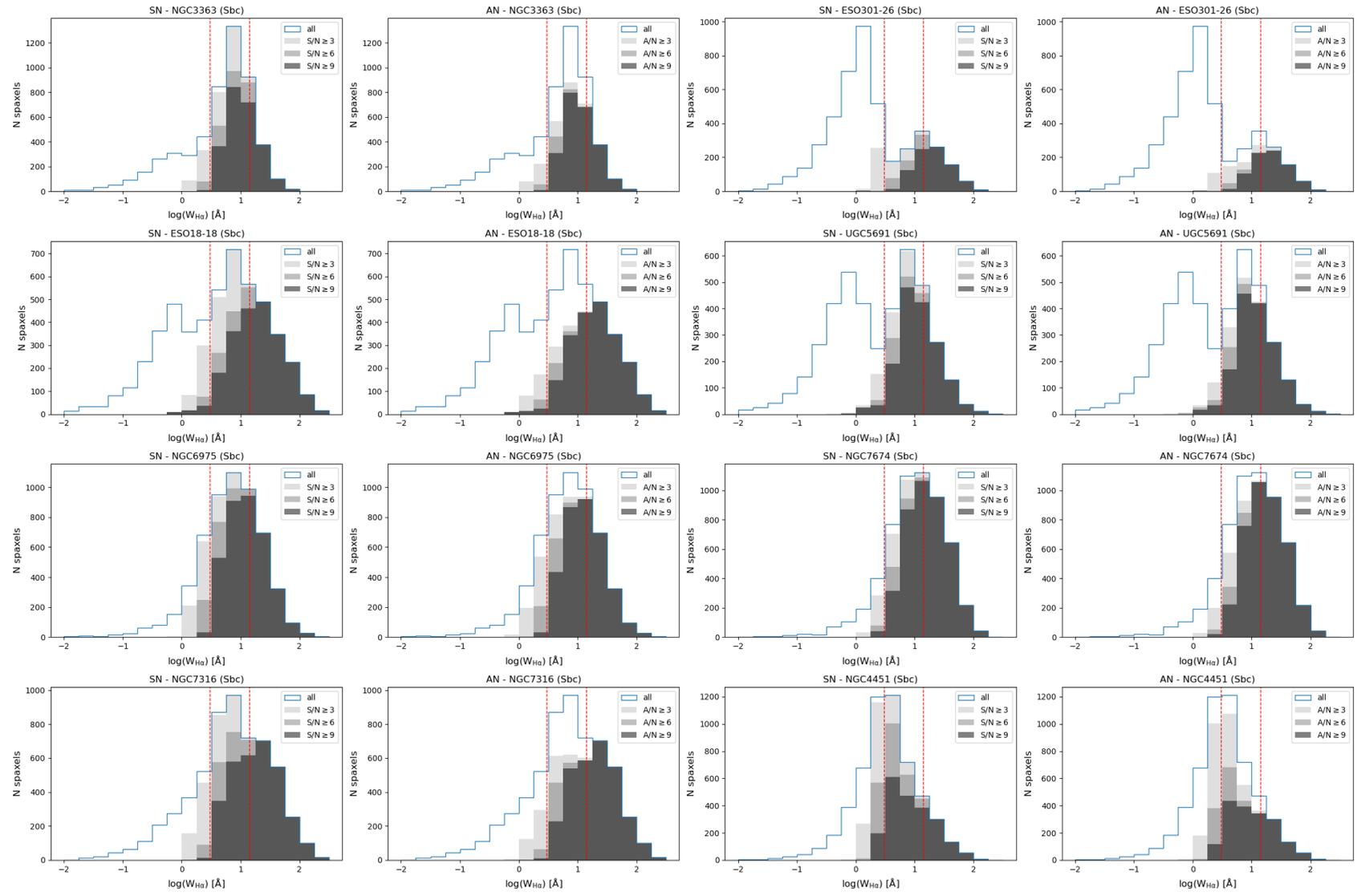
APÊNDICE C – HISTOGRAMAS CLASSIFICADOS POR S/N E A/N

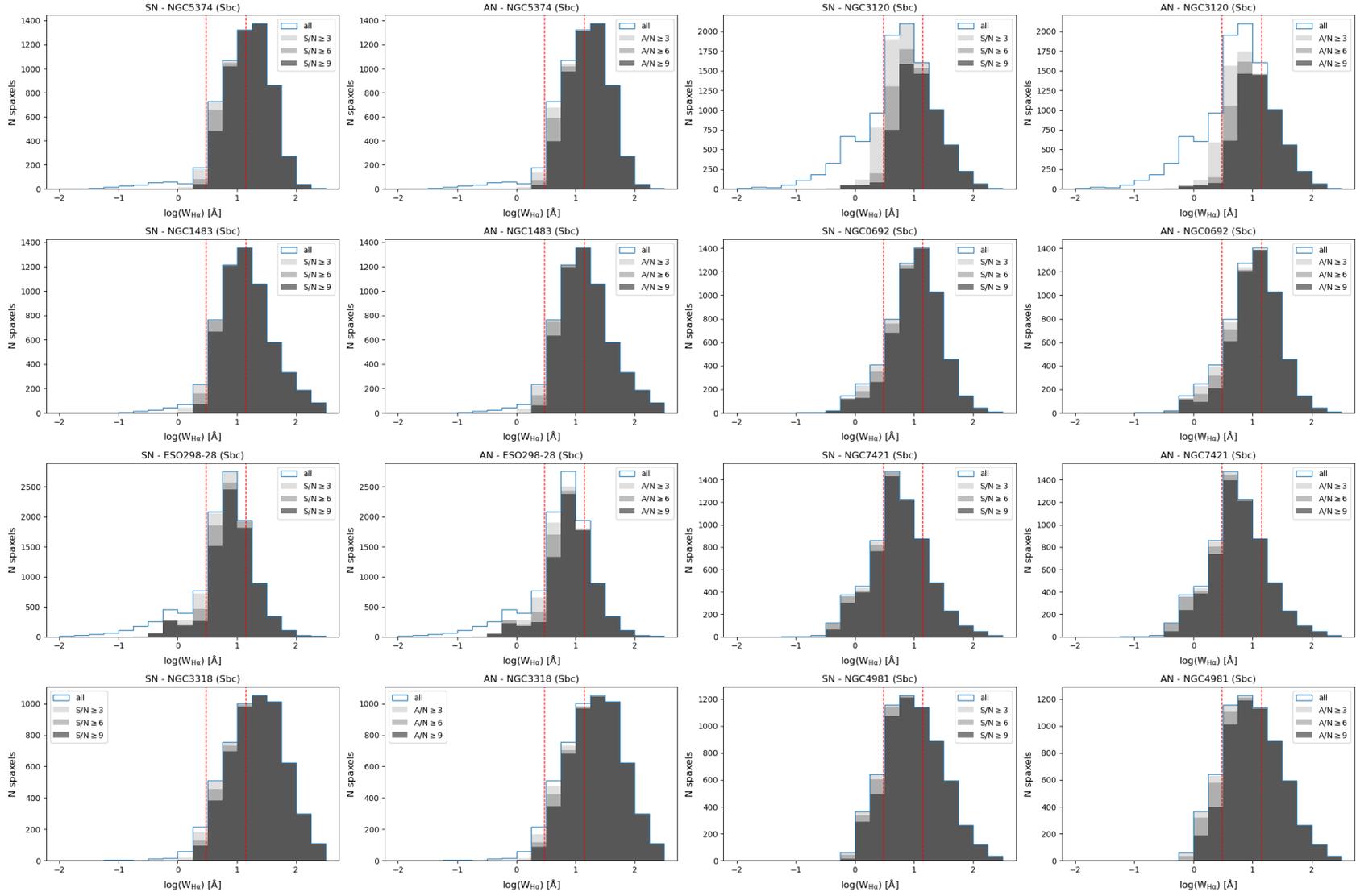


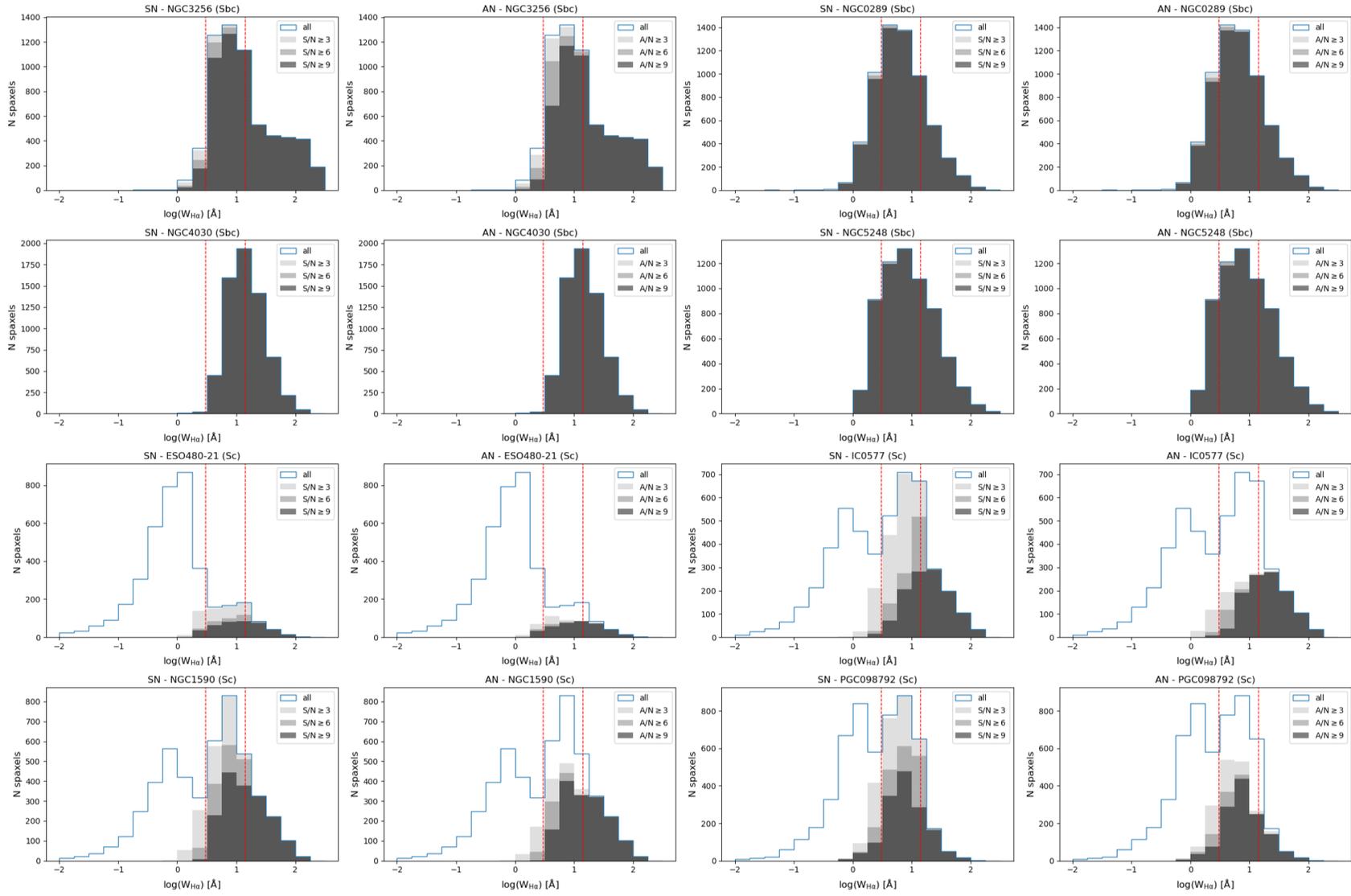


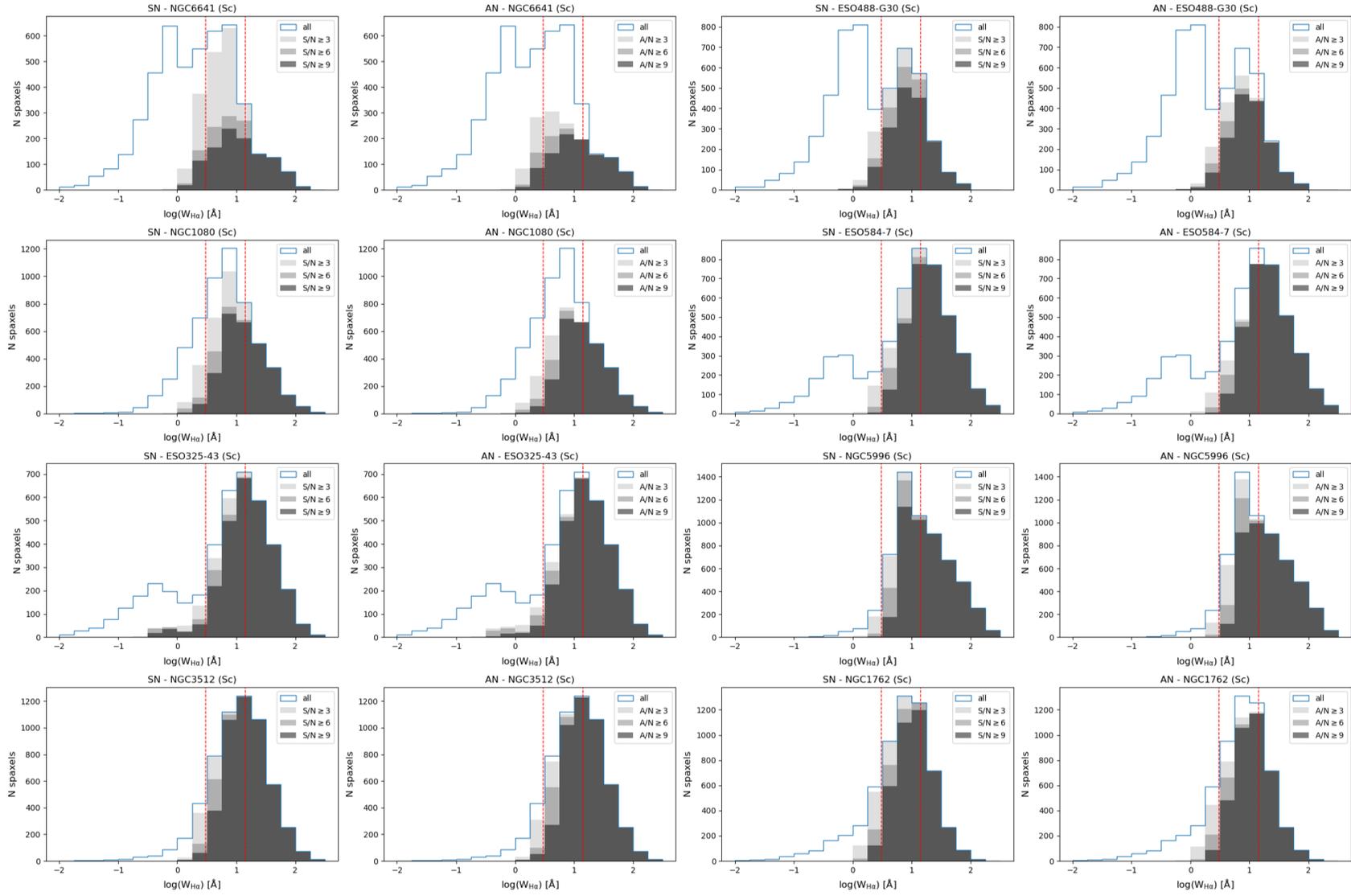


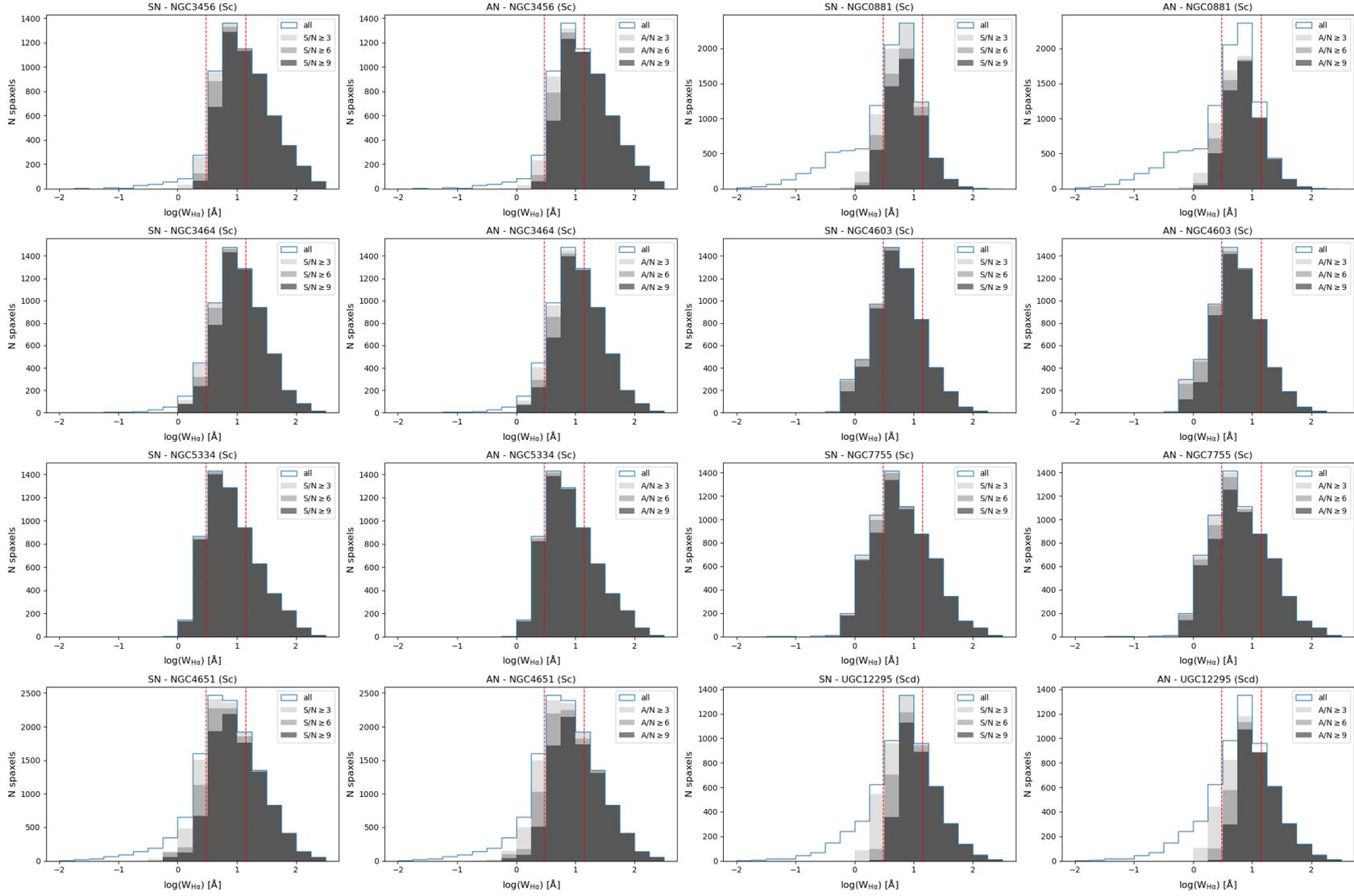


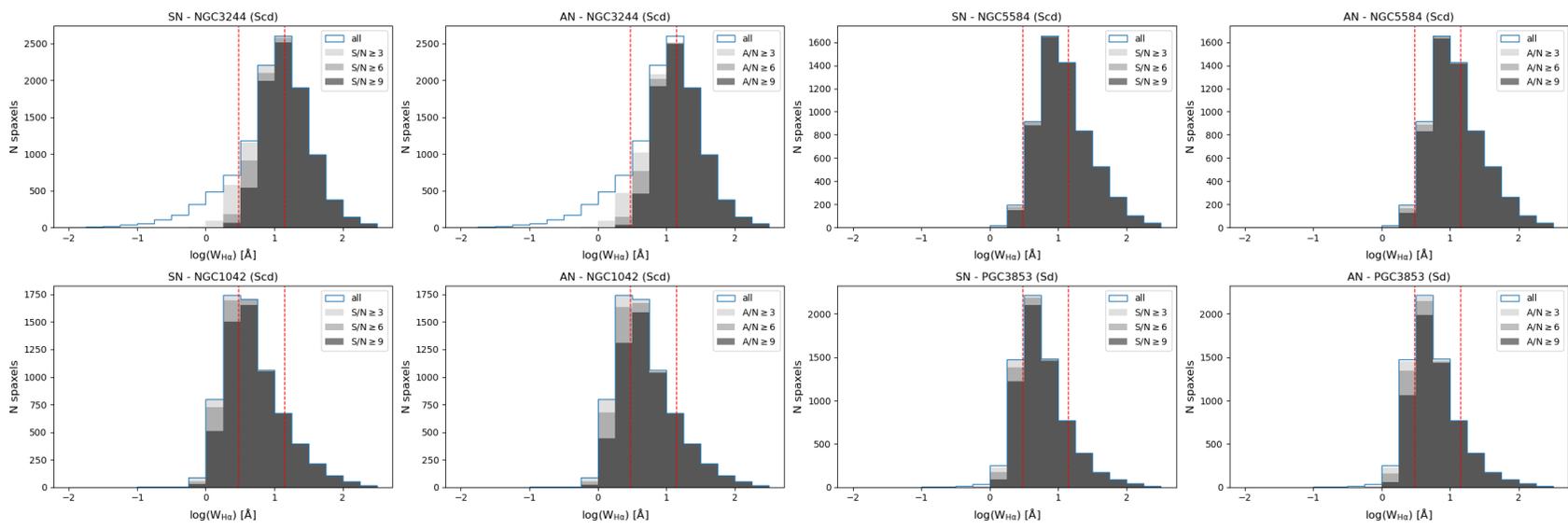




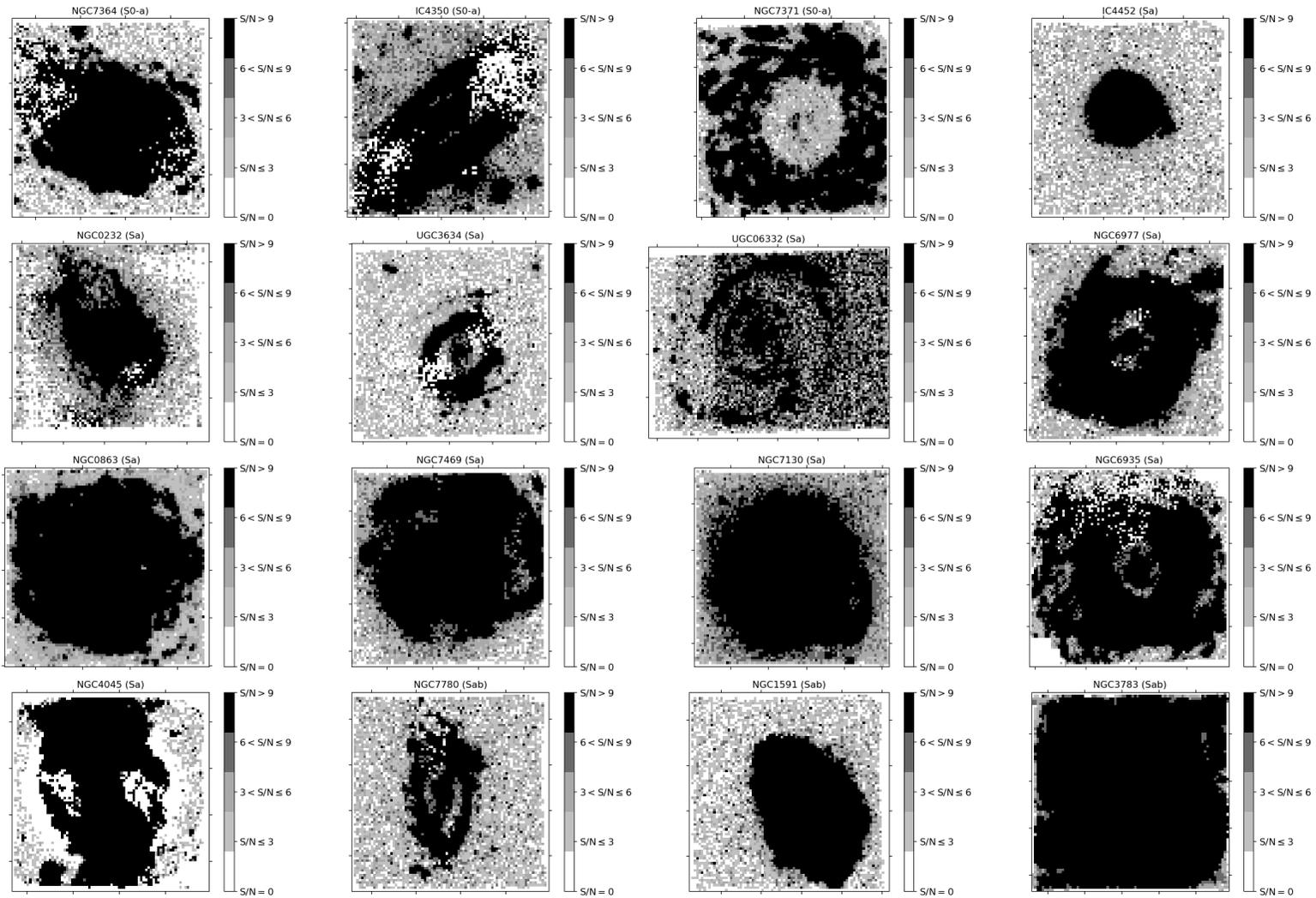


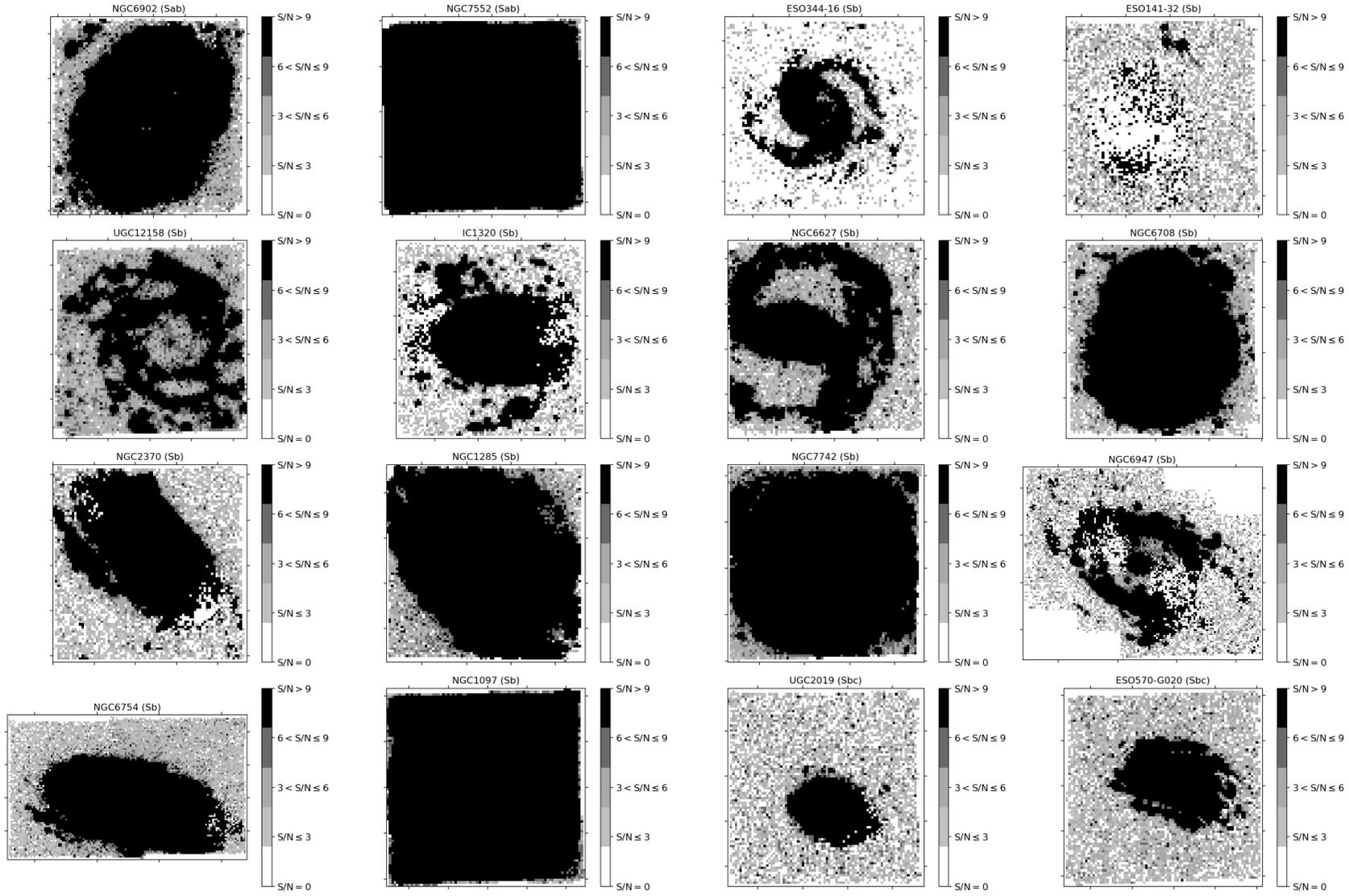


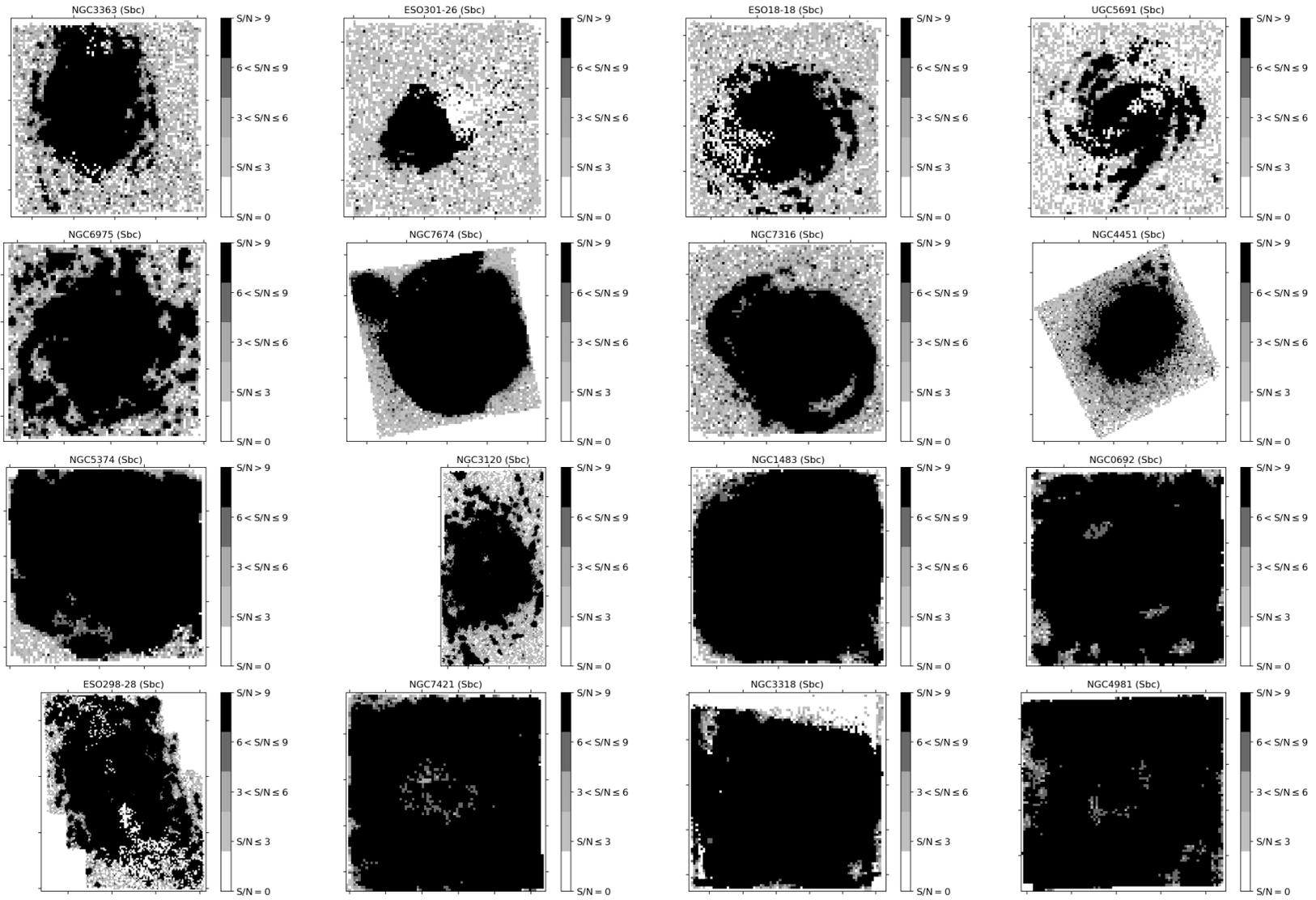


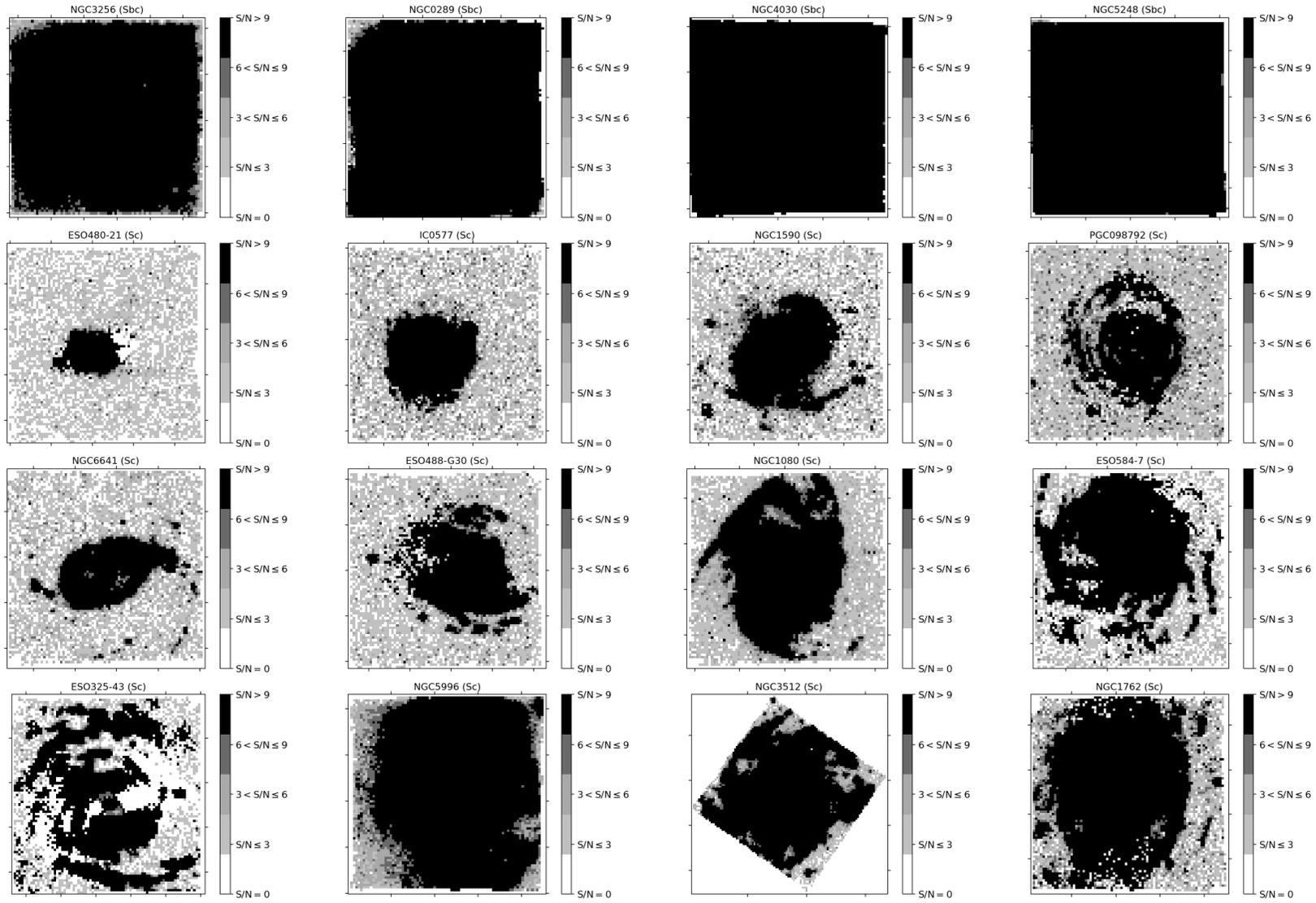


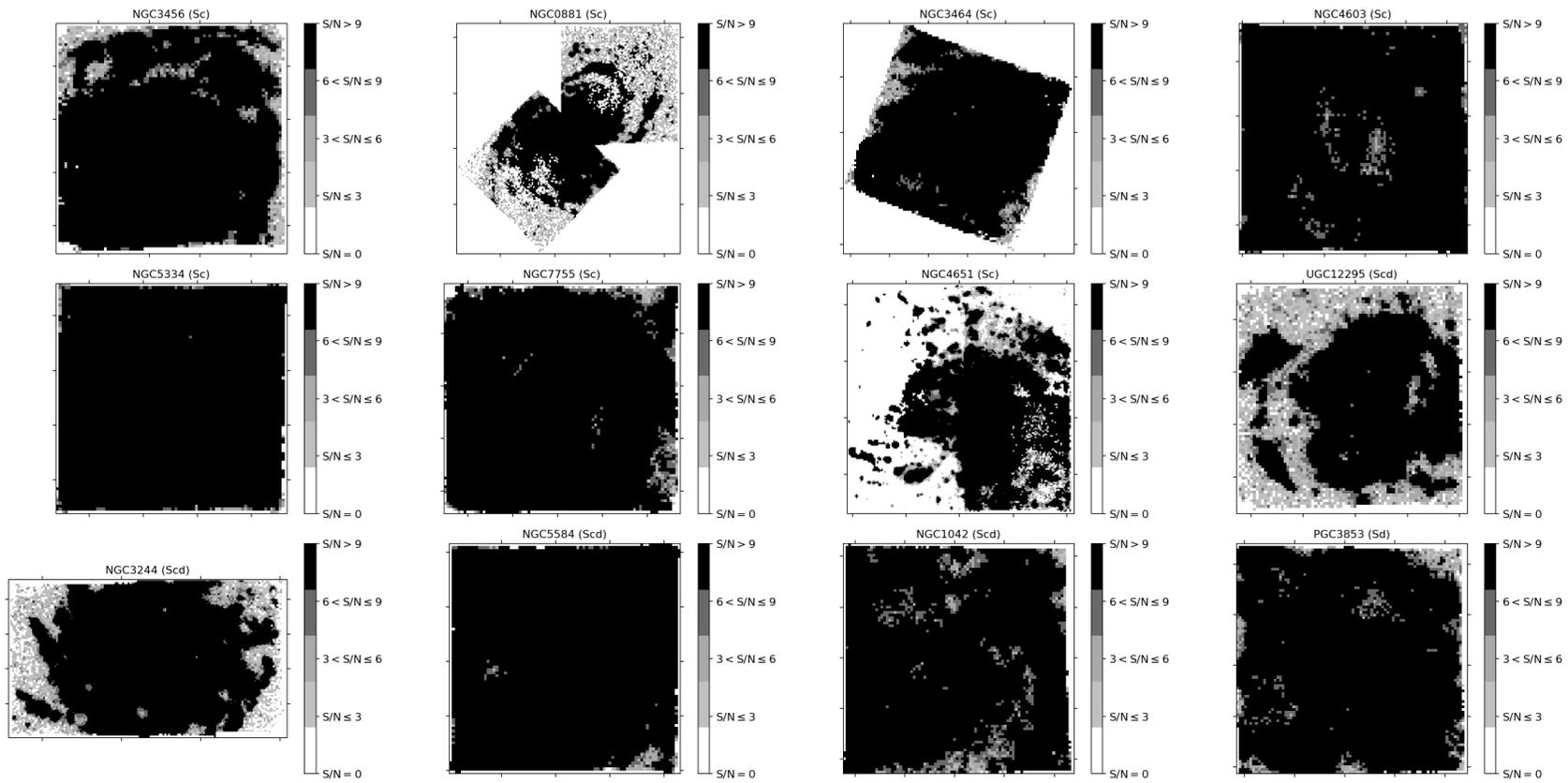
APÊNDICE D – MAPAS CLASSIFICADOS POR S/N



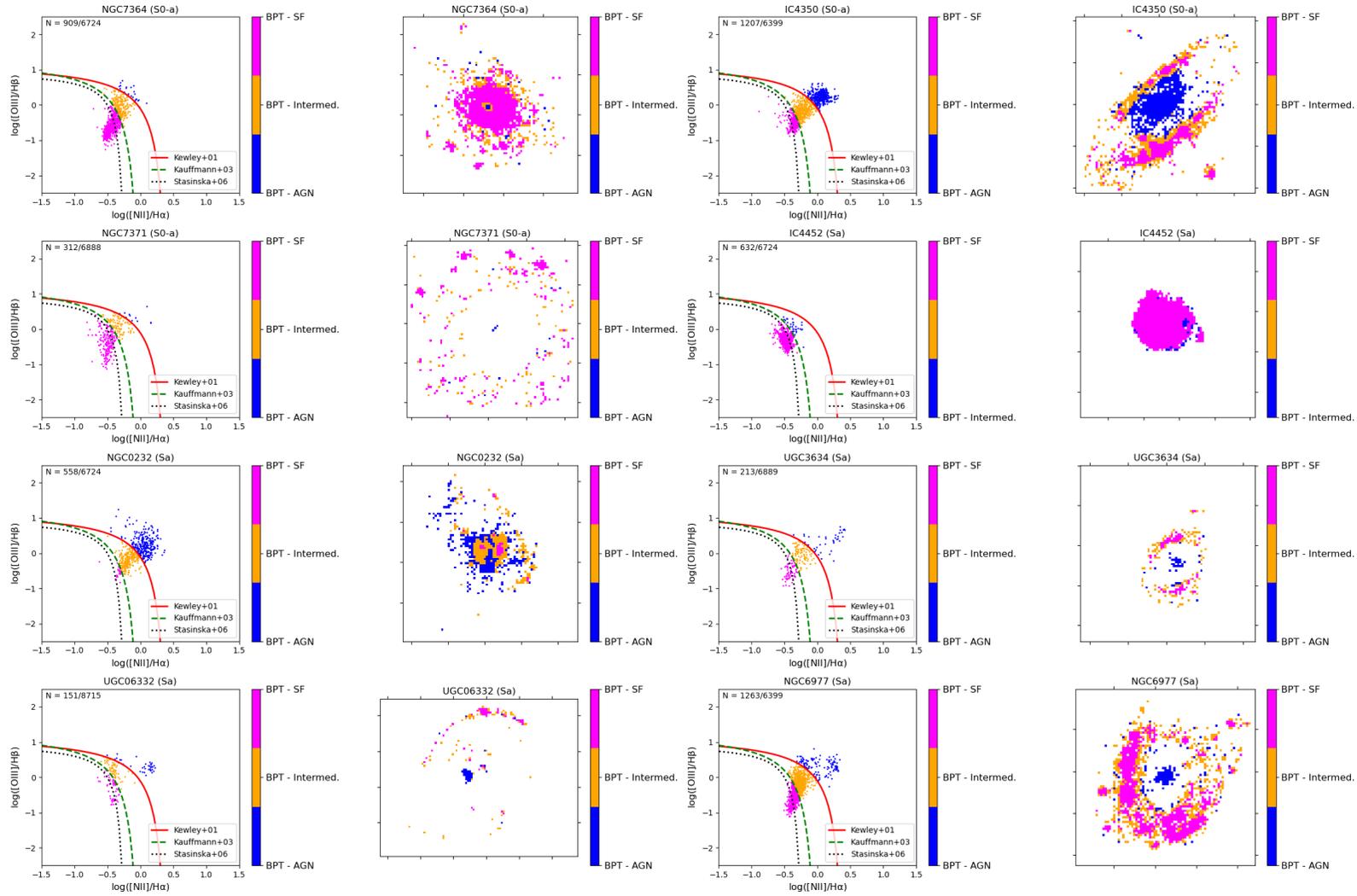


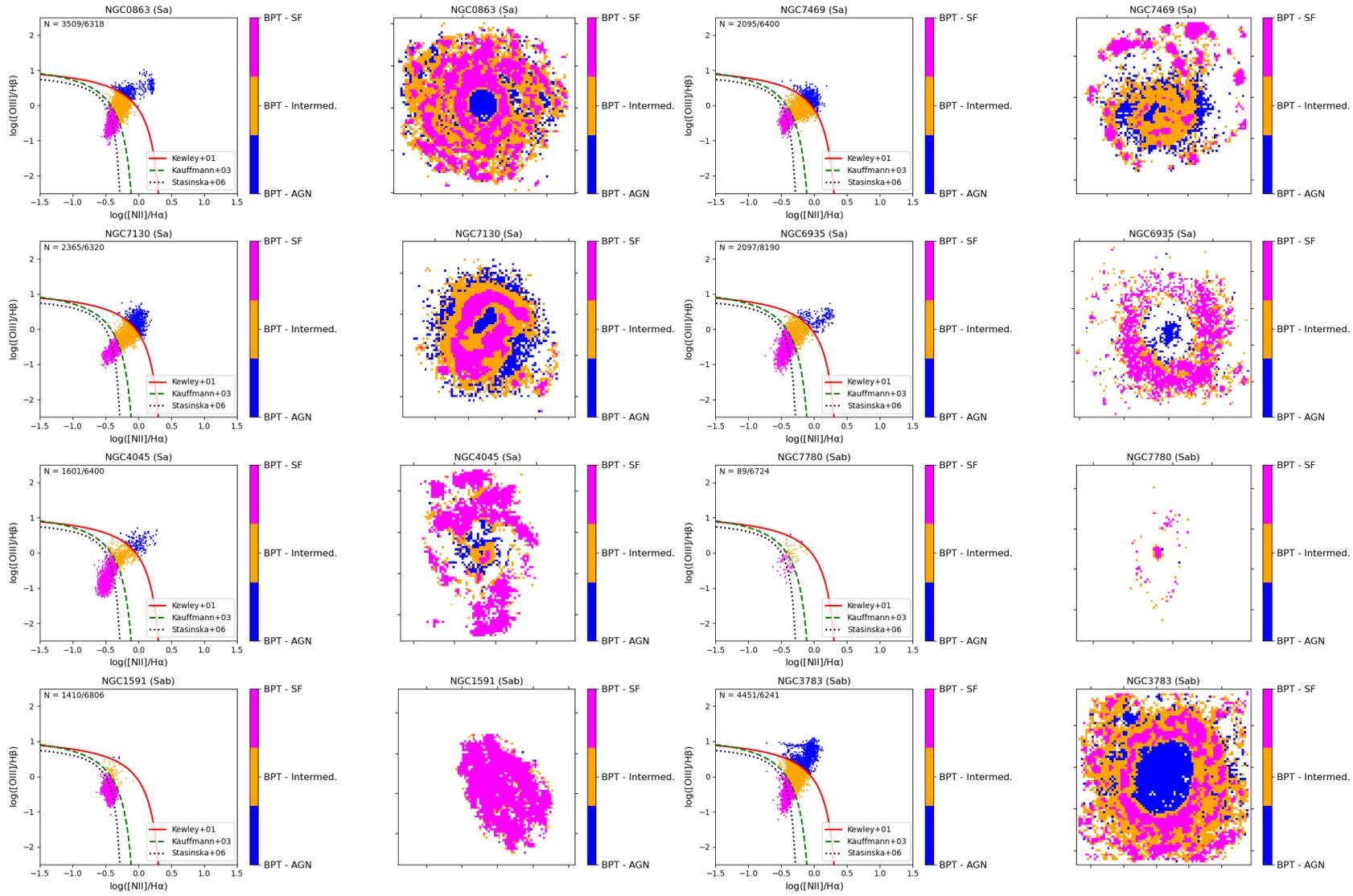


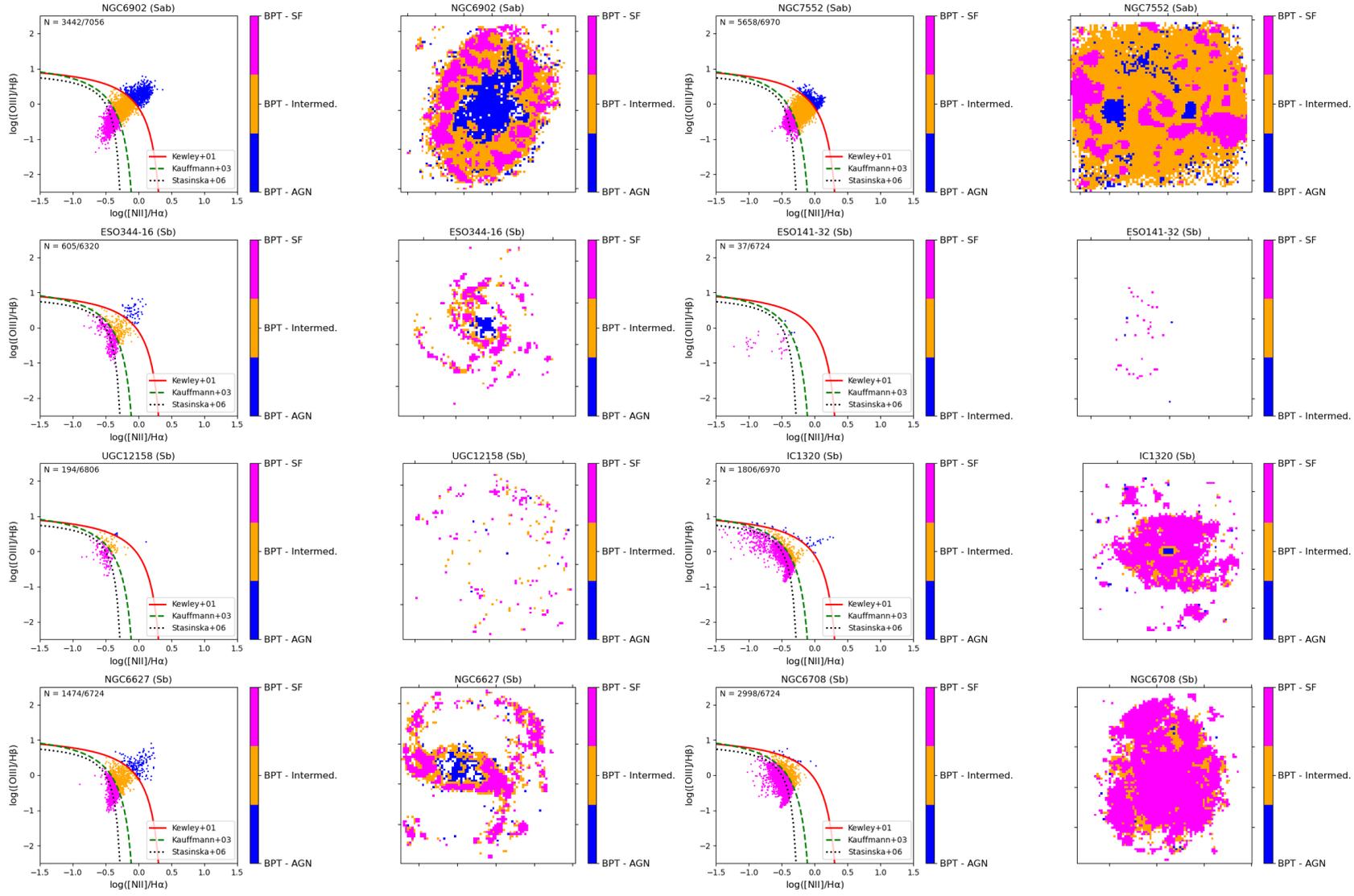


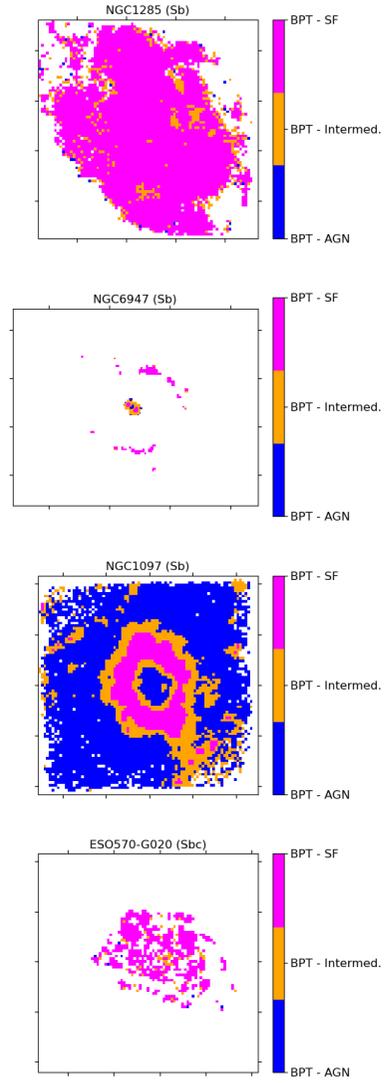
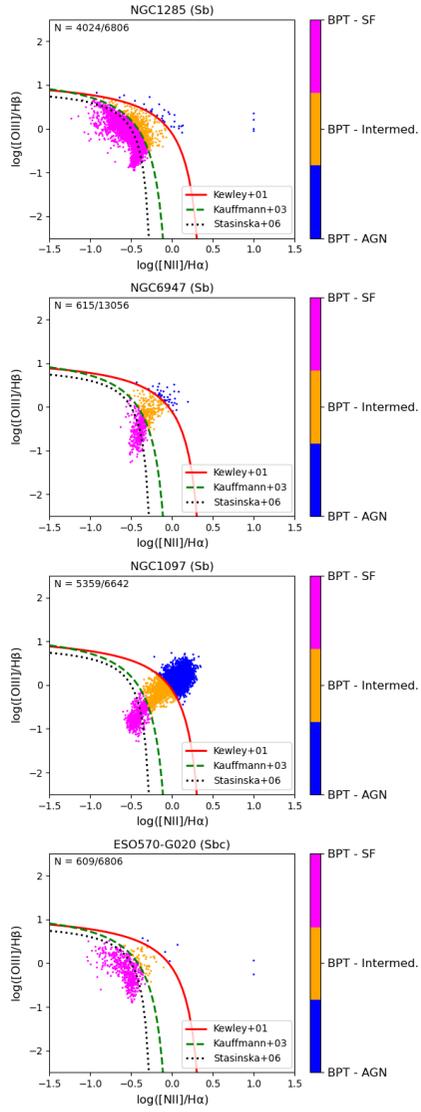
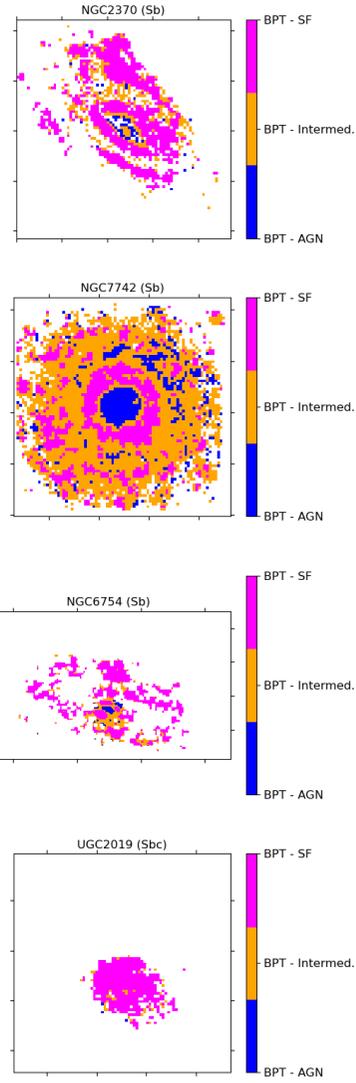
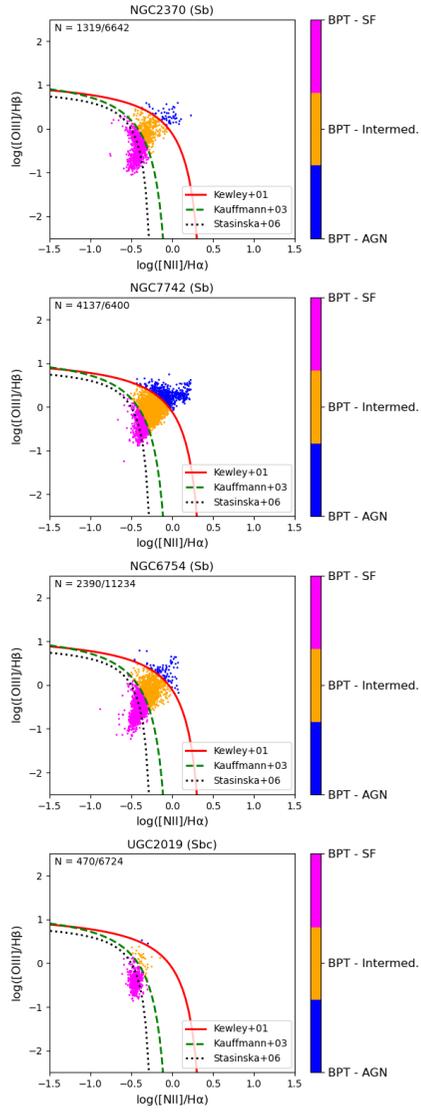


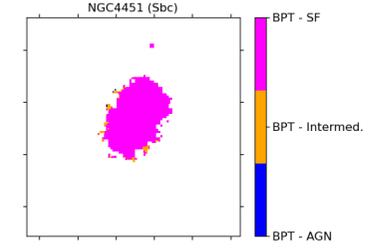
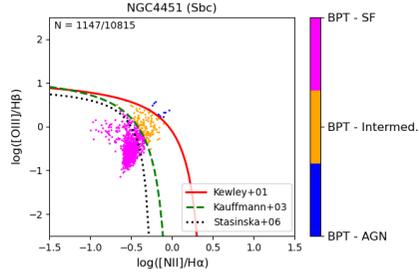
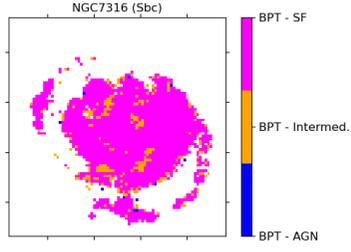
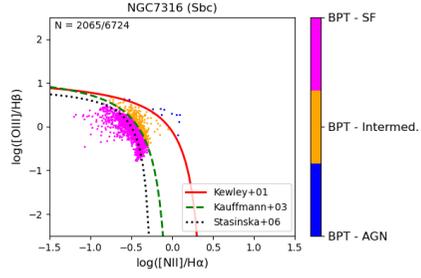
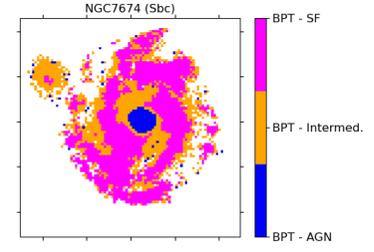
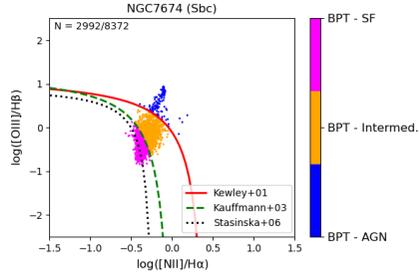
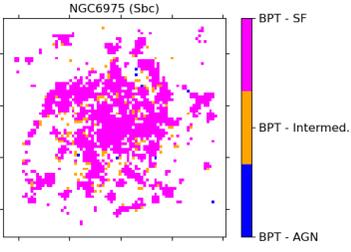
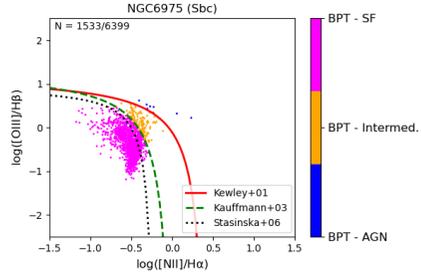
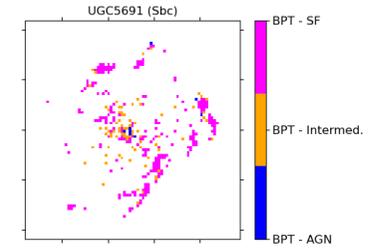
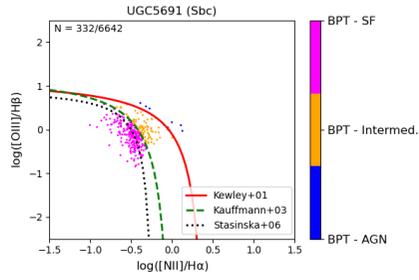
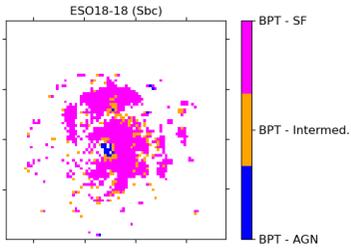
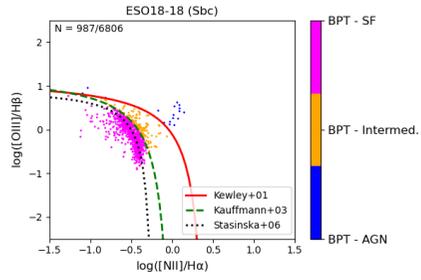
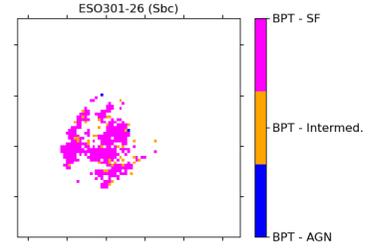
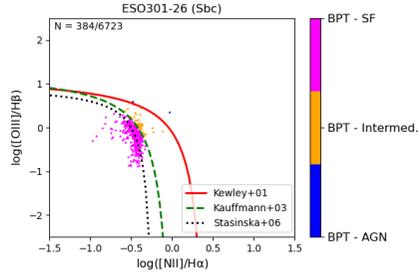
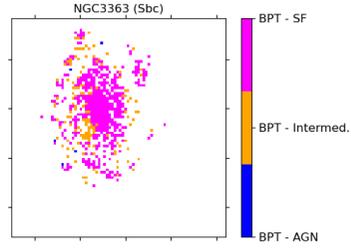
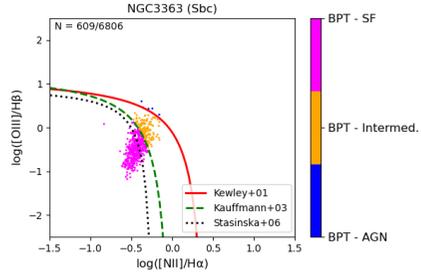
APÊNDICE E – BPTS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE KEWLEY E KAUFFMANN (S/N > 3)

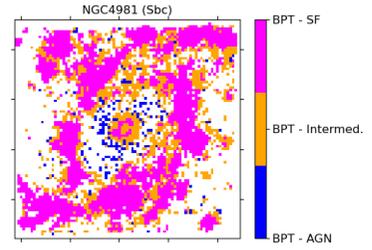
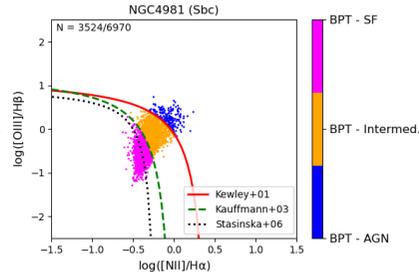
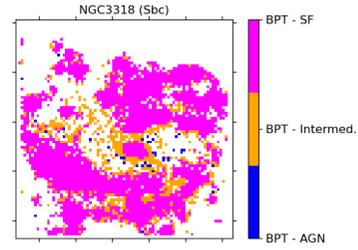
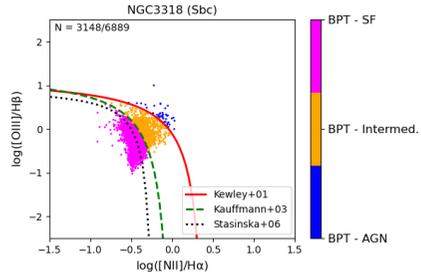
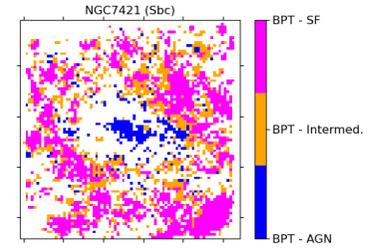
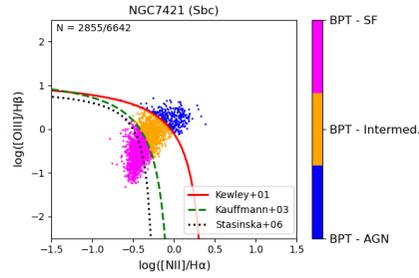
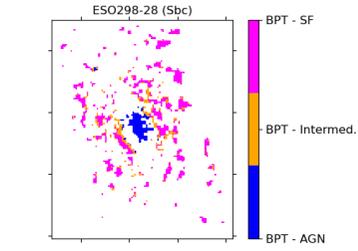
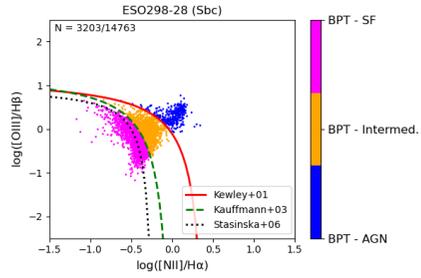
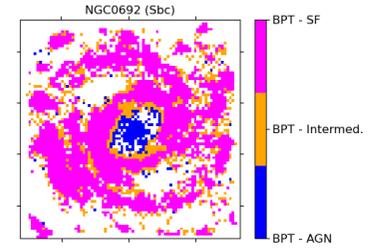
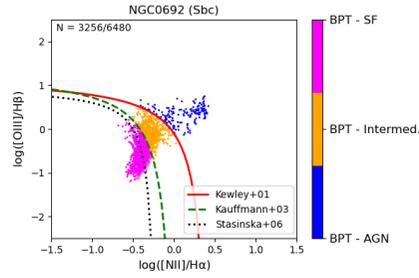
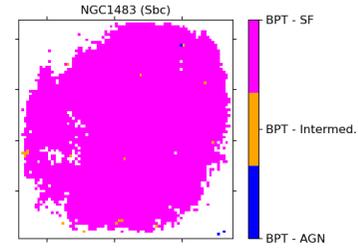
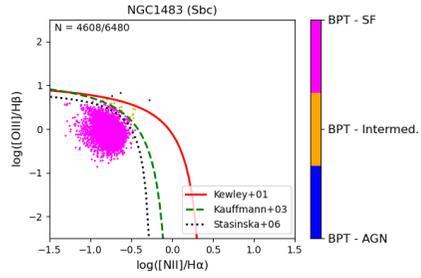
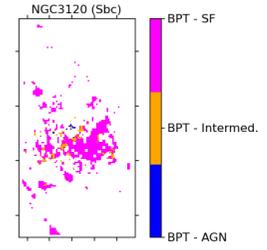
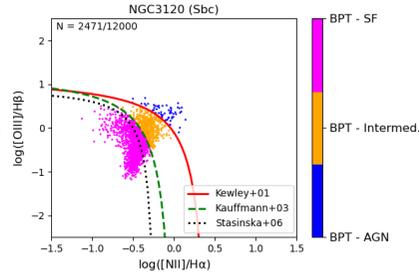
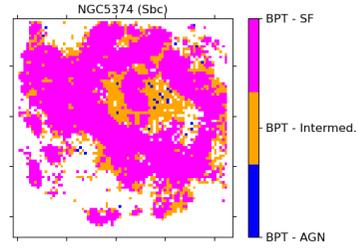
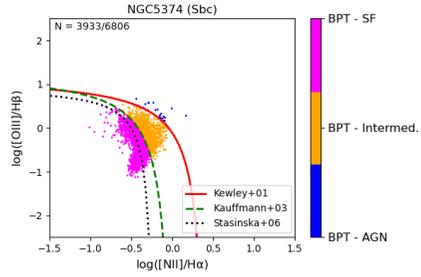


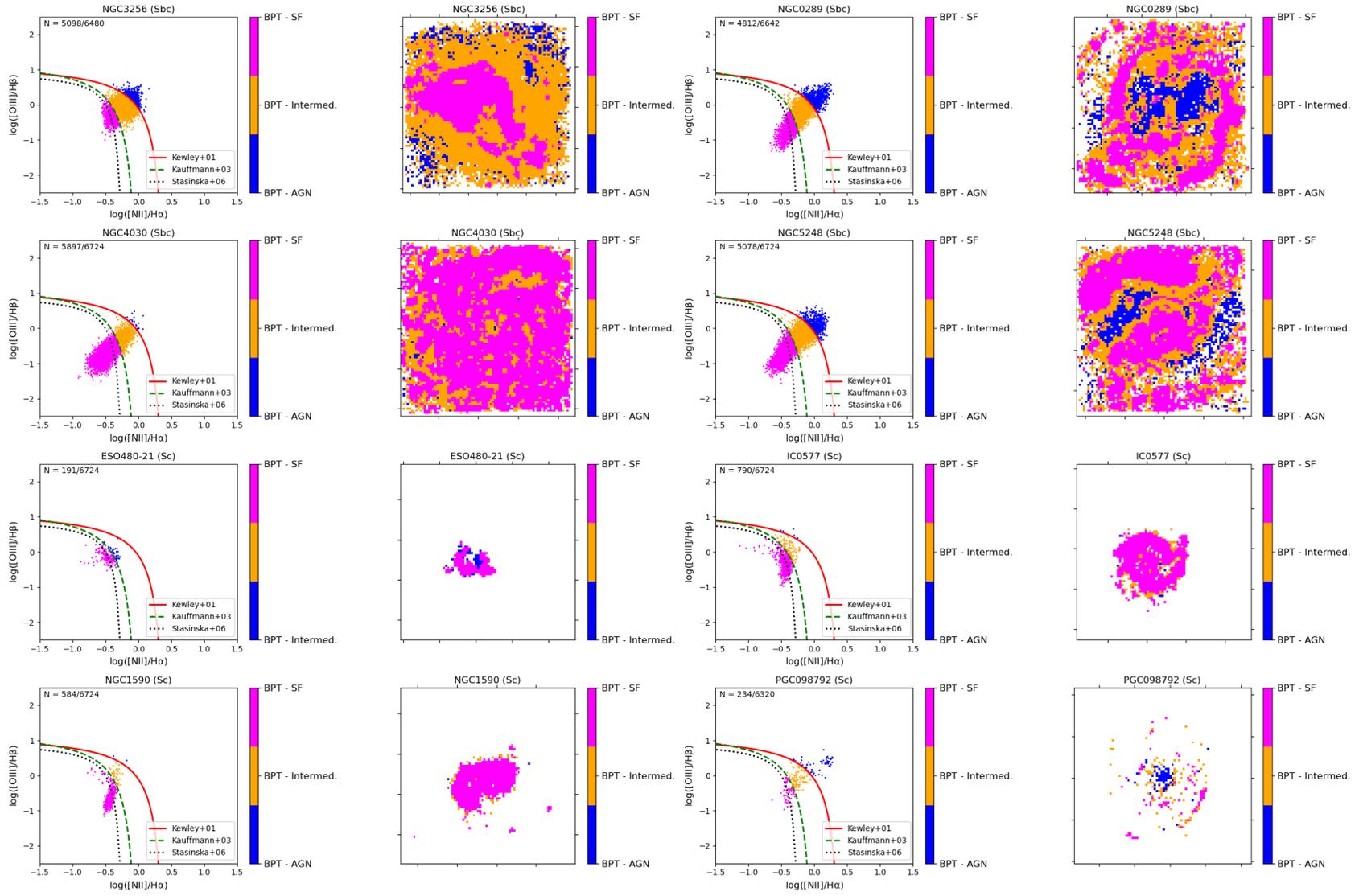


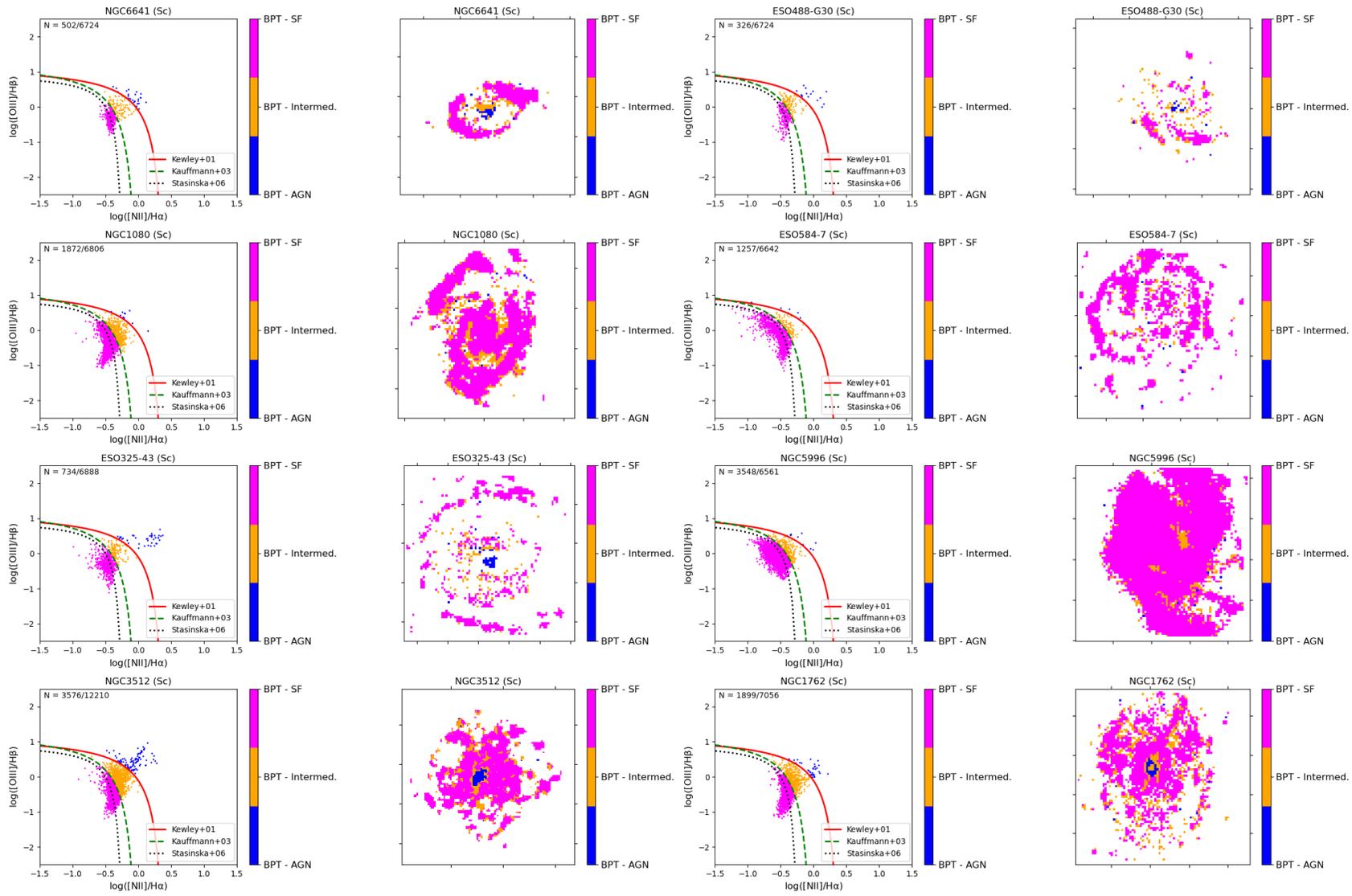


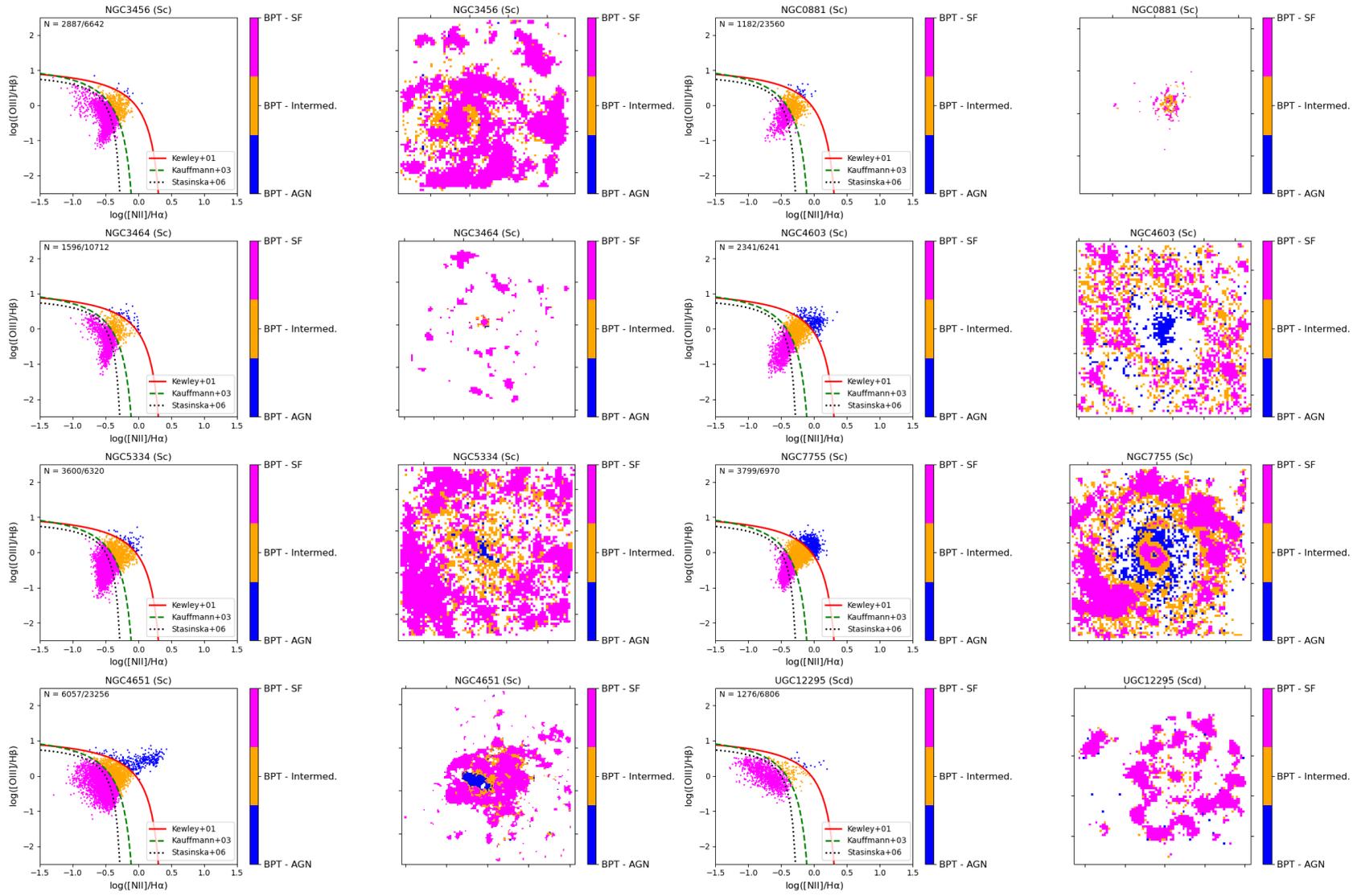


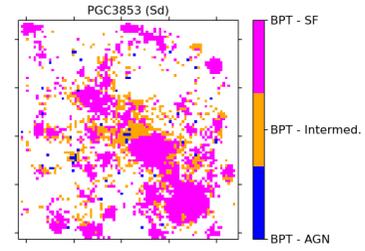
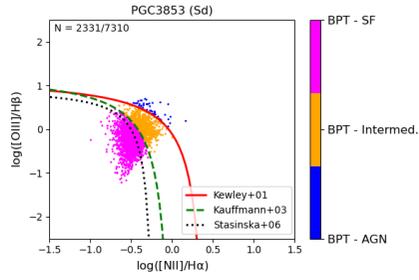
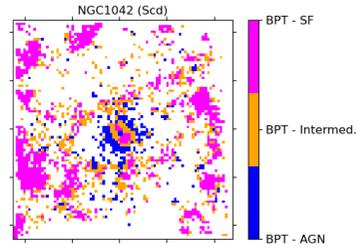
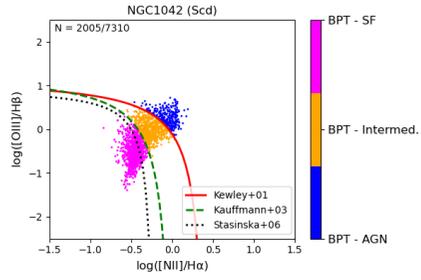
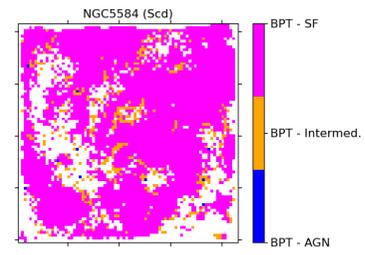
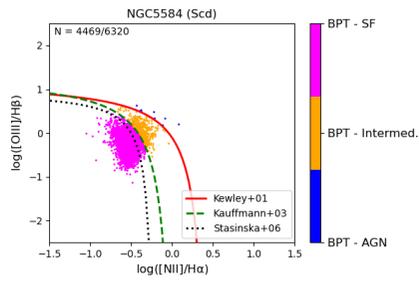
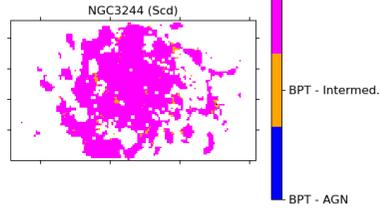
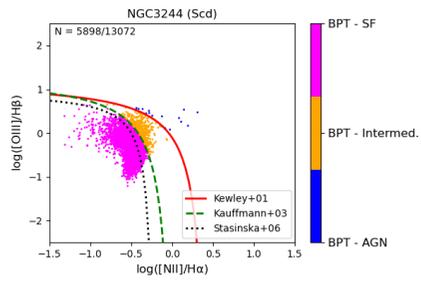




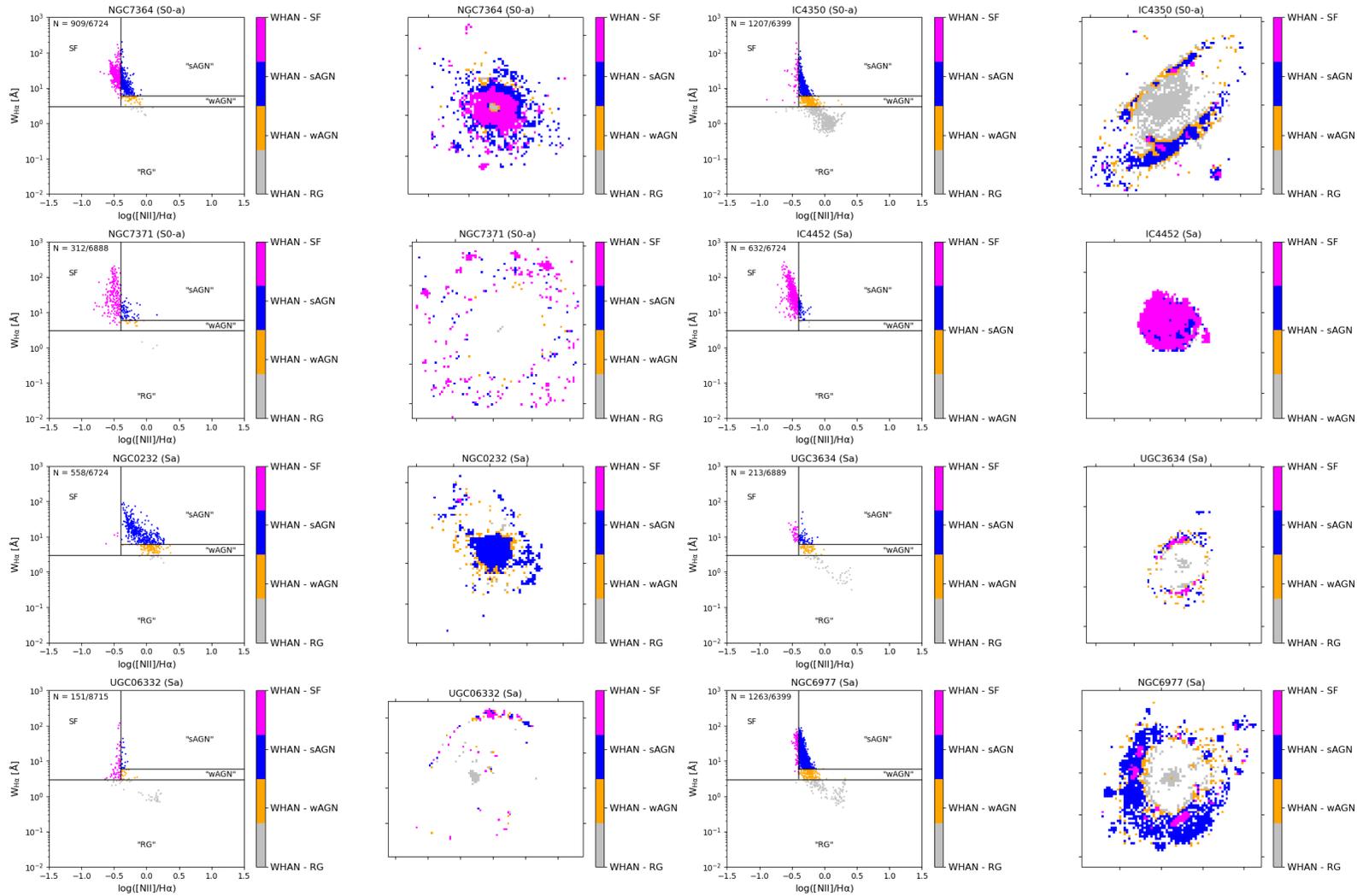


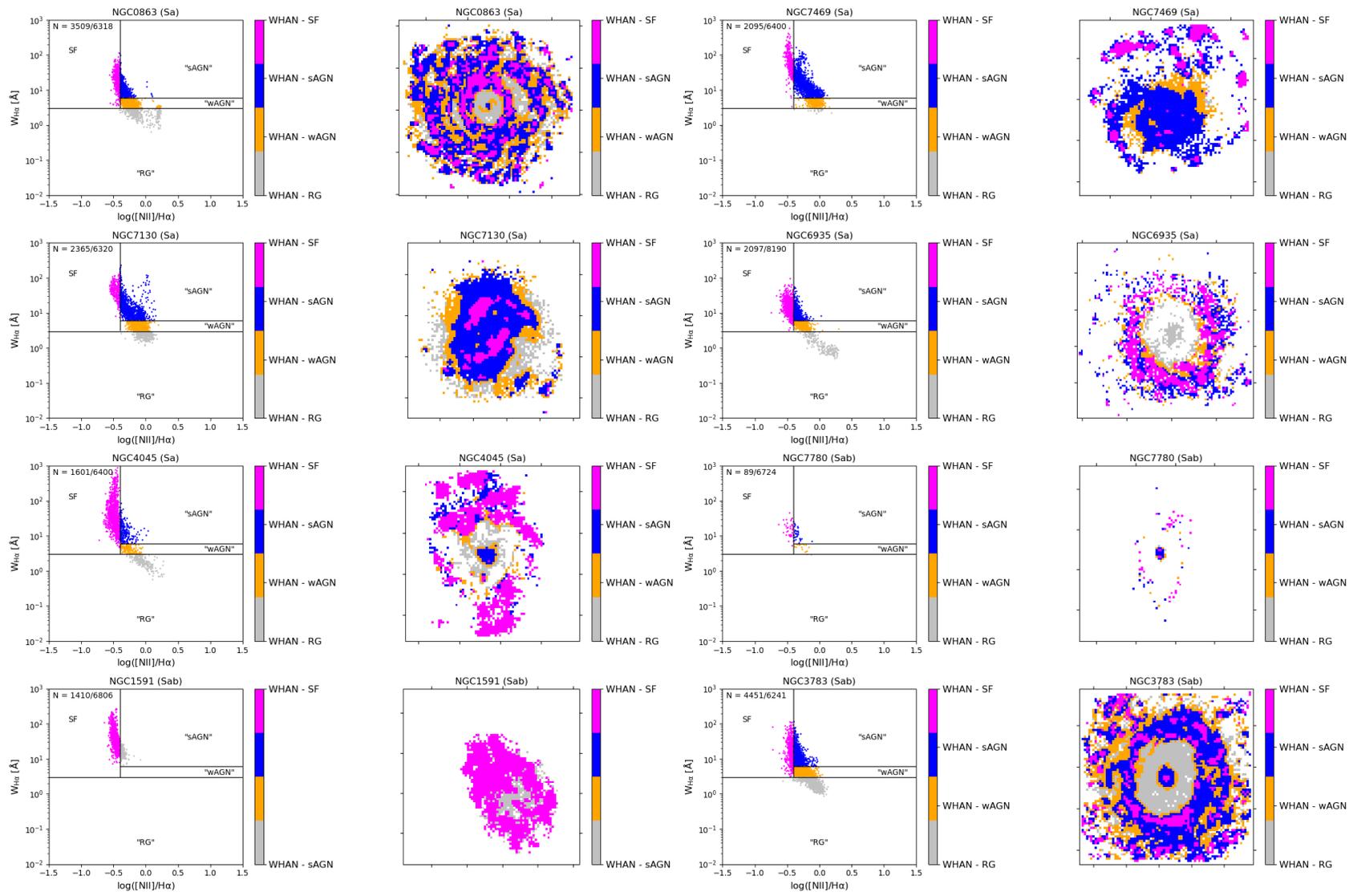


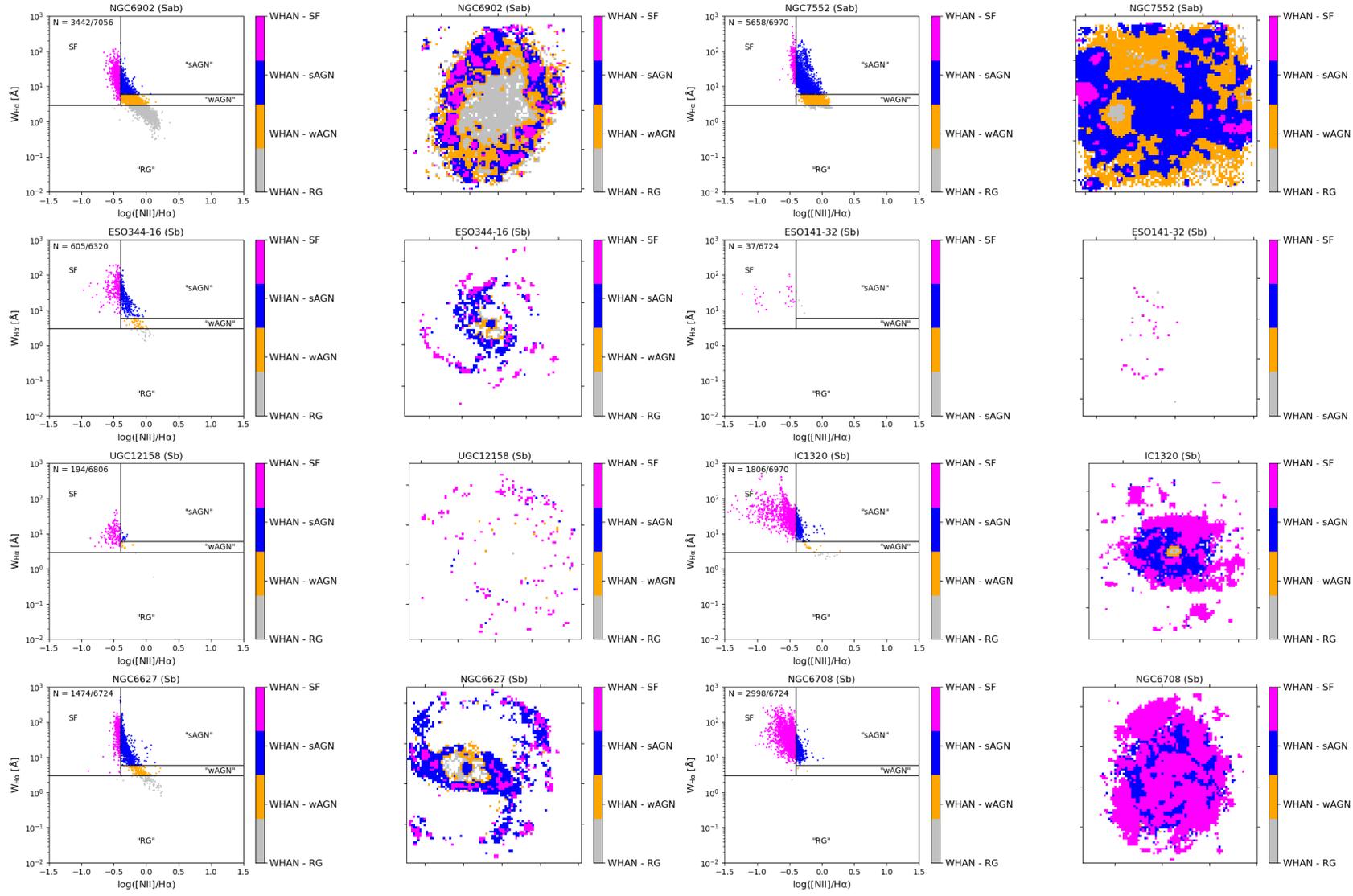


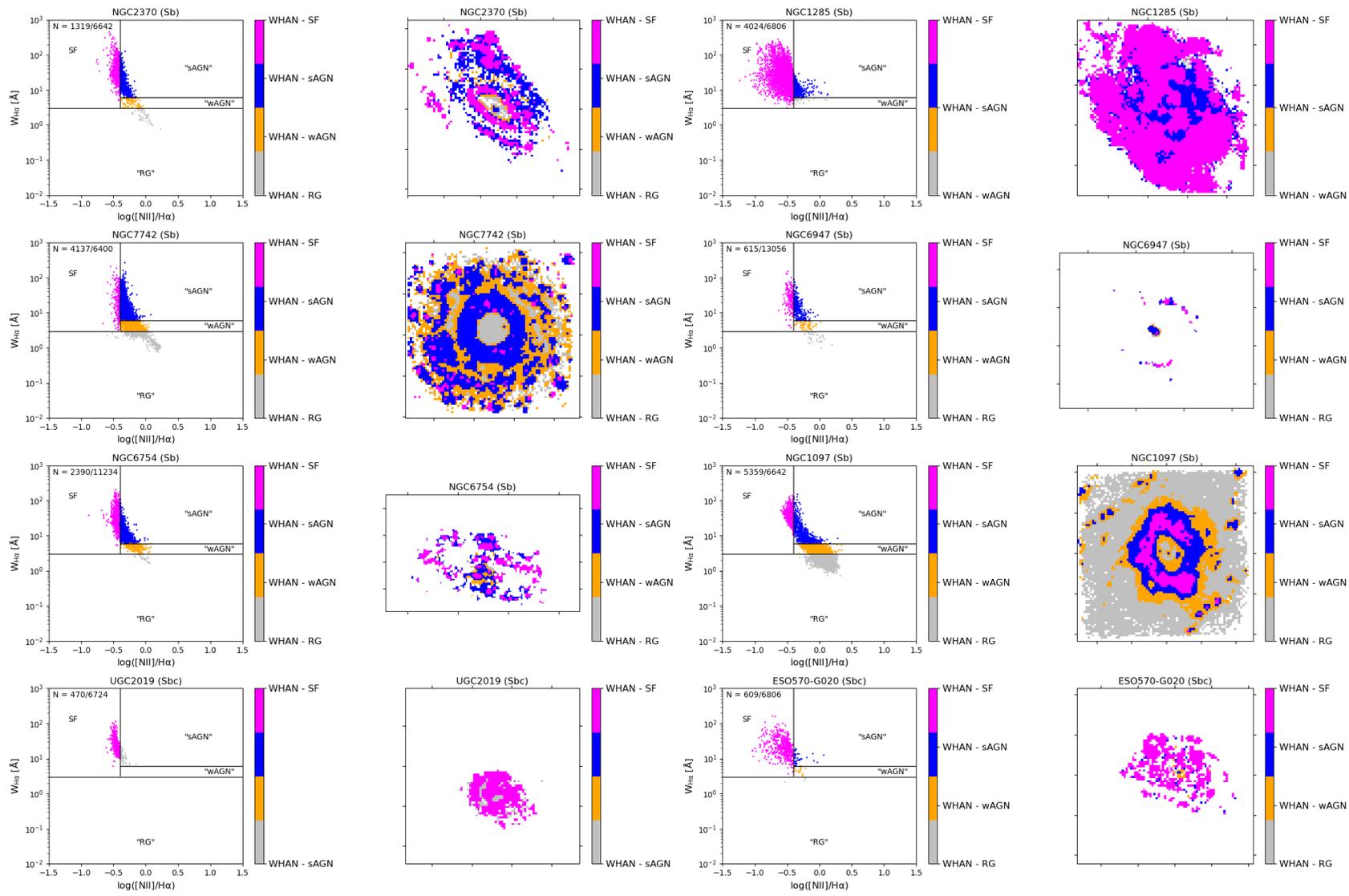


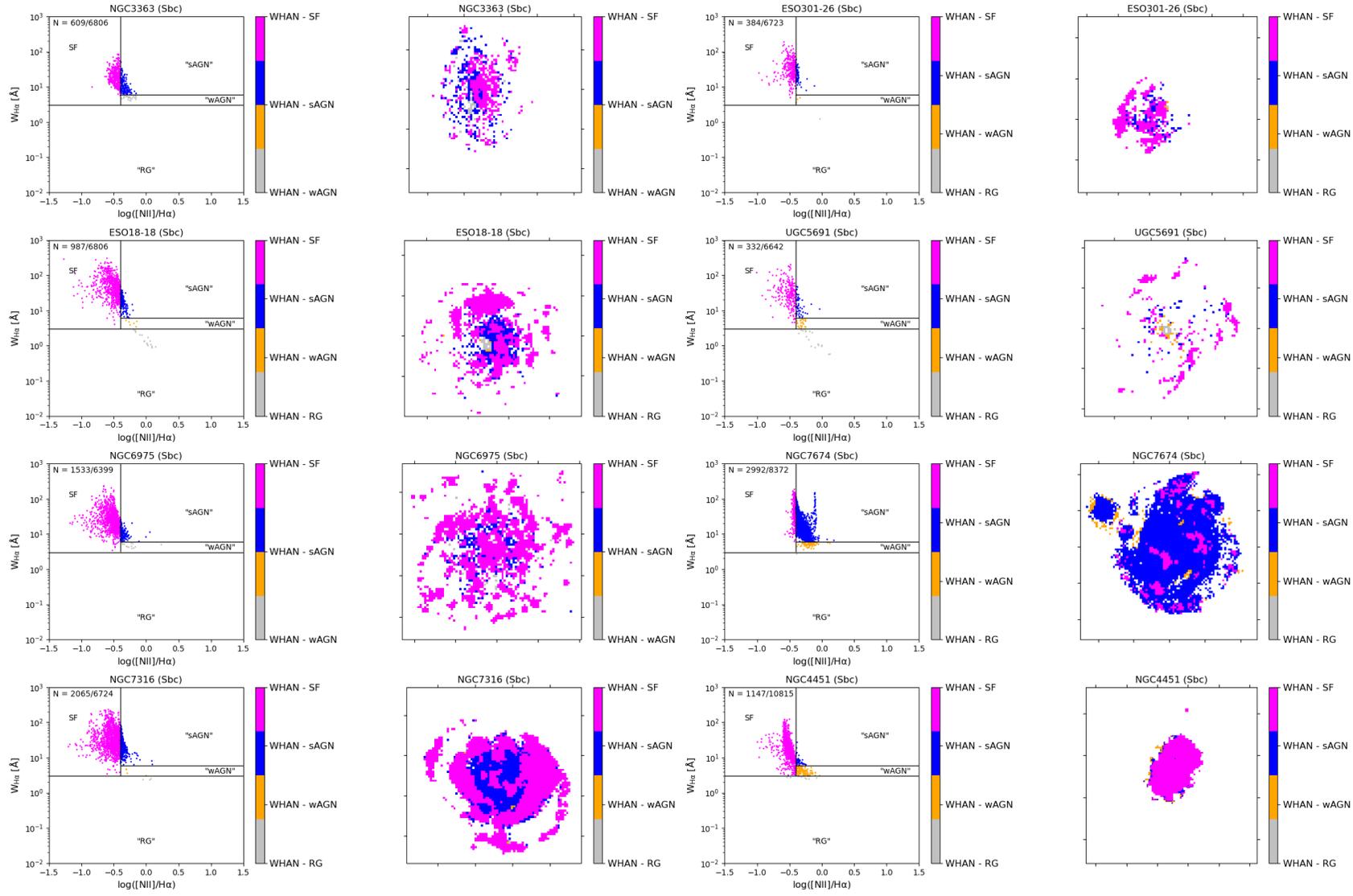
APÊNDICE F – WHANS E MAPAS CLASSIFICADOS PELAS LINHAS DE CID FERNANDES (S/N > 3)

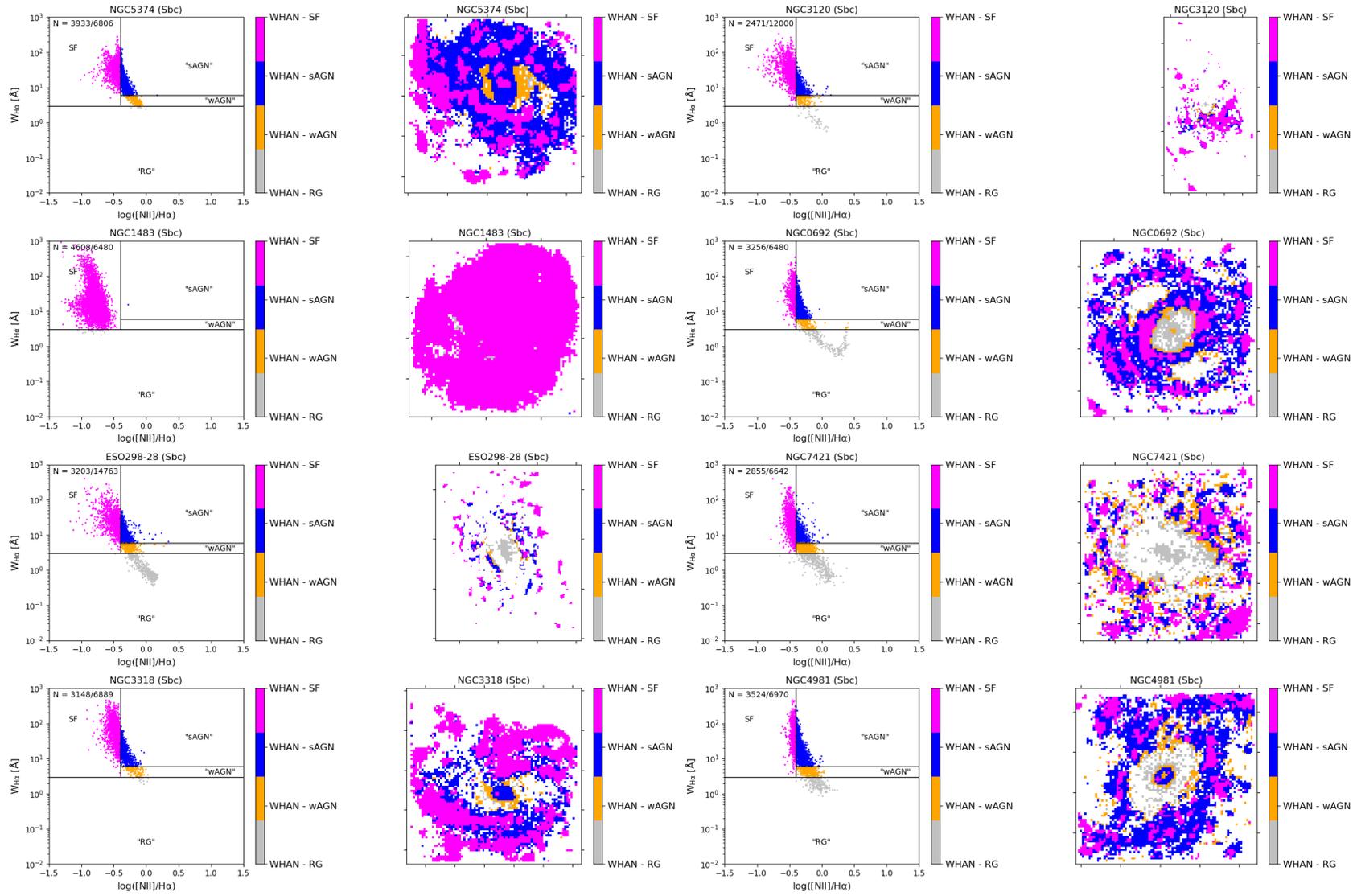


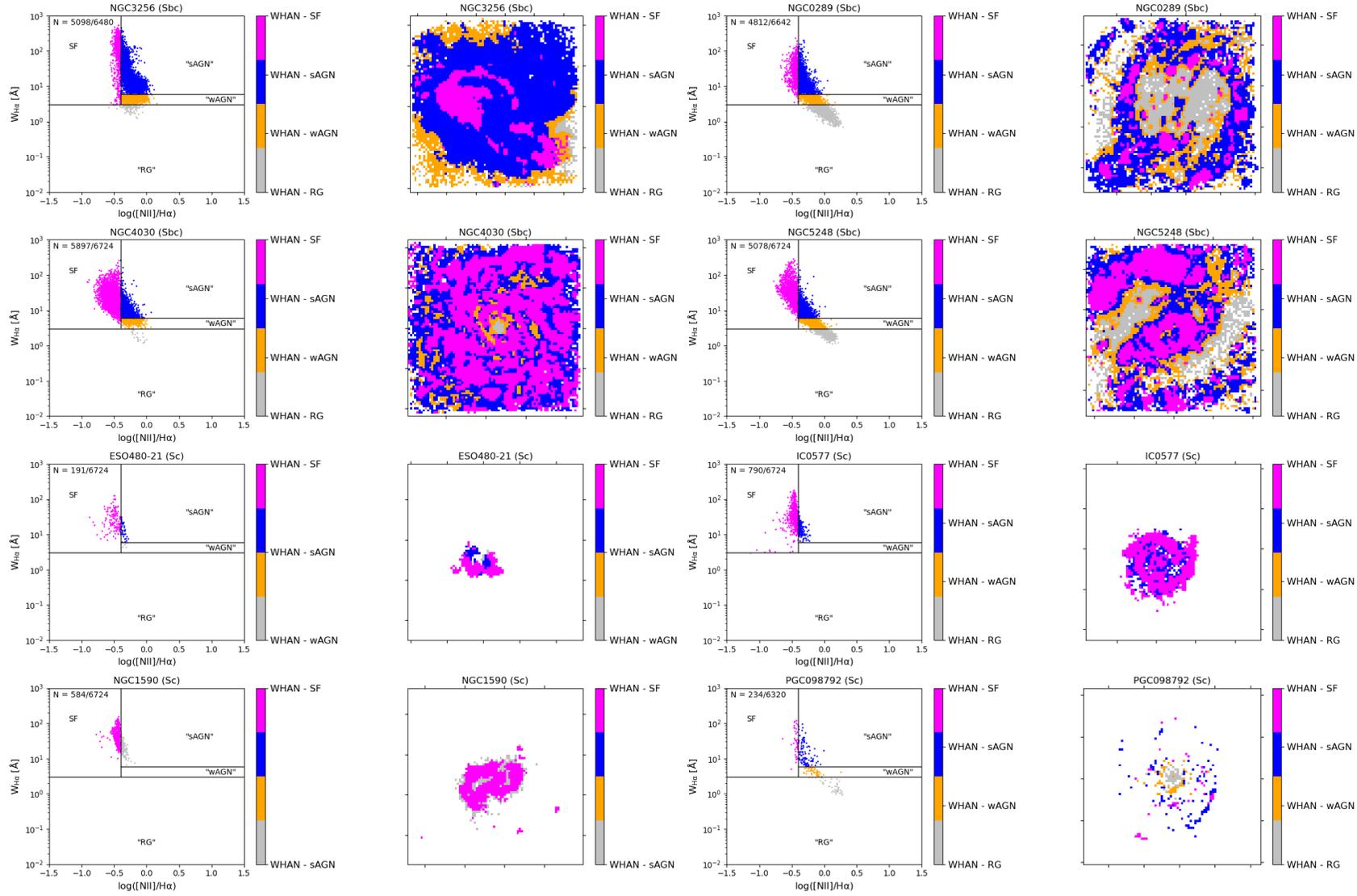


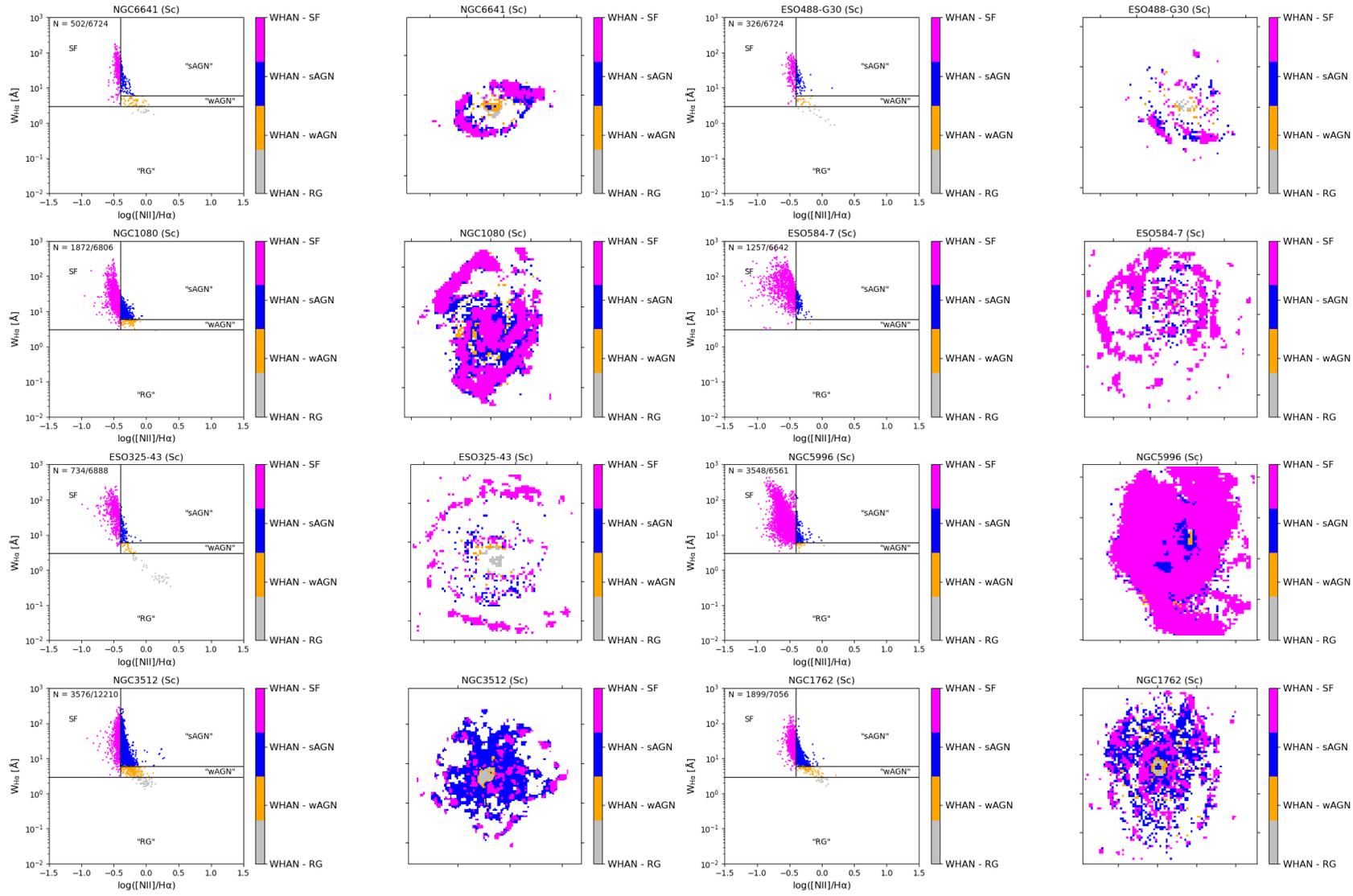


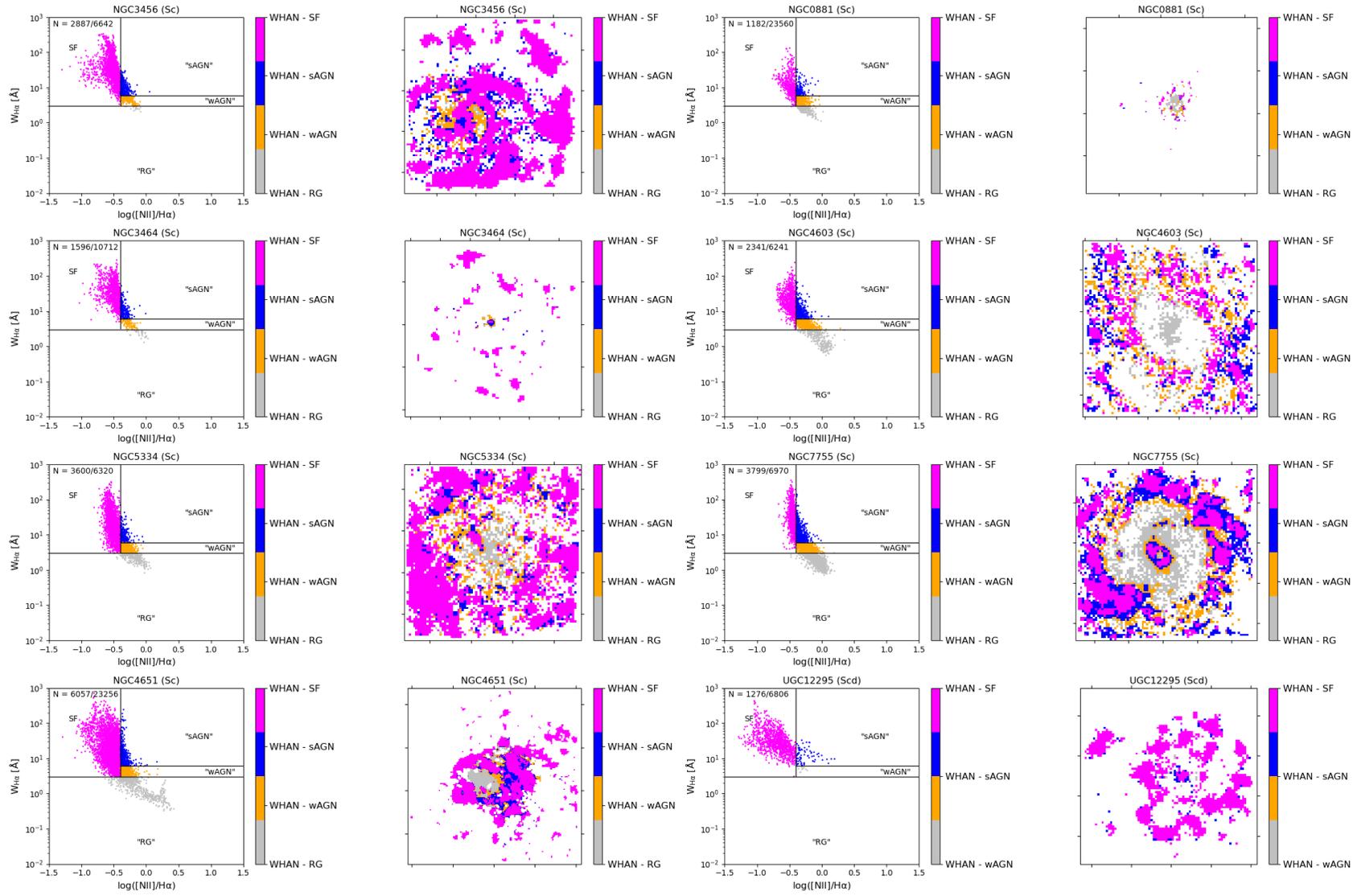


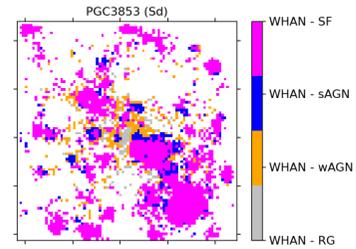
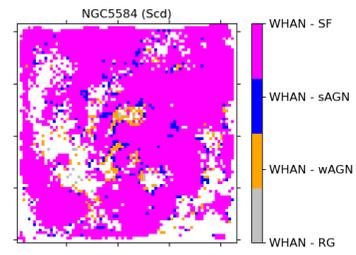
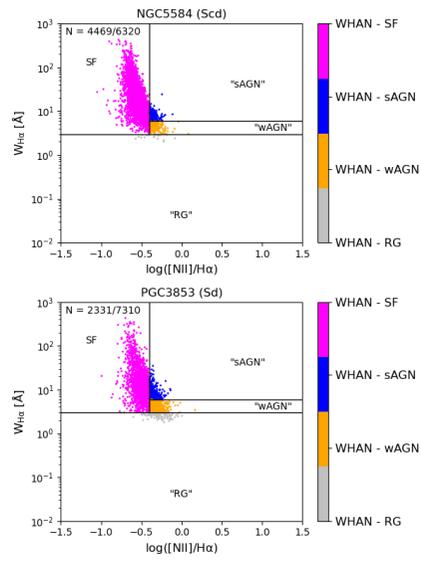
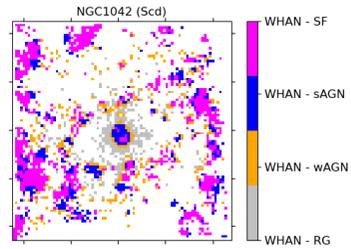
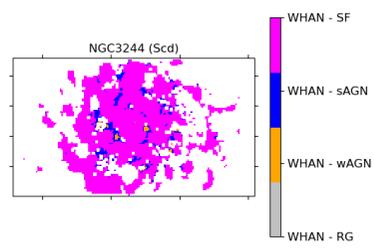
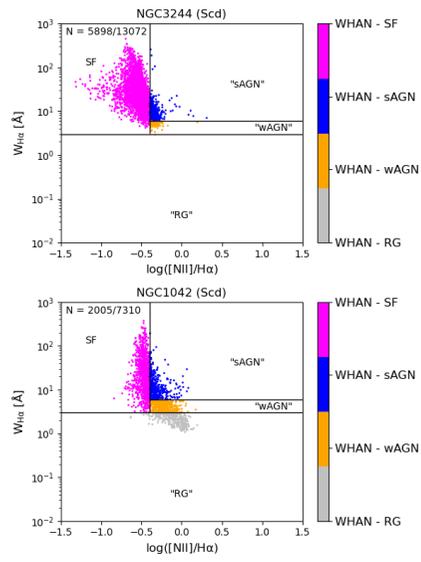




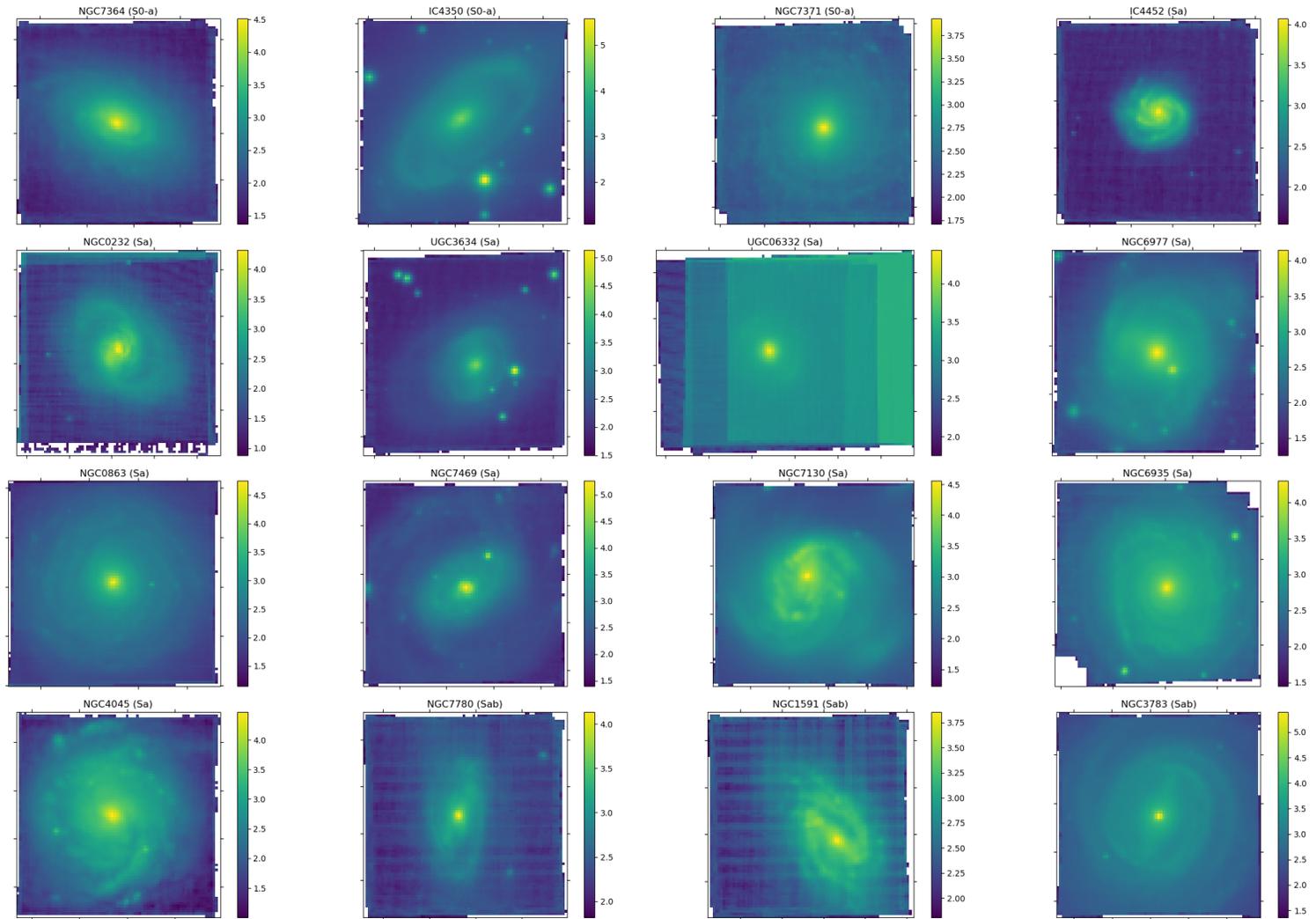


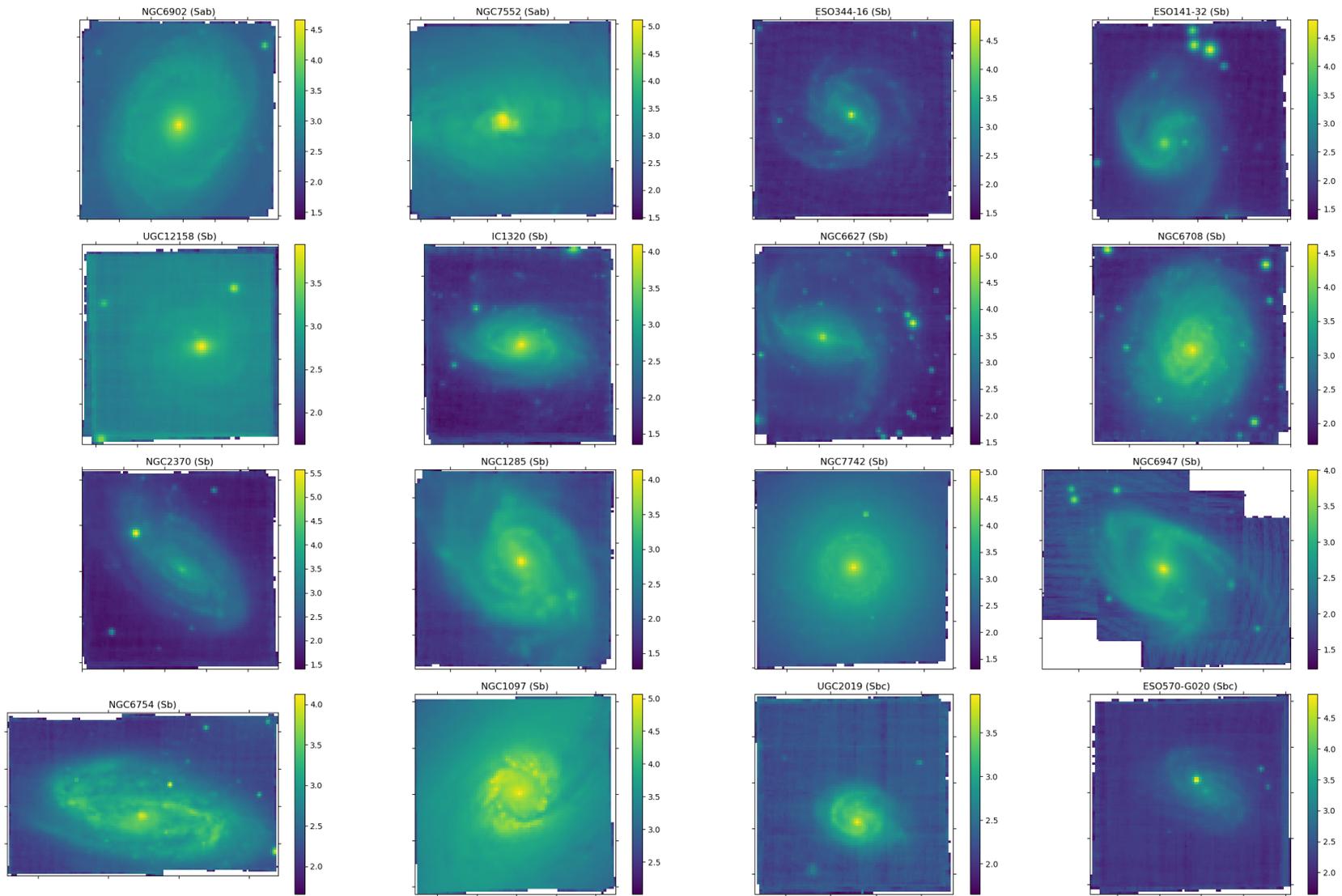


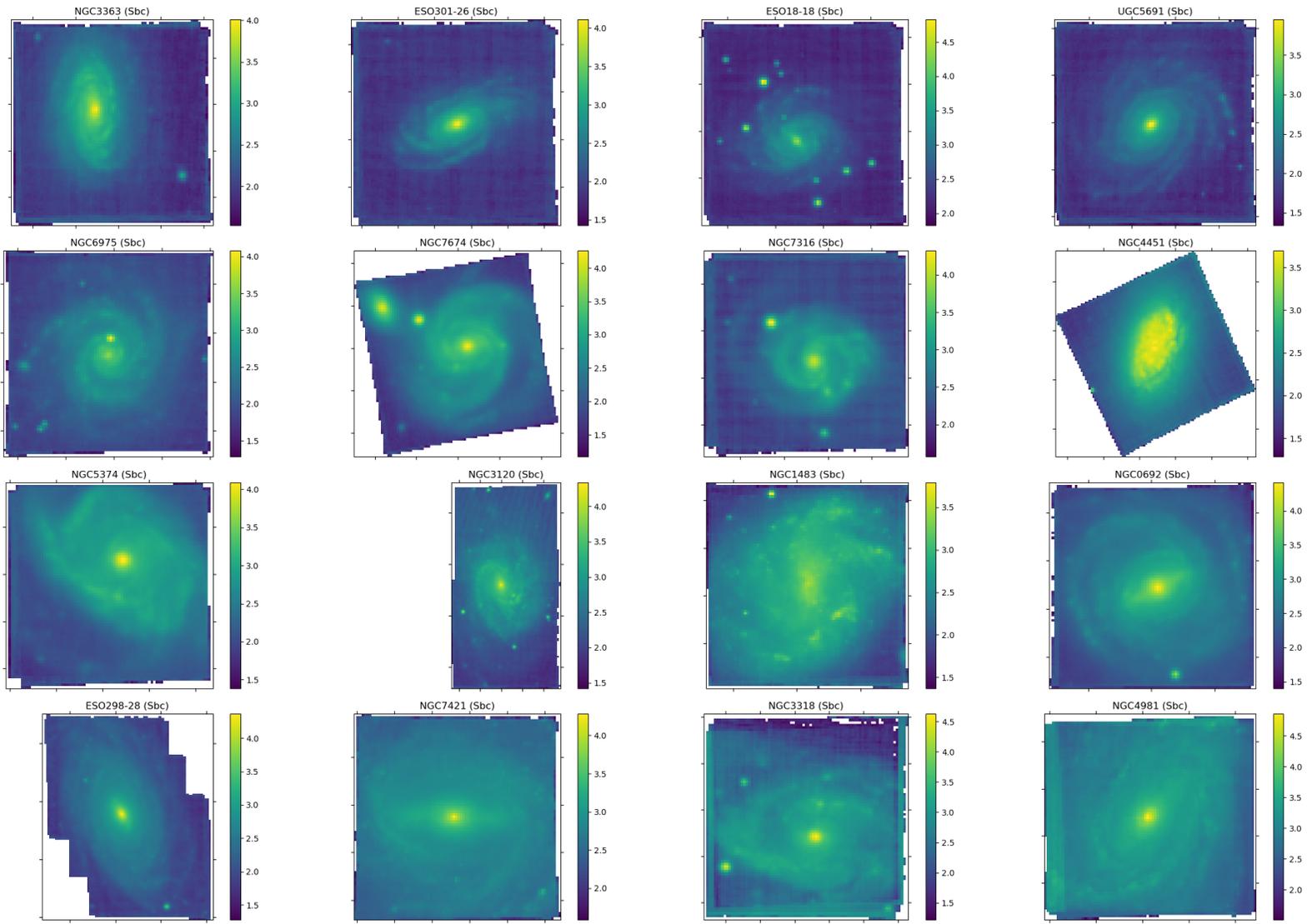


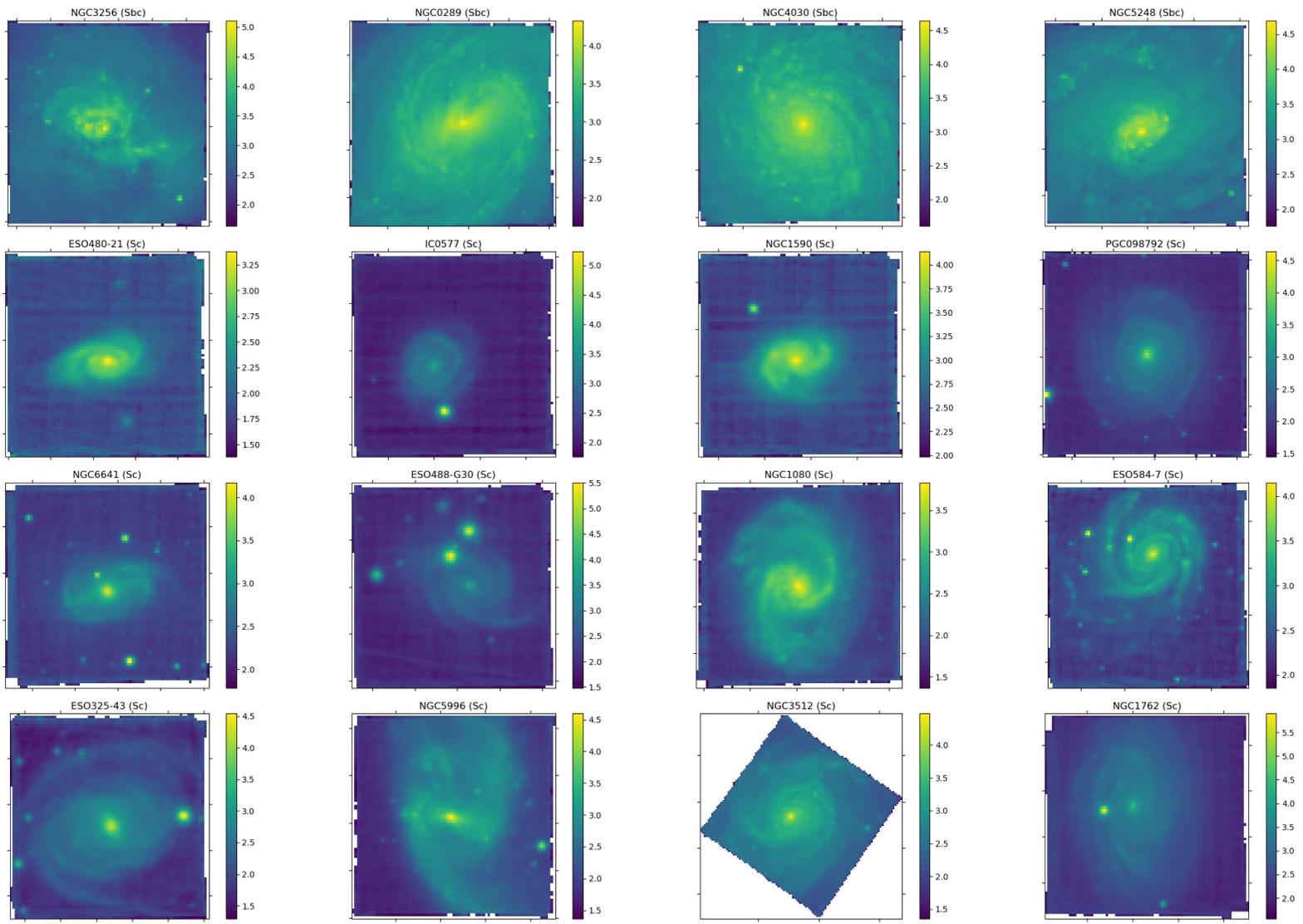


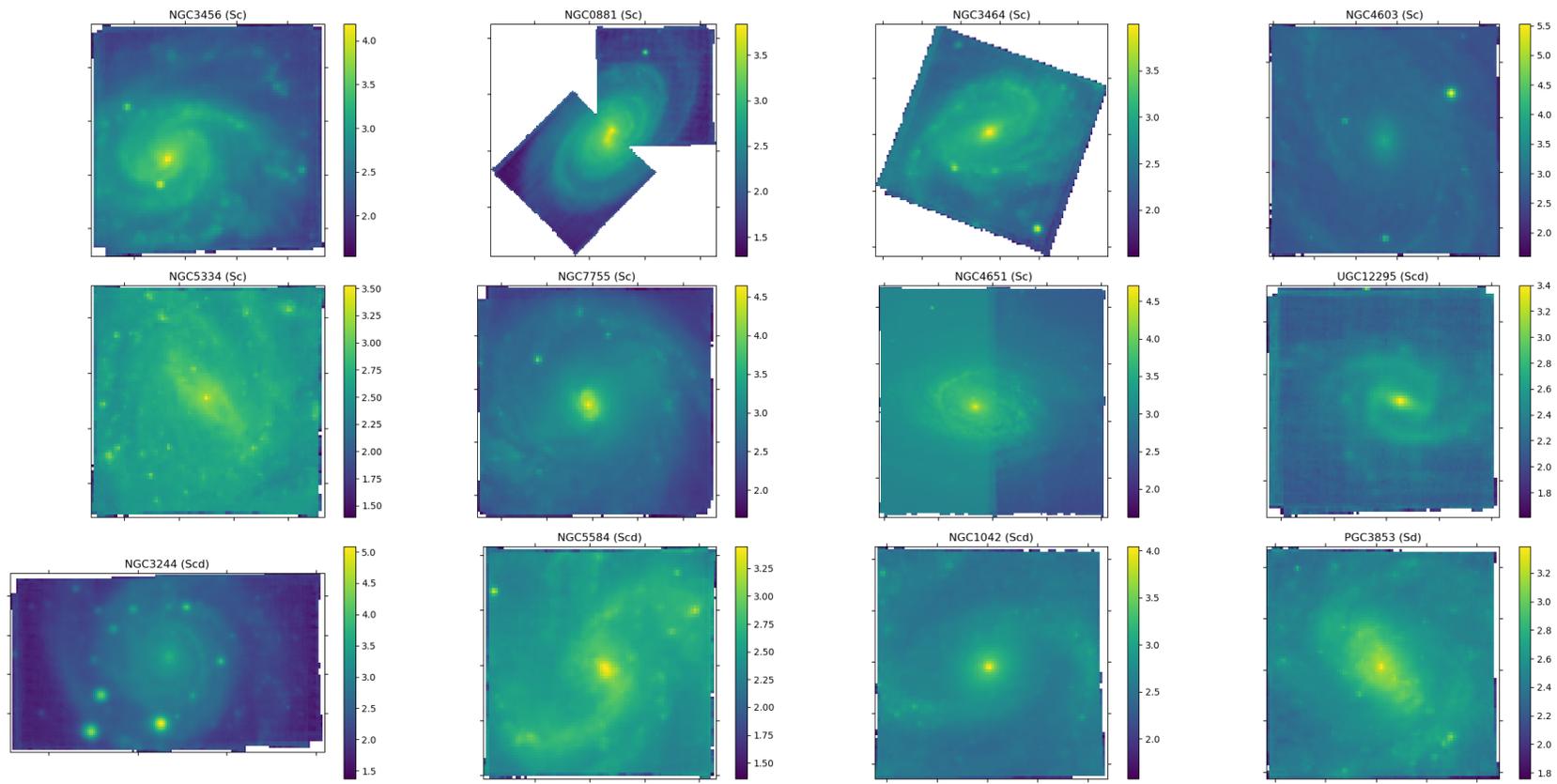
APÊNDICE G – MAPAS DE FLUXO



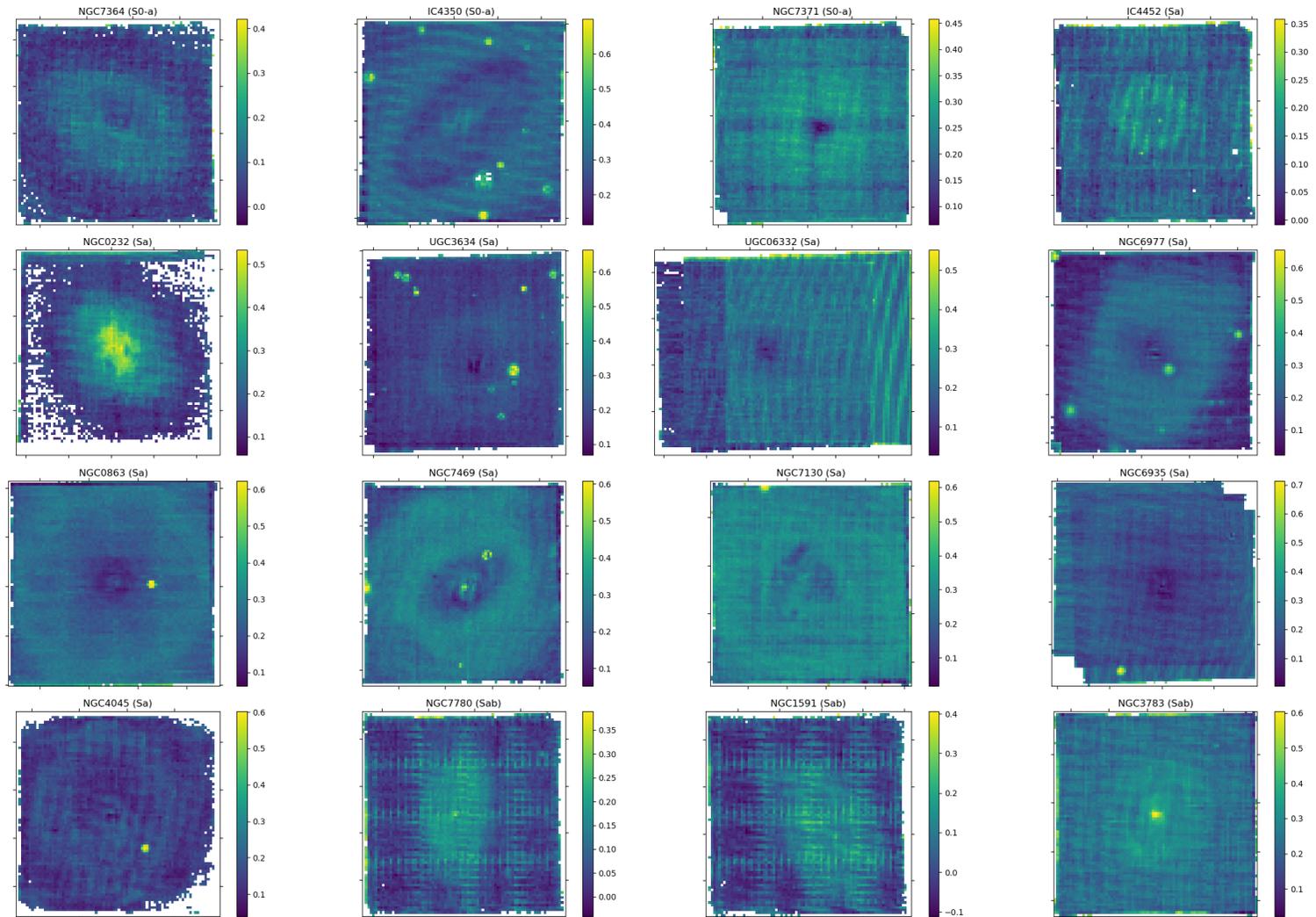


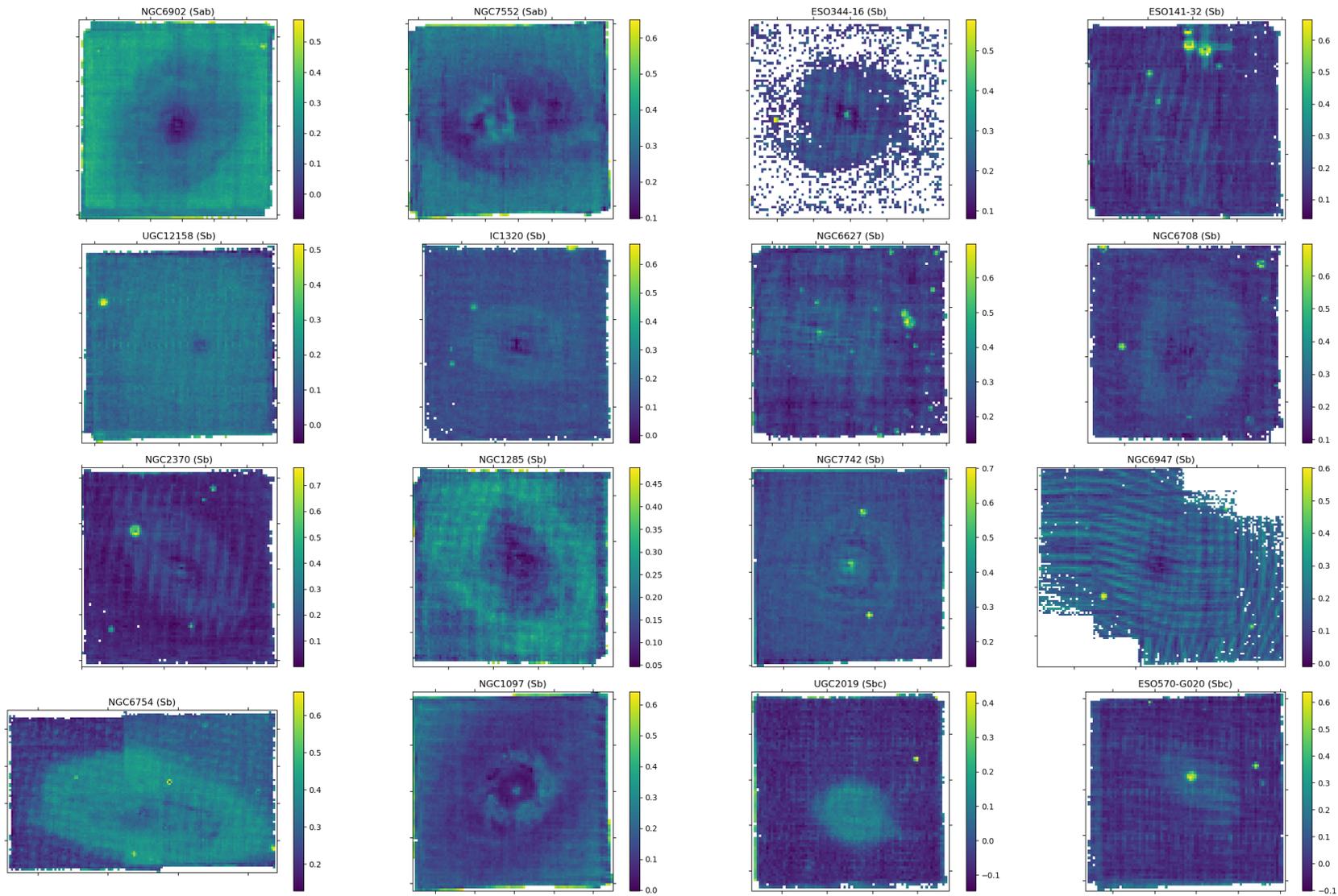


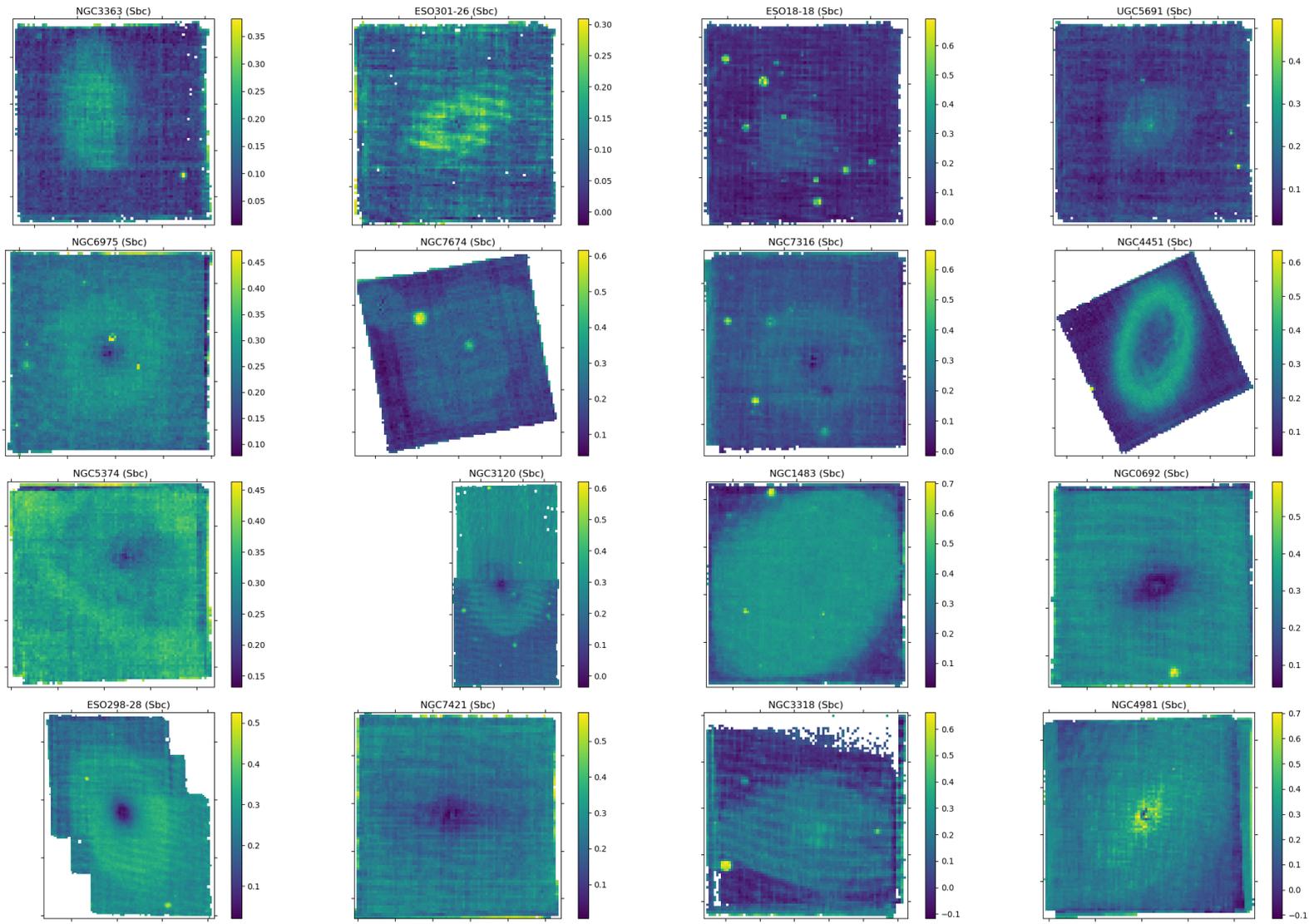


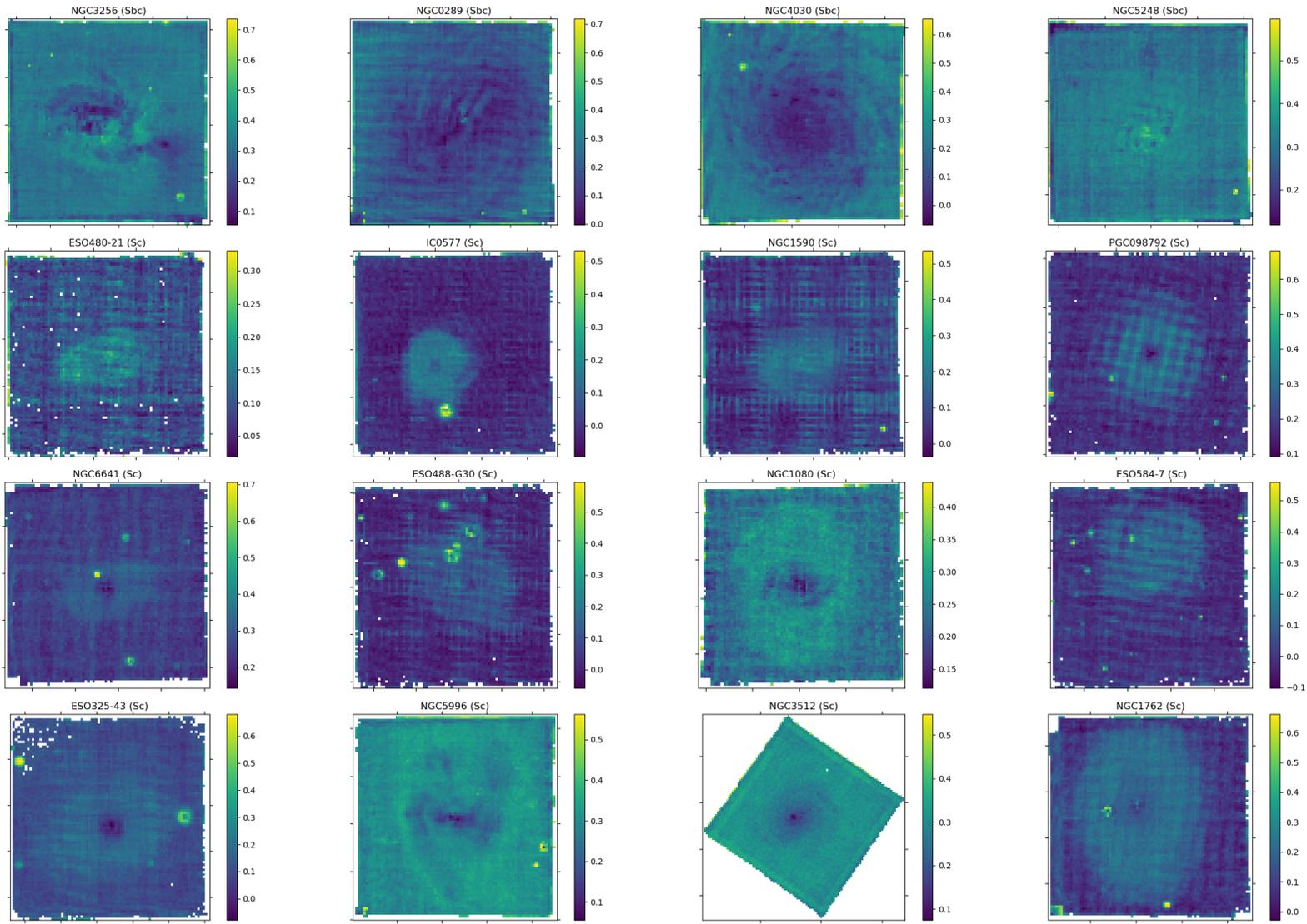


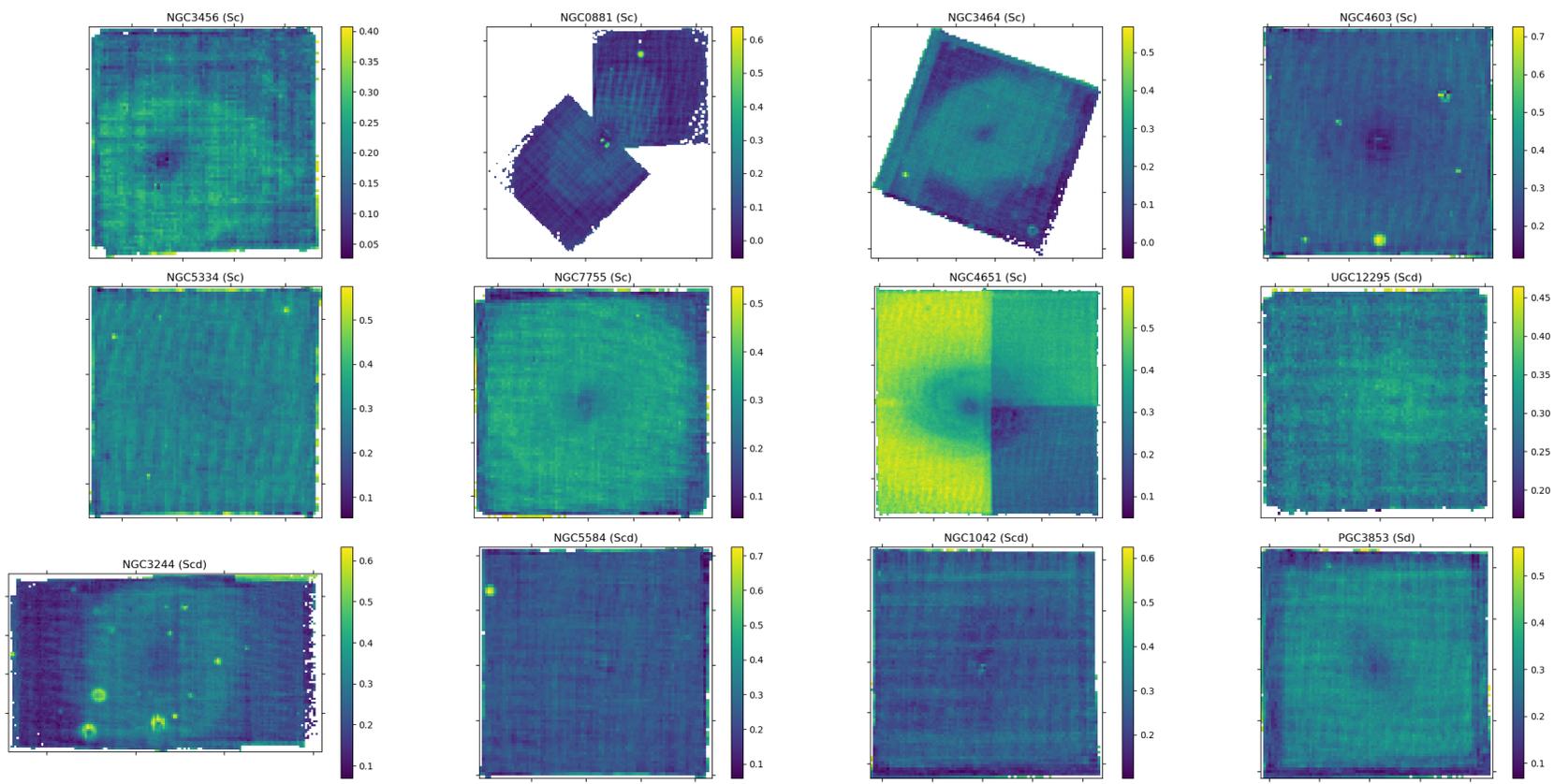
APÊNDICE H – MAPAS DE χ^2



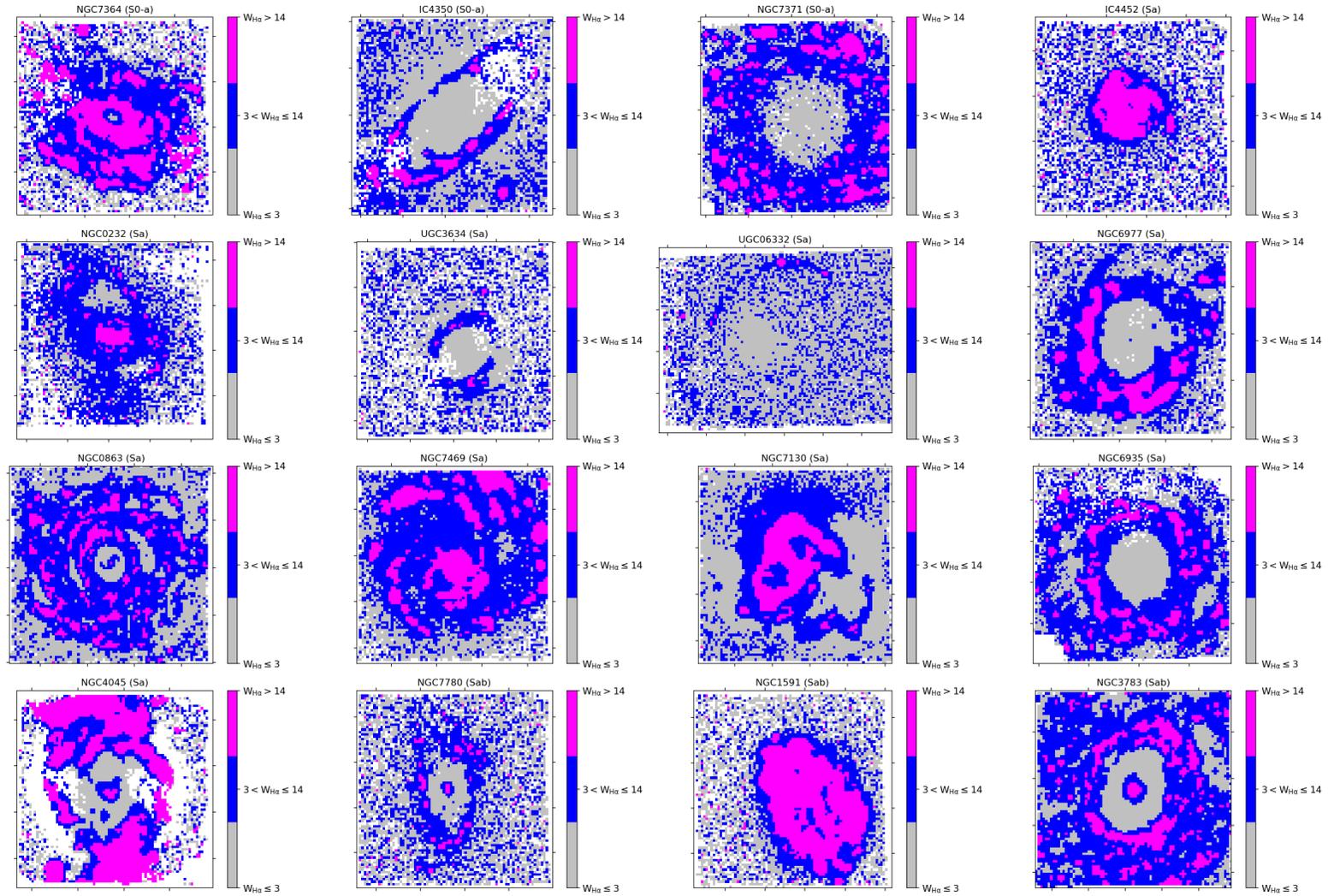


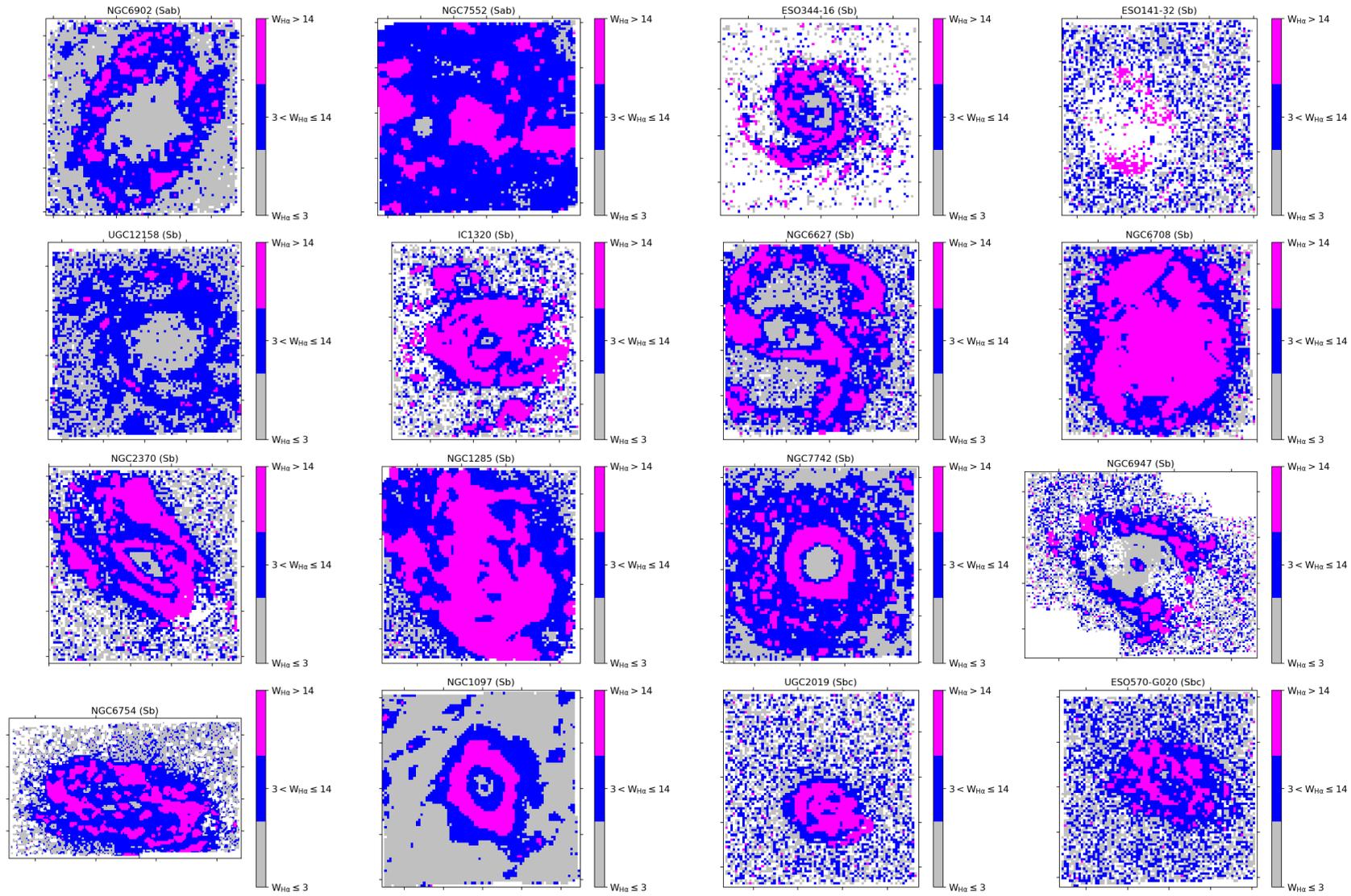


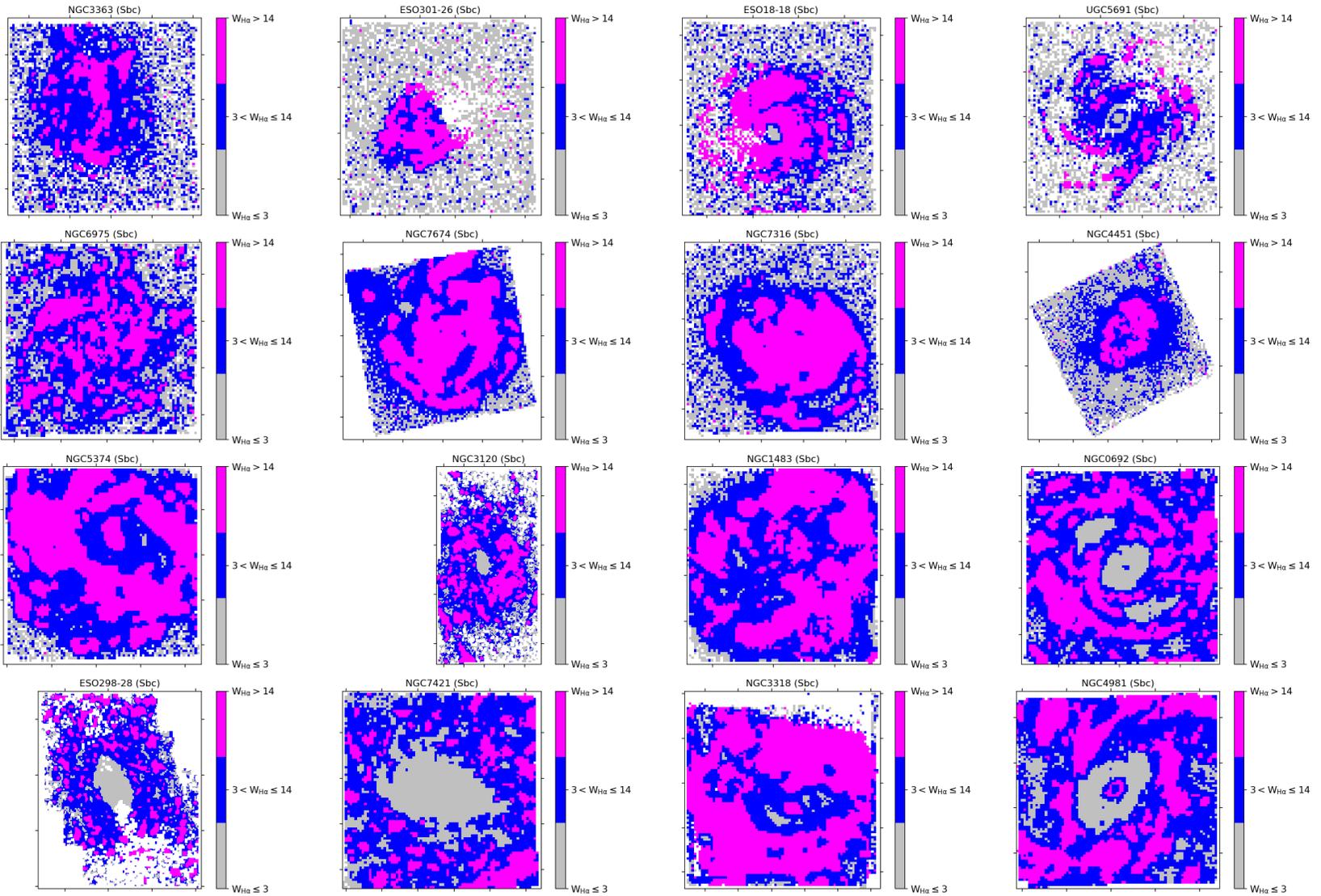


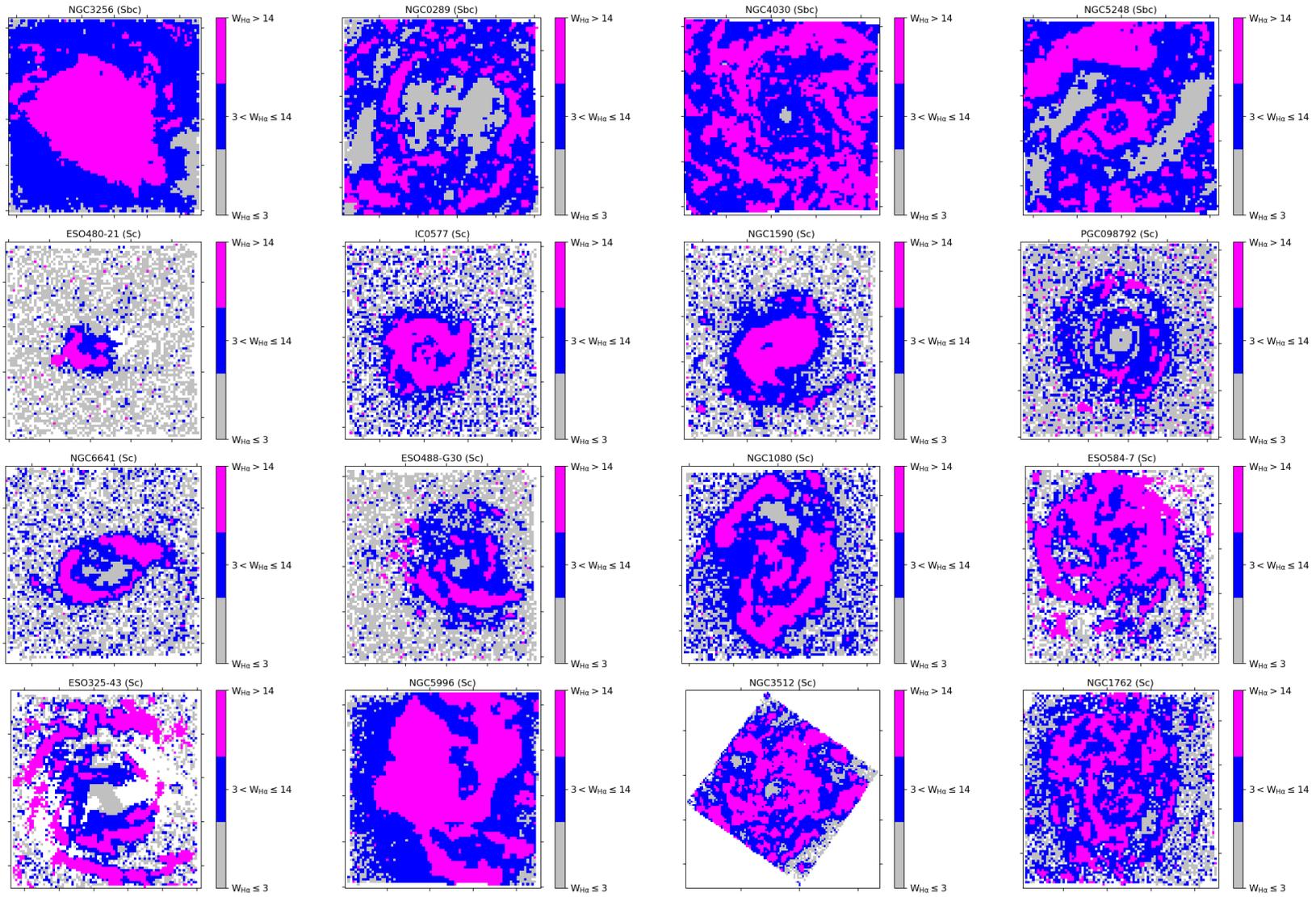


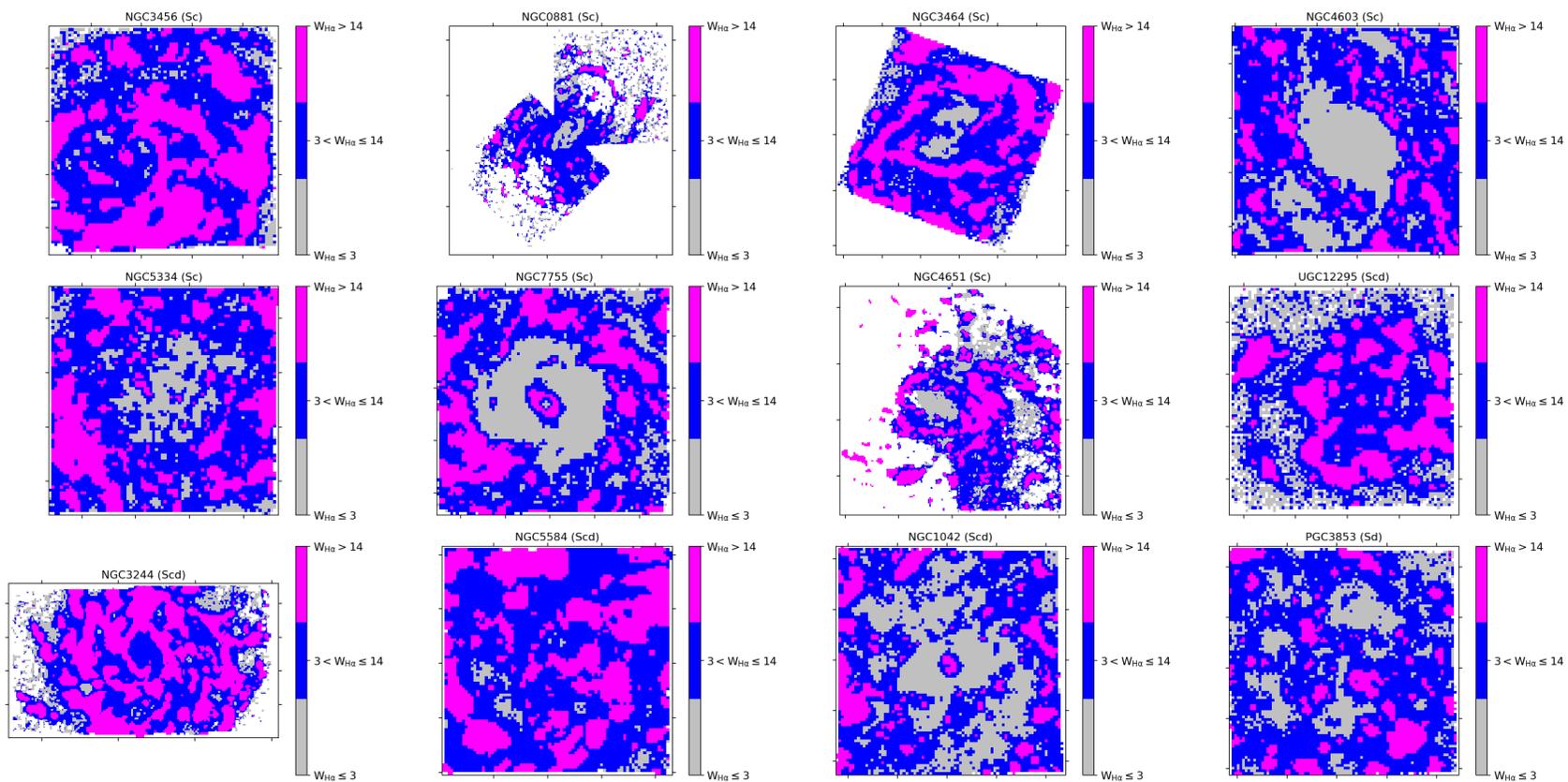
APÊNDICE I – MAPAS CLASSIFICADOS PELA $W_{H\alpha}$



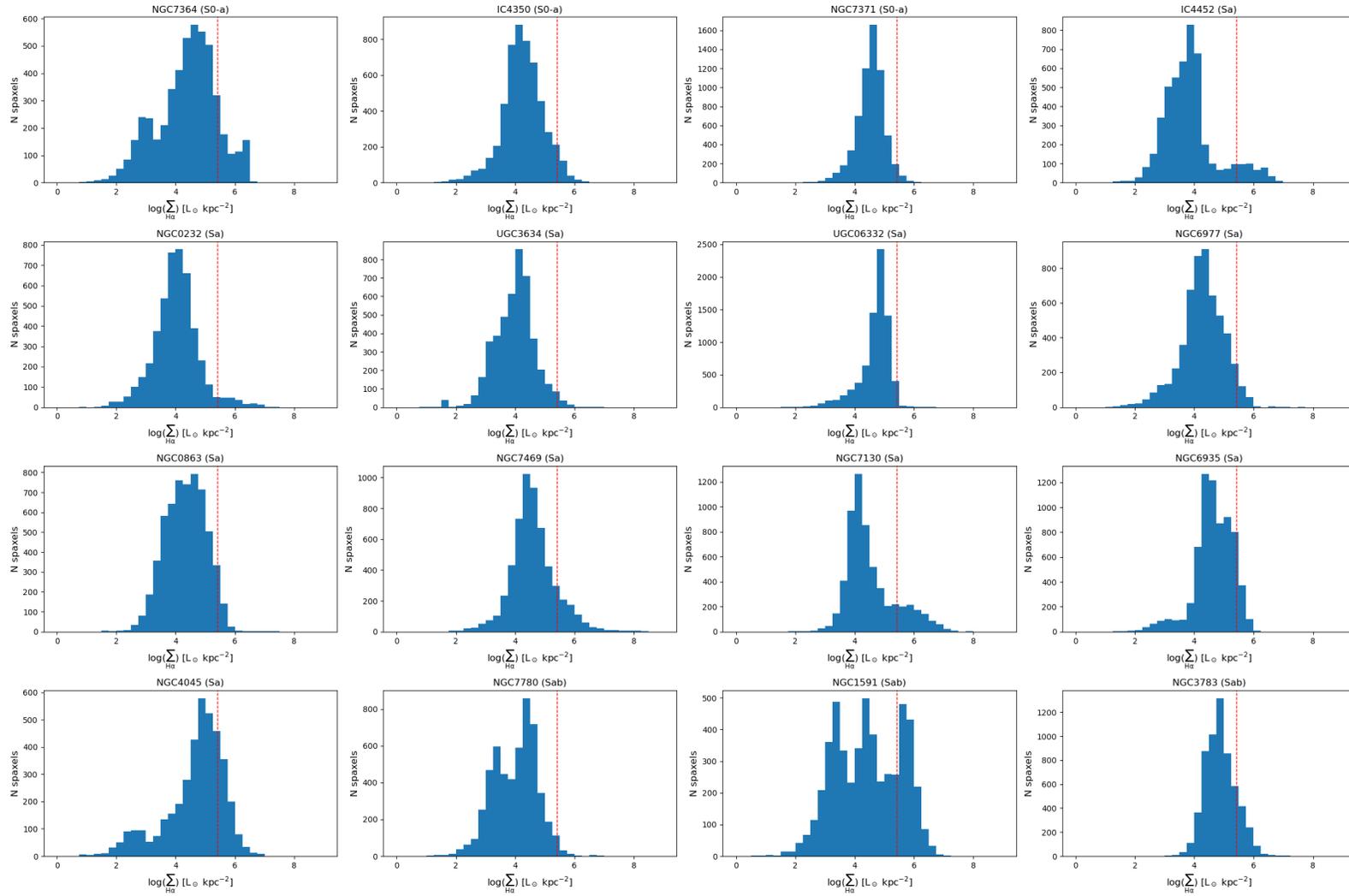


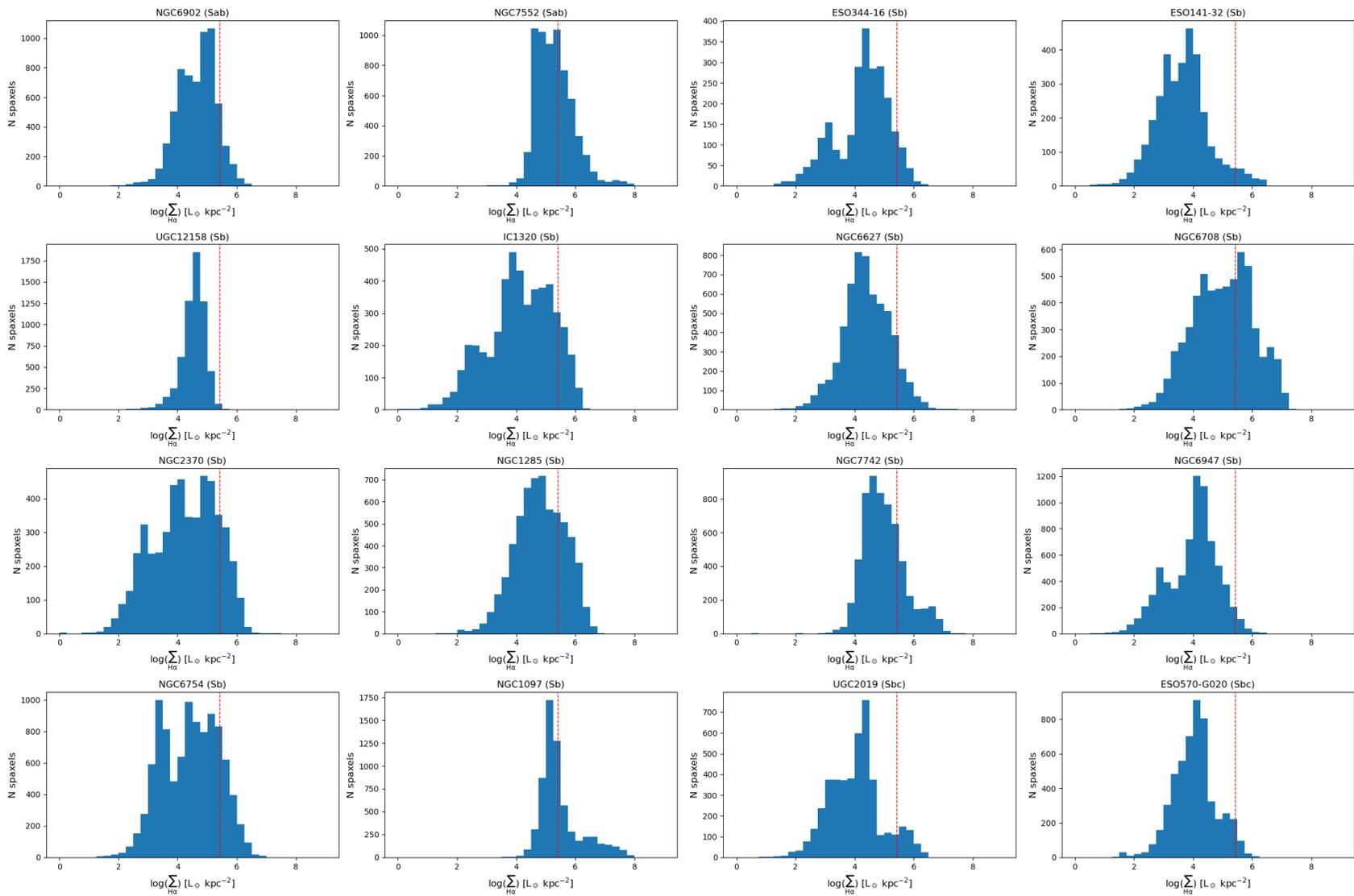


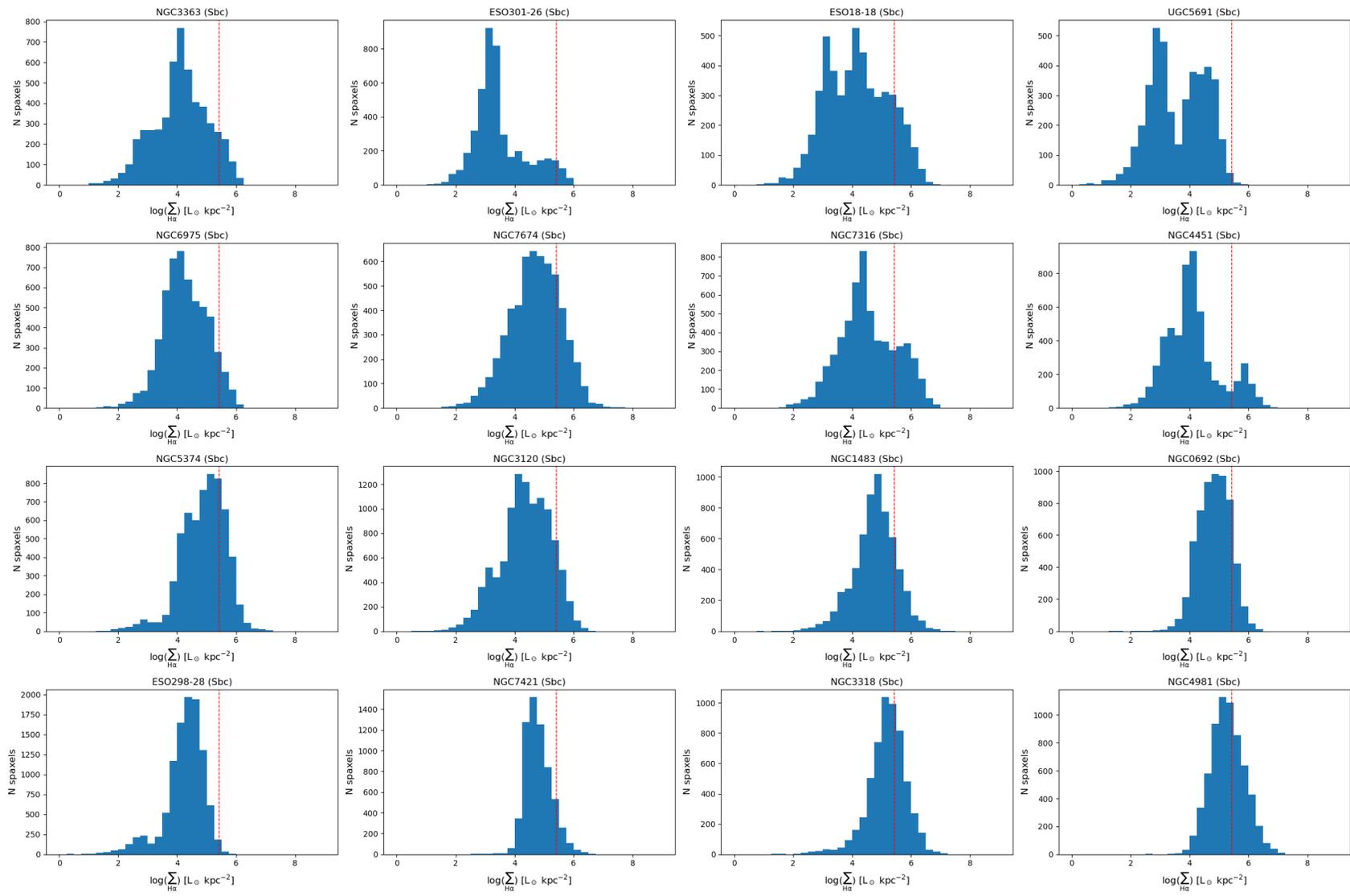


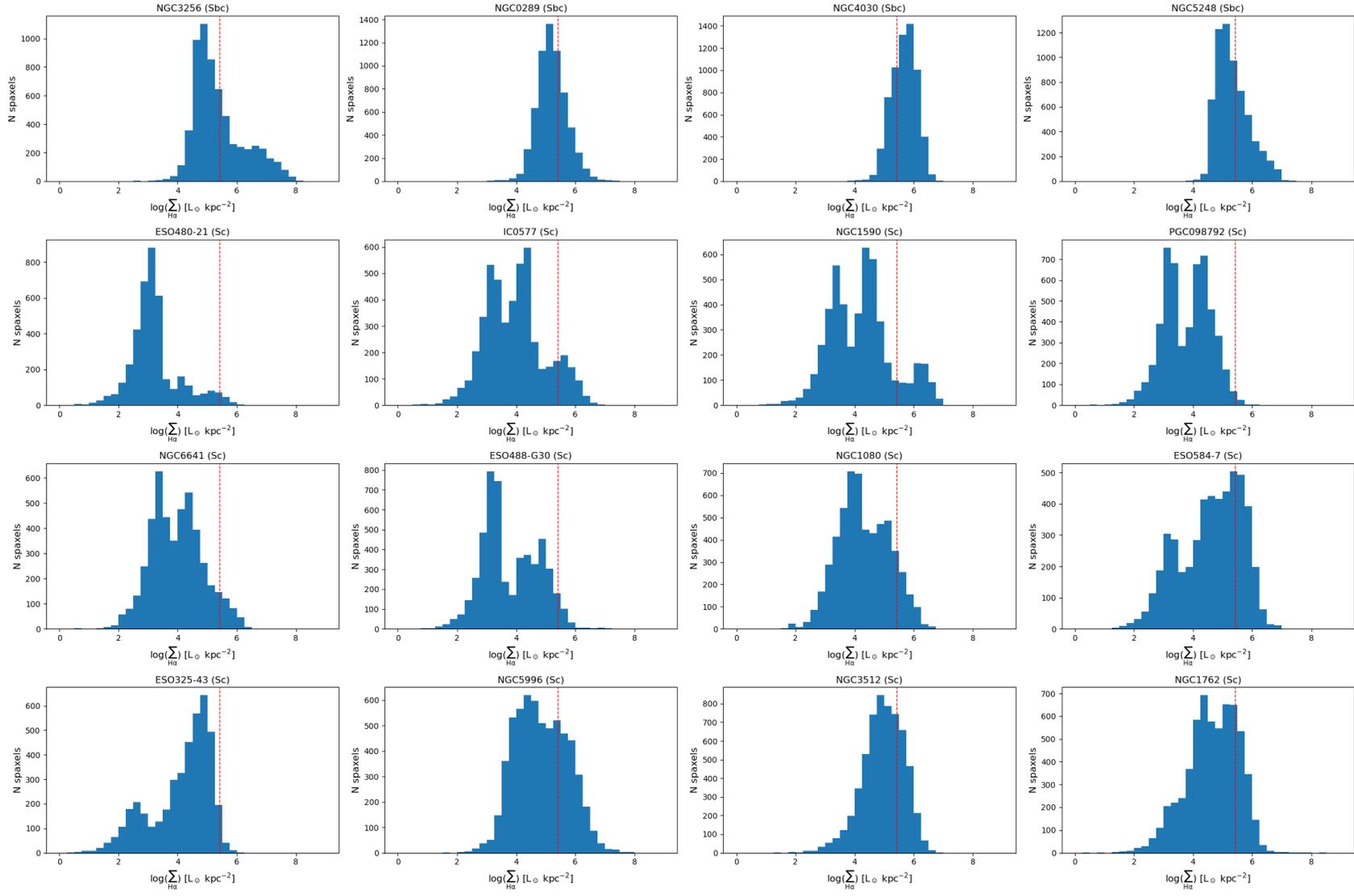


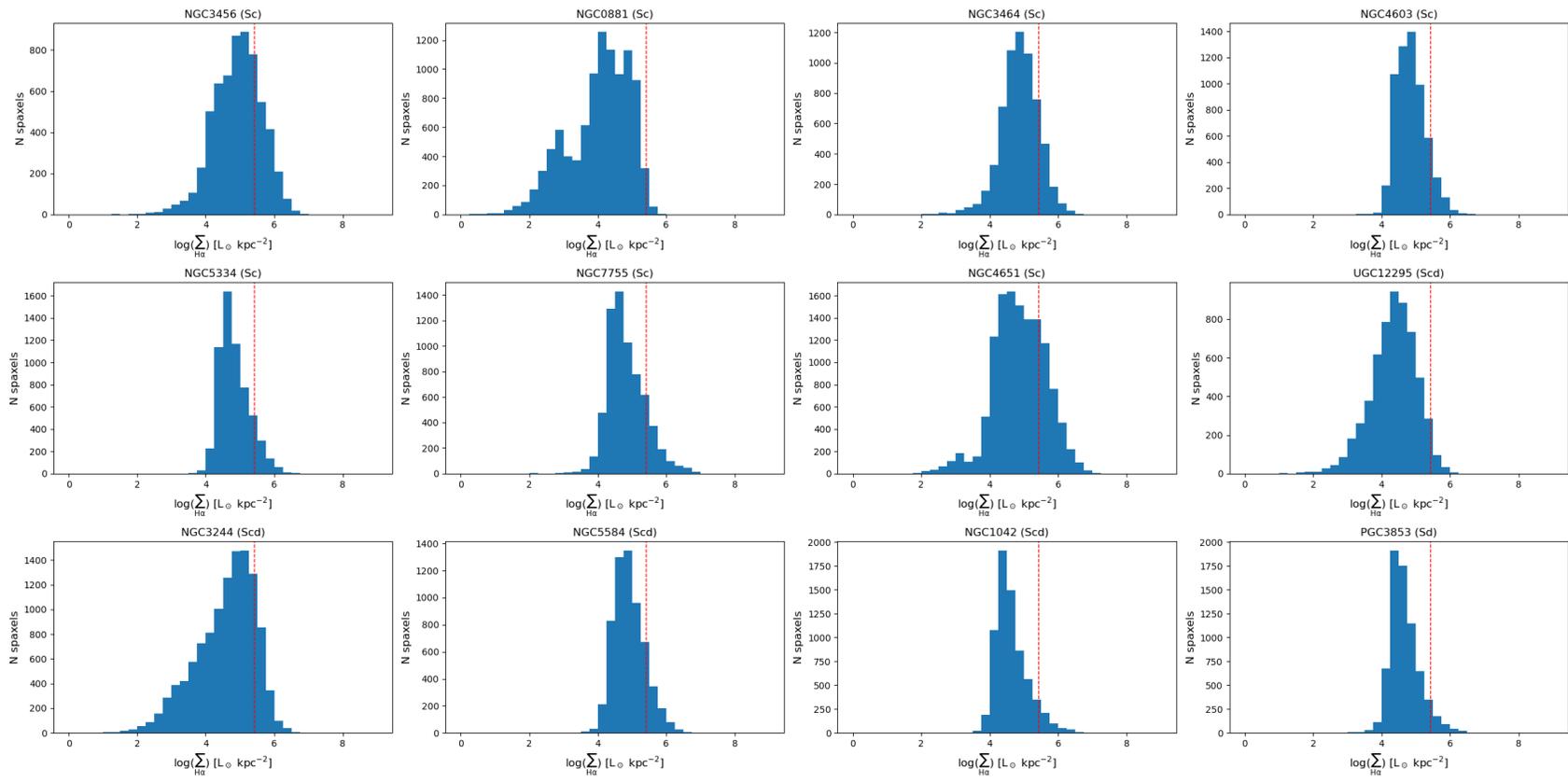
APÊNDICE J – HISTOGRAMAS DE $\Sigma_{H\alpha}$



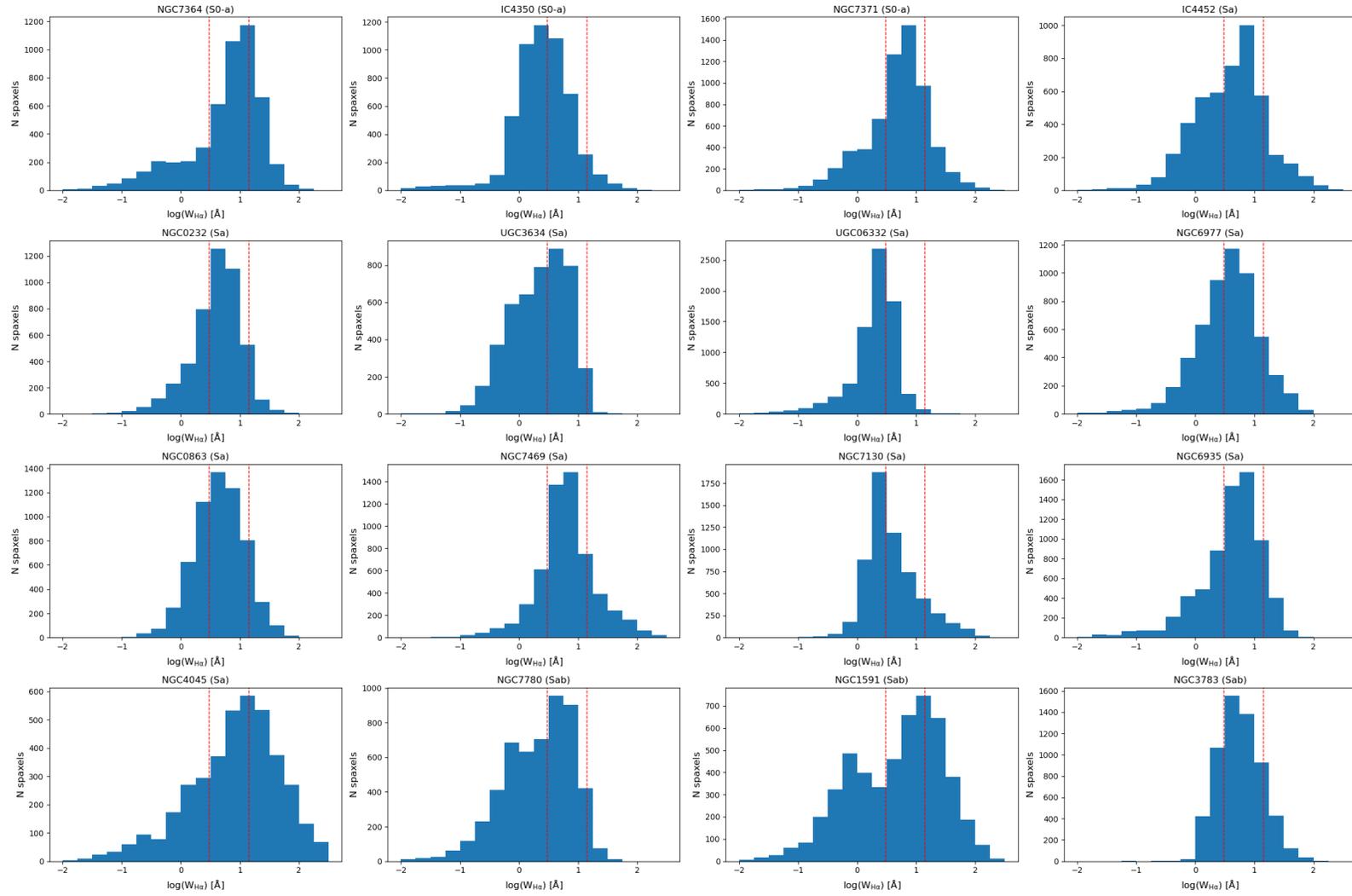


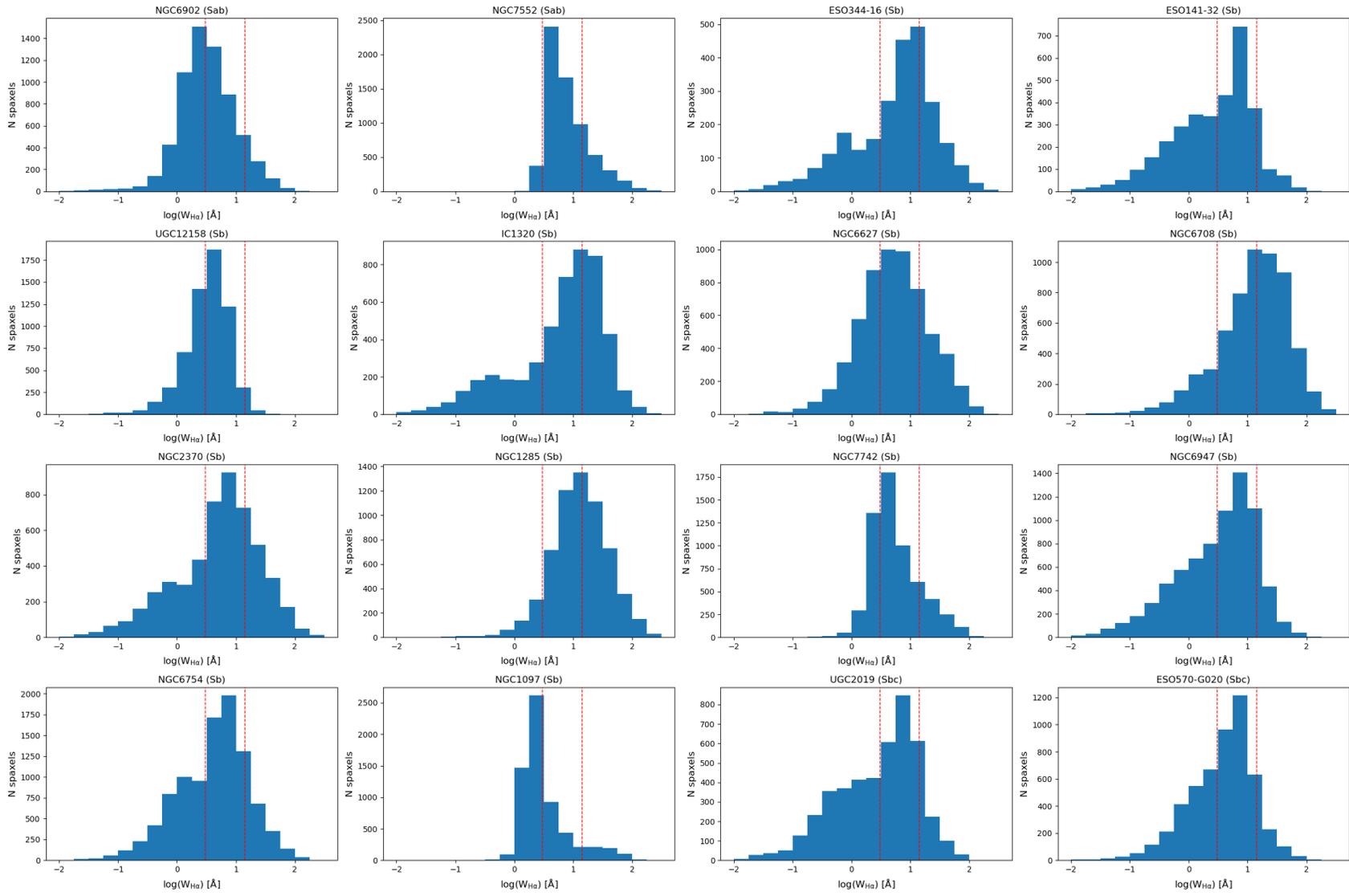


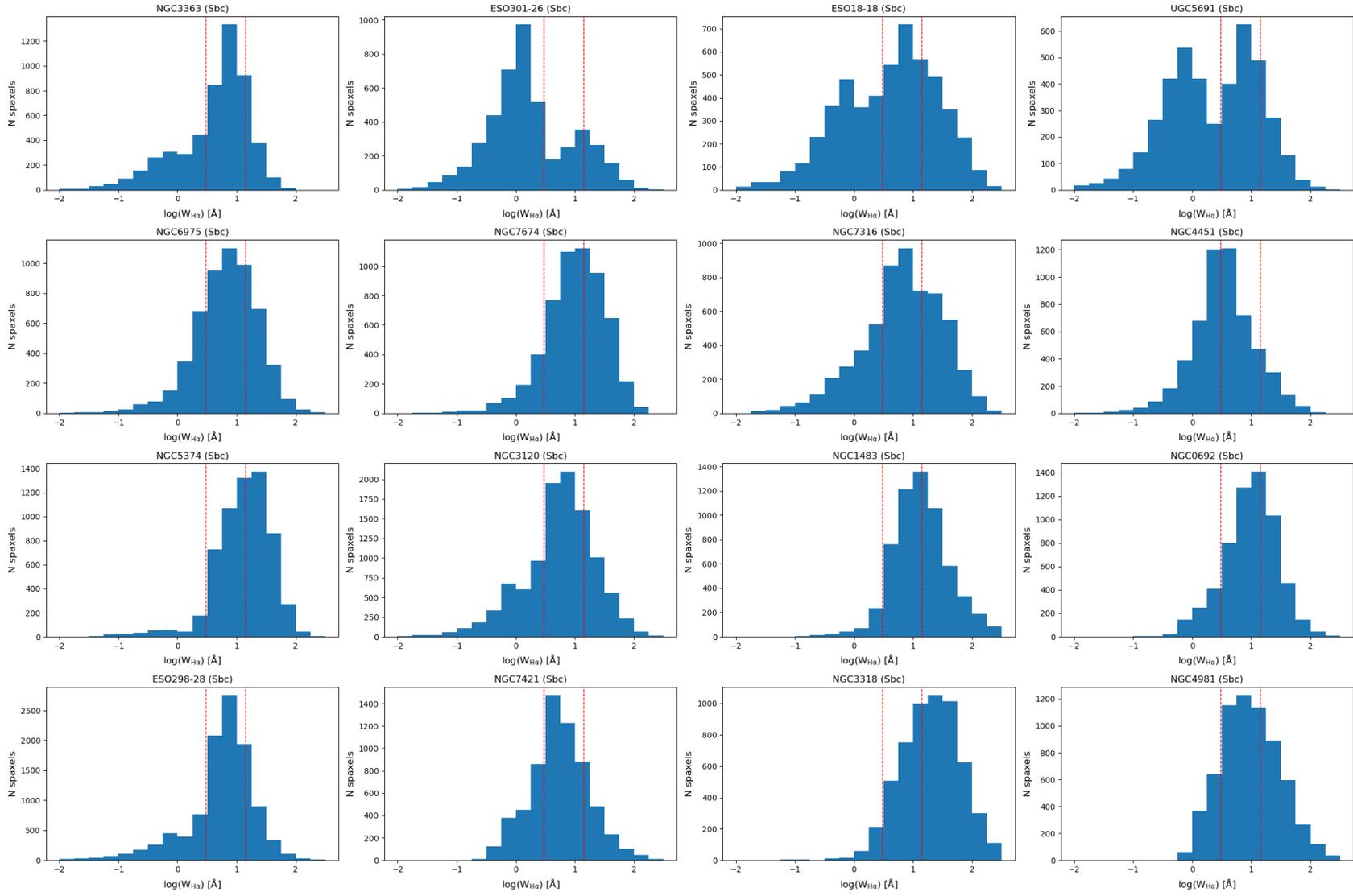


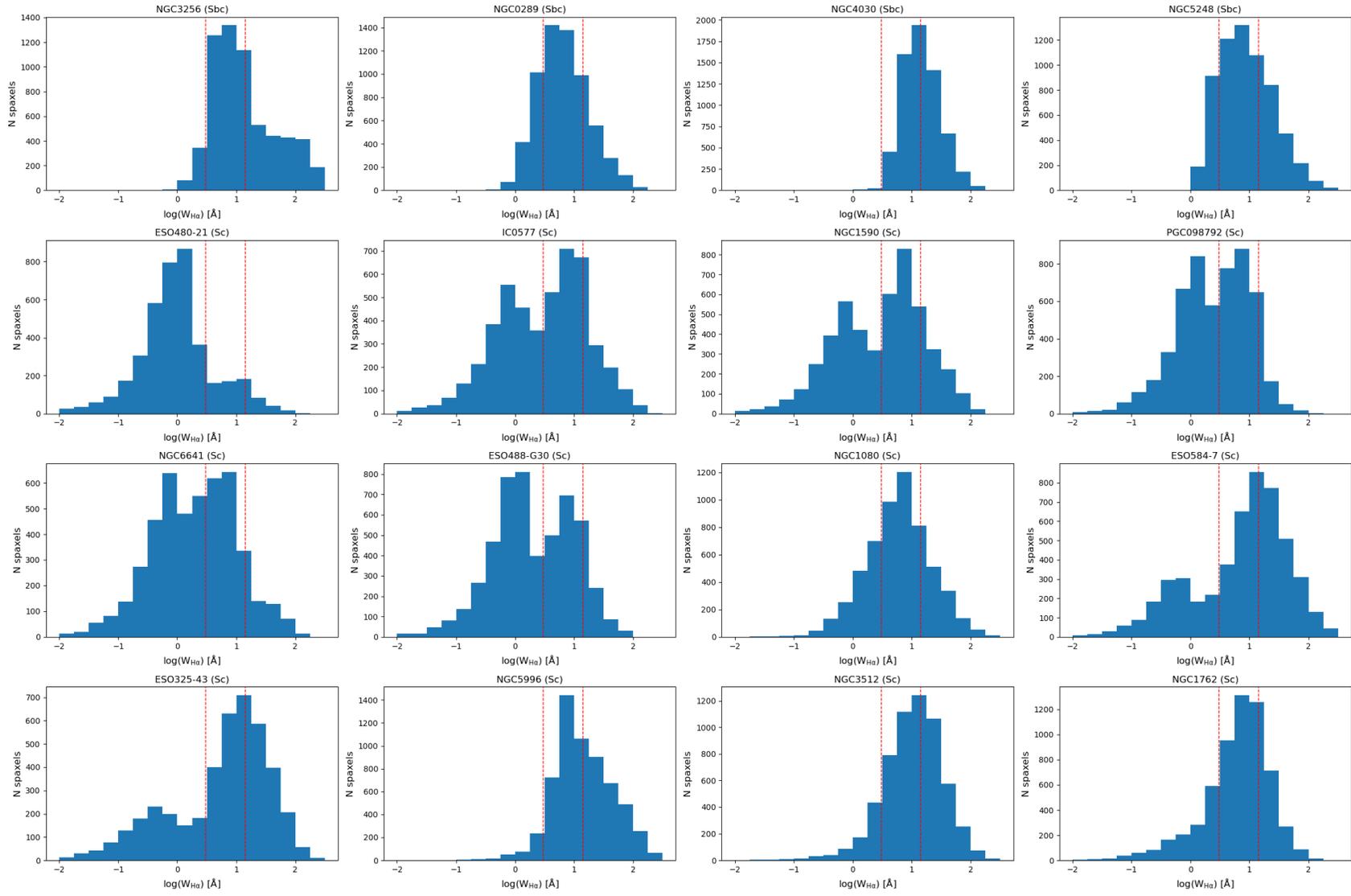


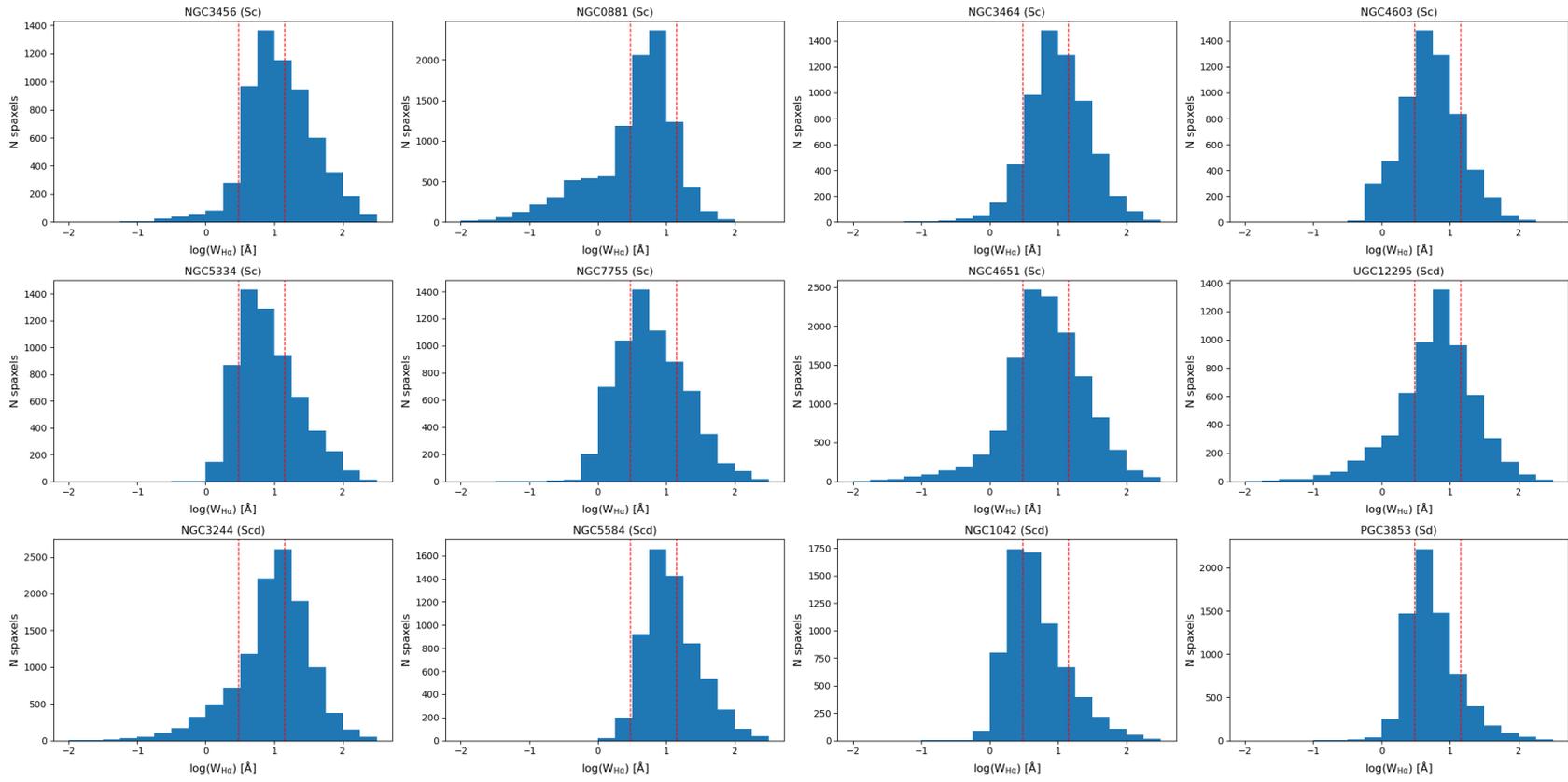
APÊNDICE K – HISTOGRAMAS DE $W_{H\alpha}$



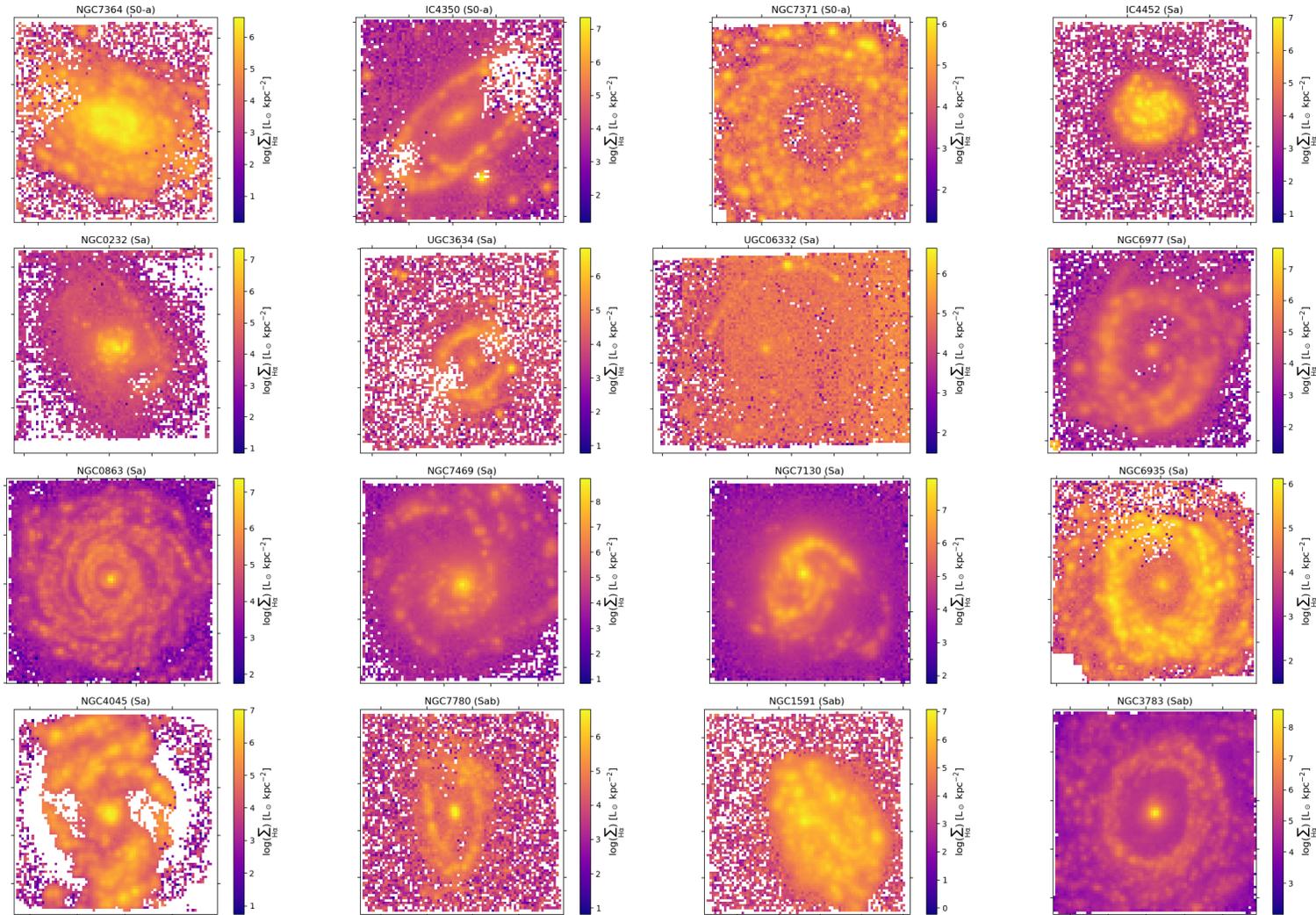


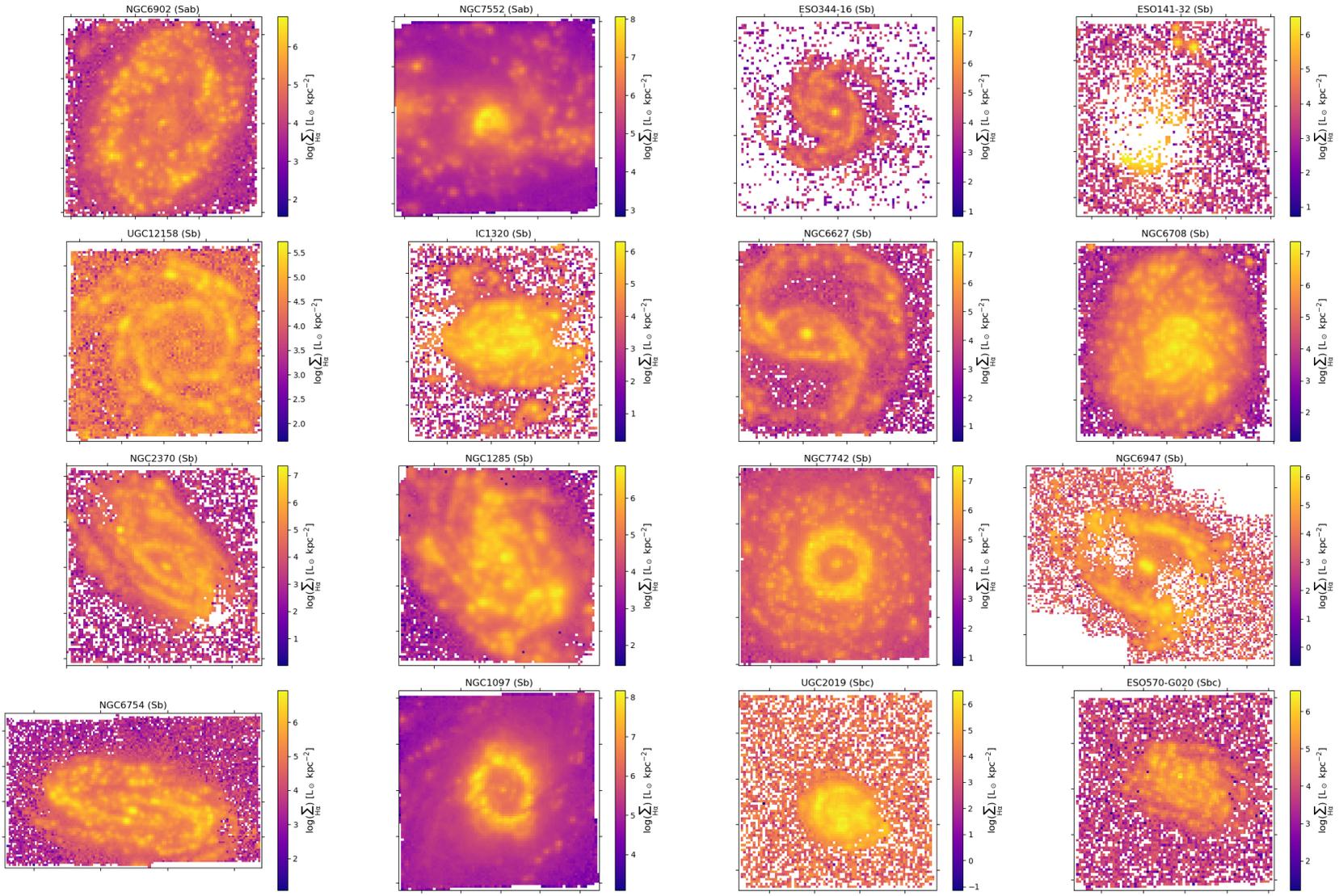


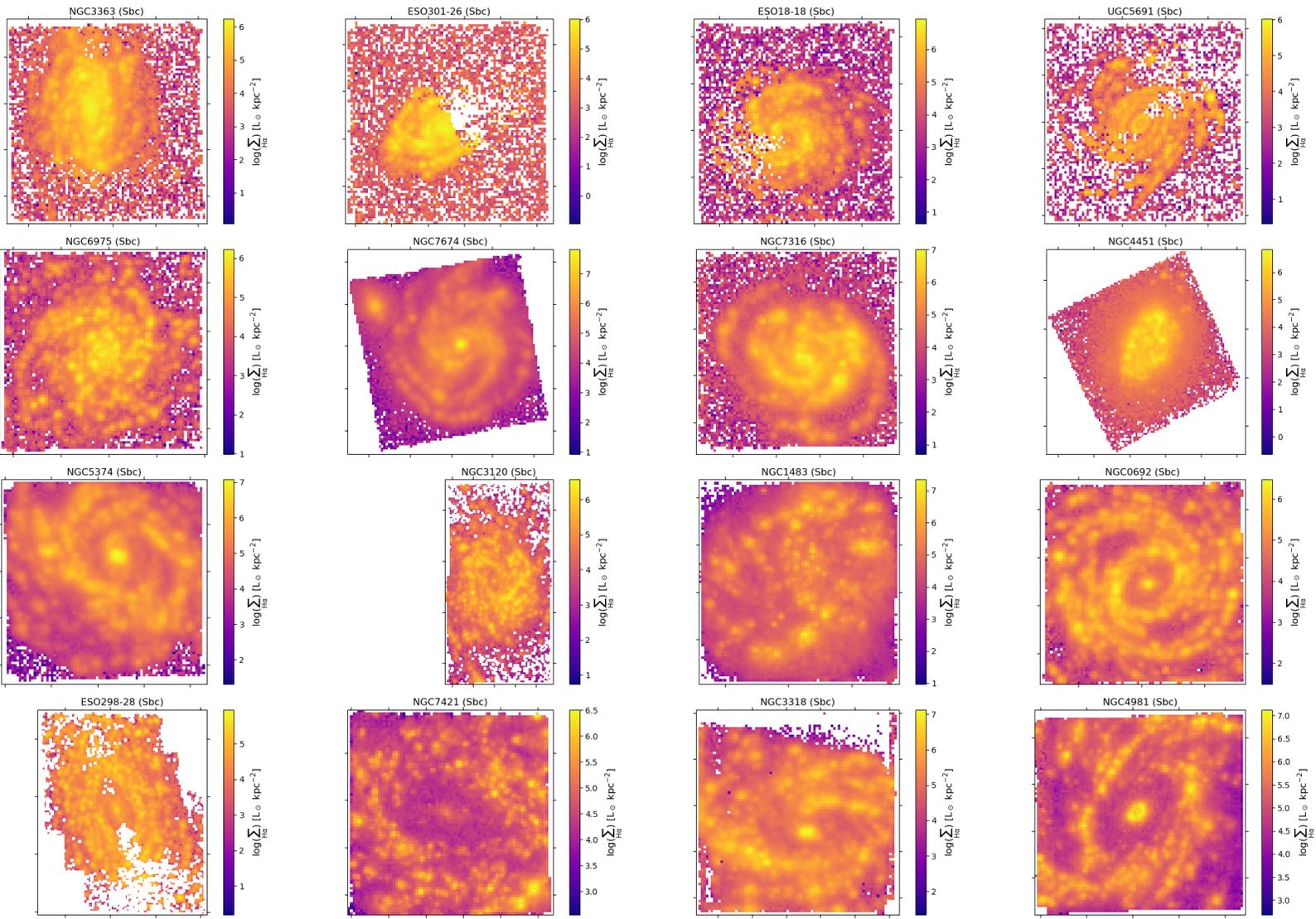


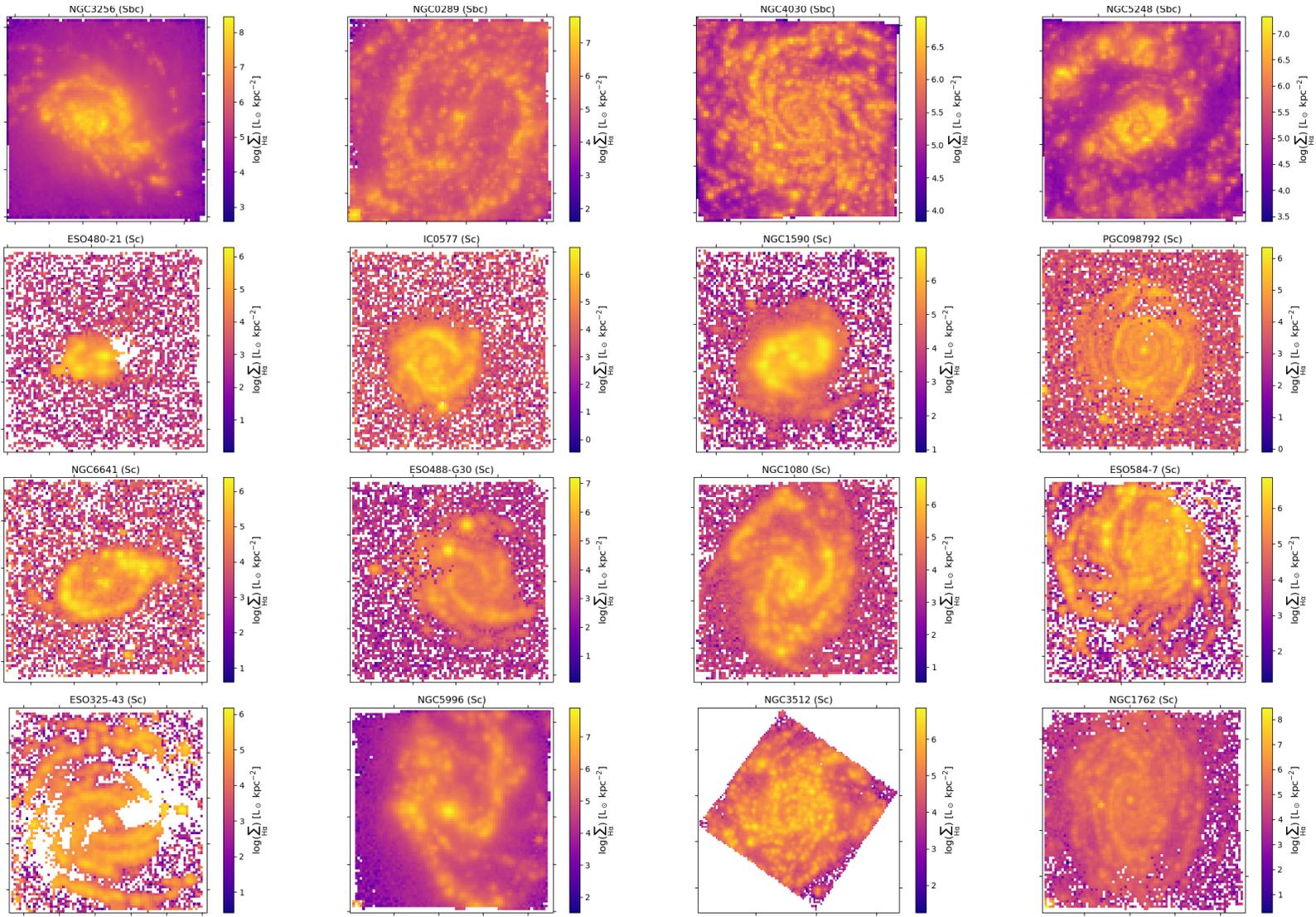


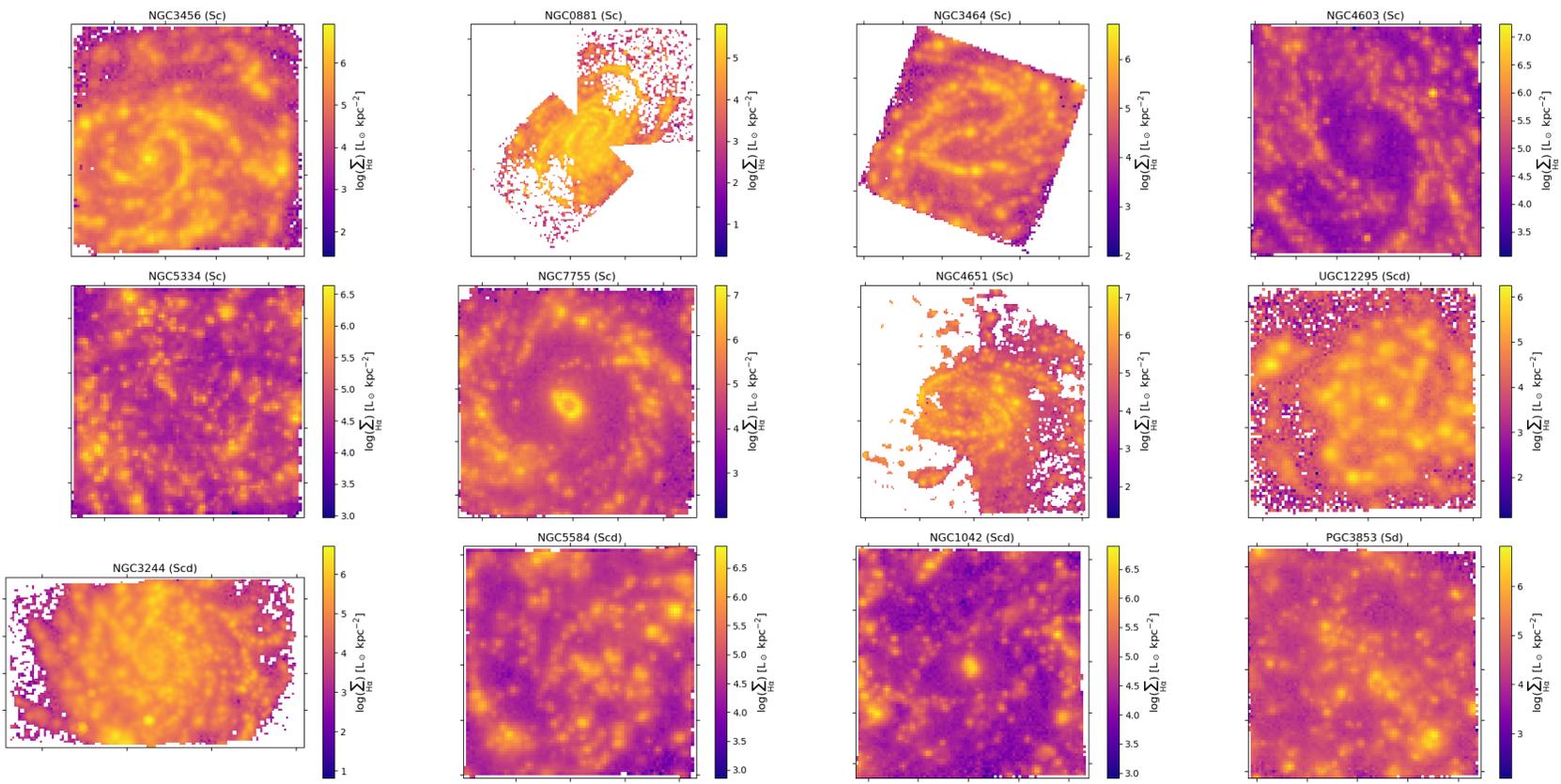
APÊNDICE L – MAPAS DE $\Sigma_{H\alpha}$



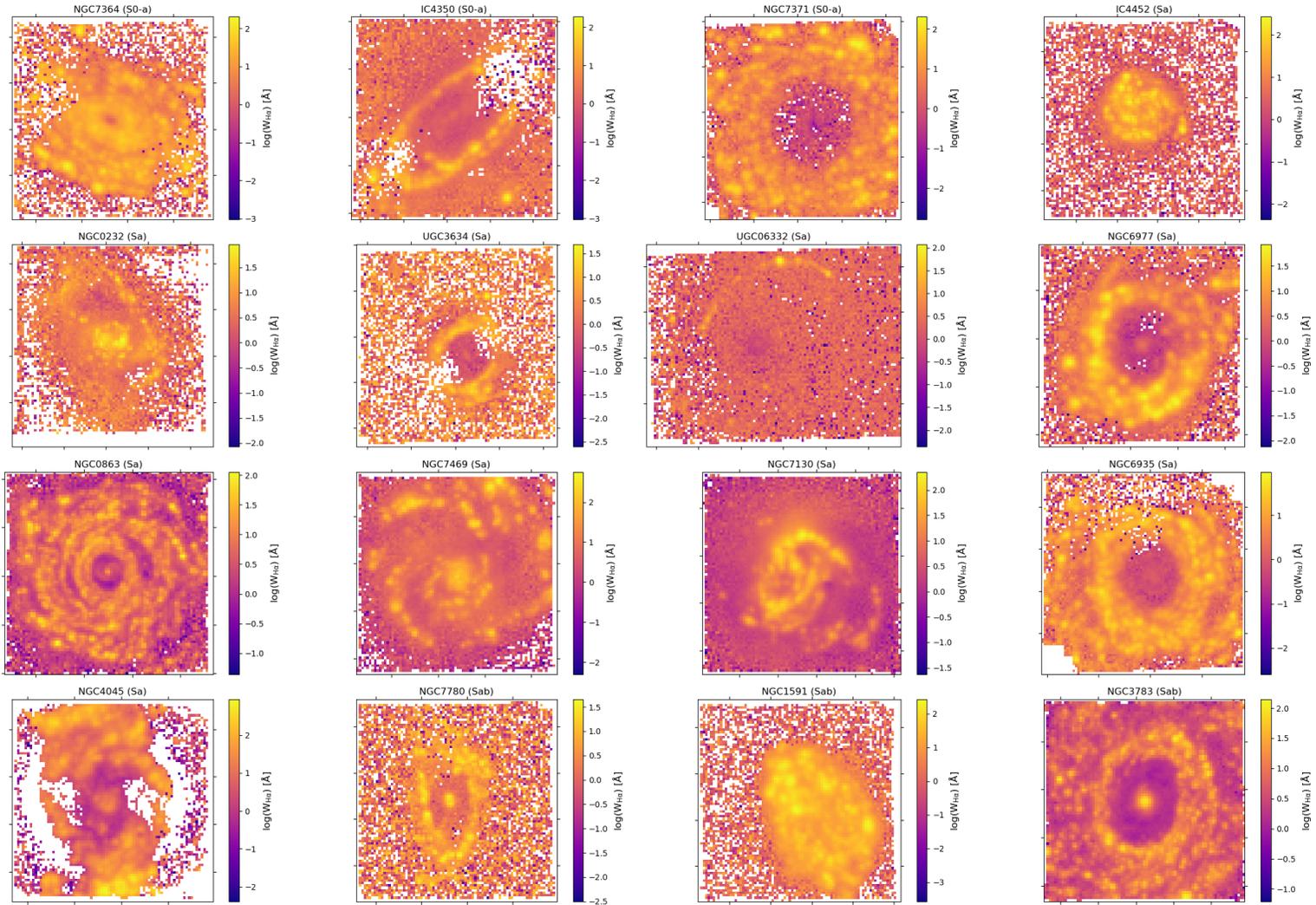


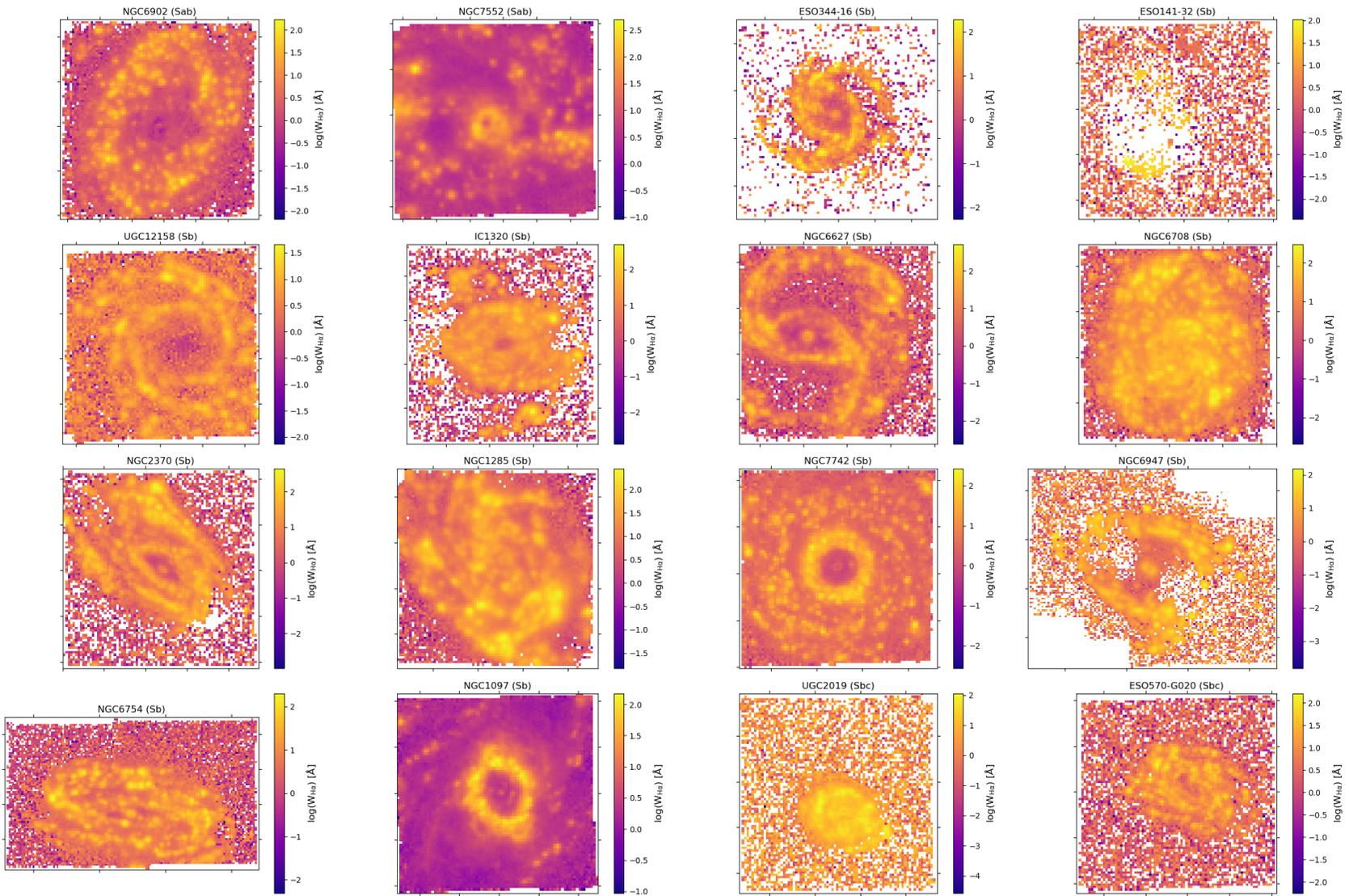


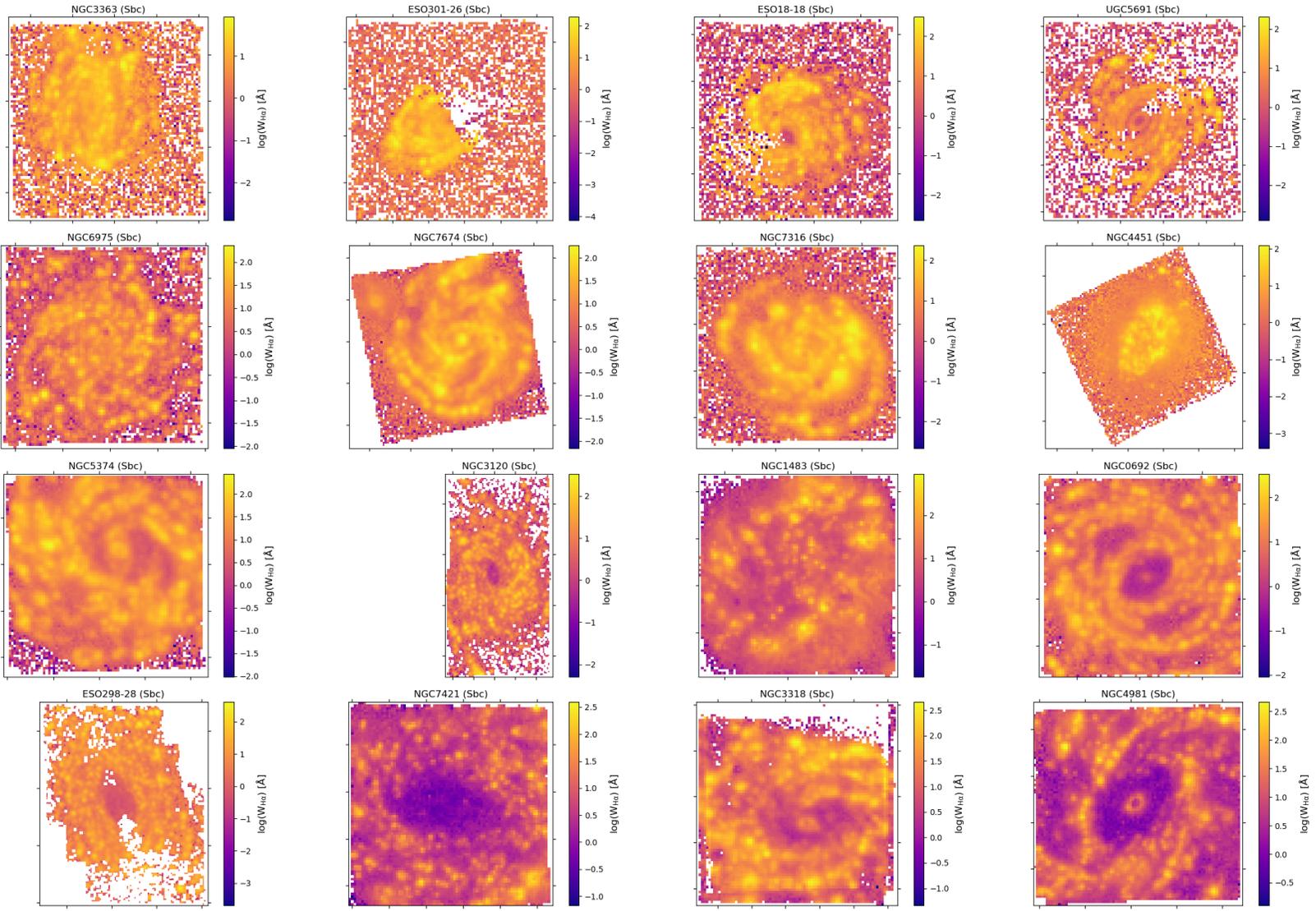


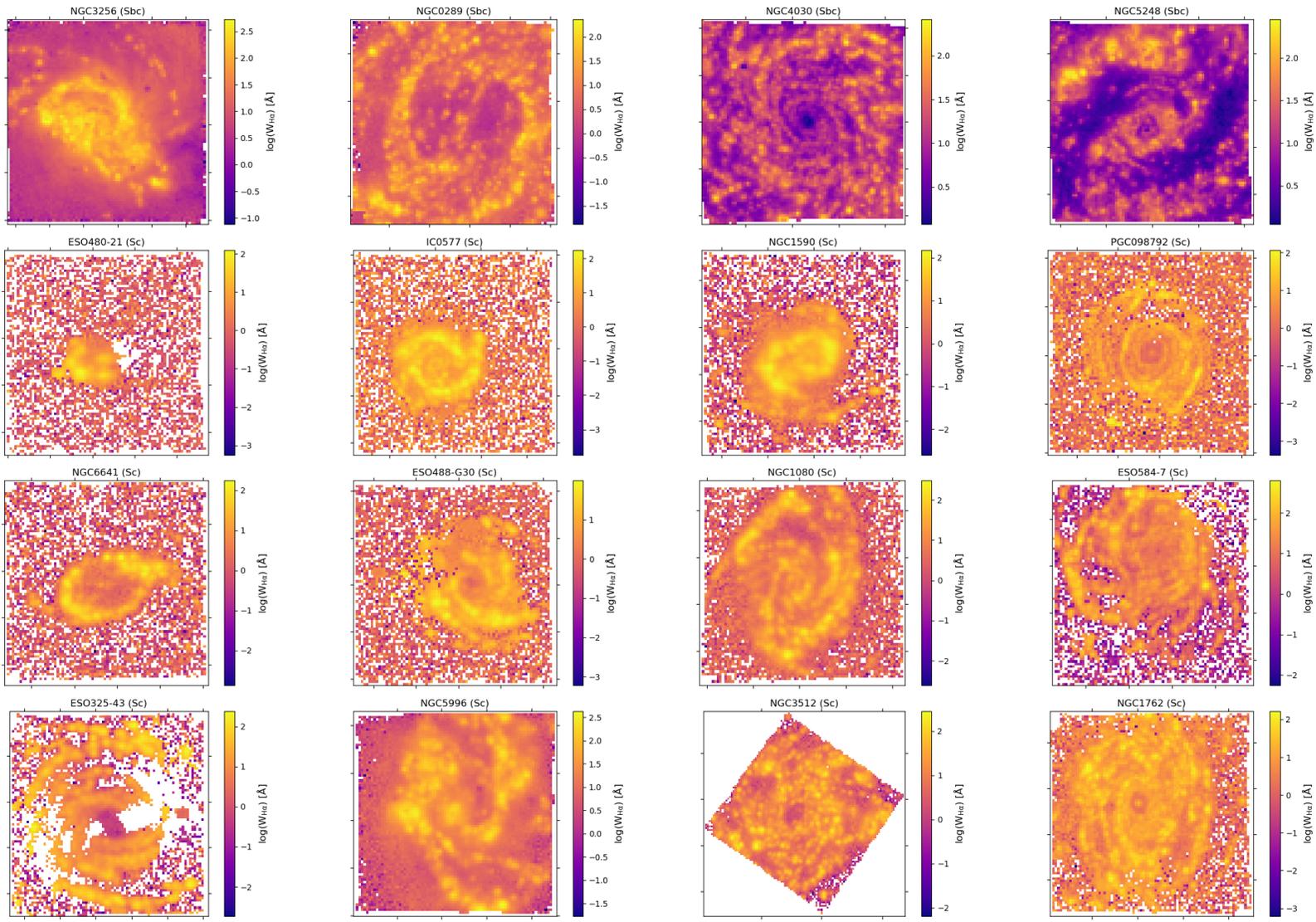


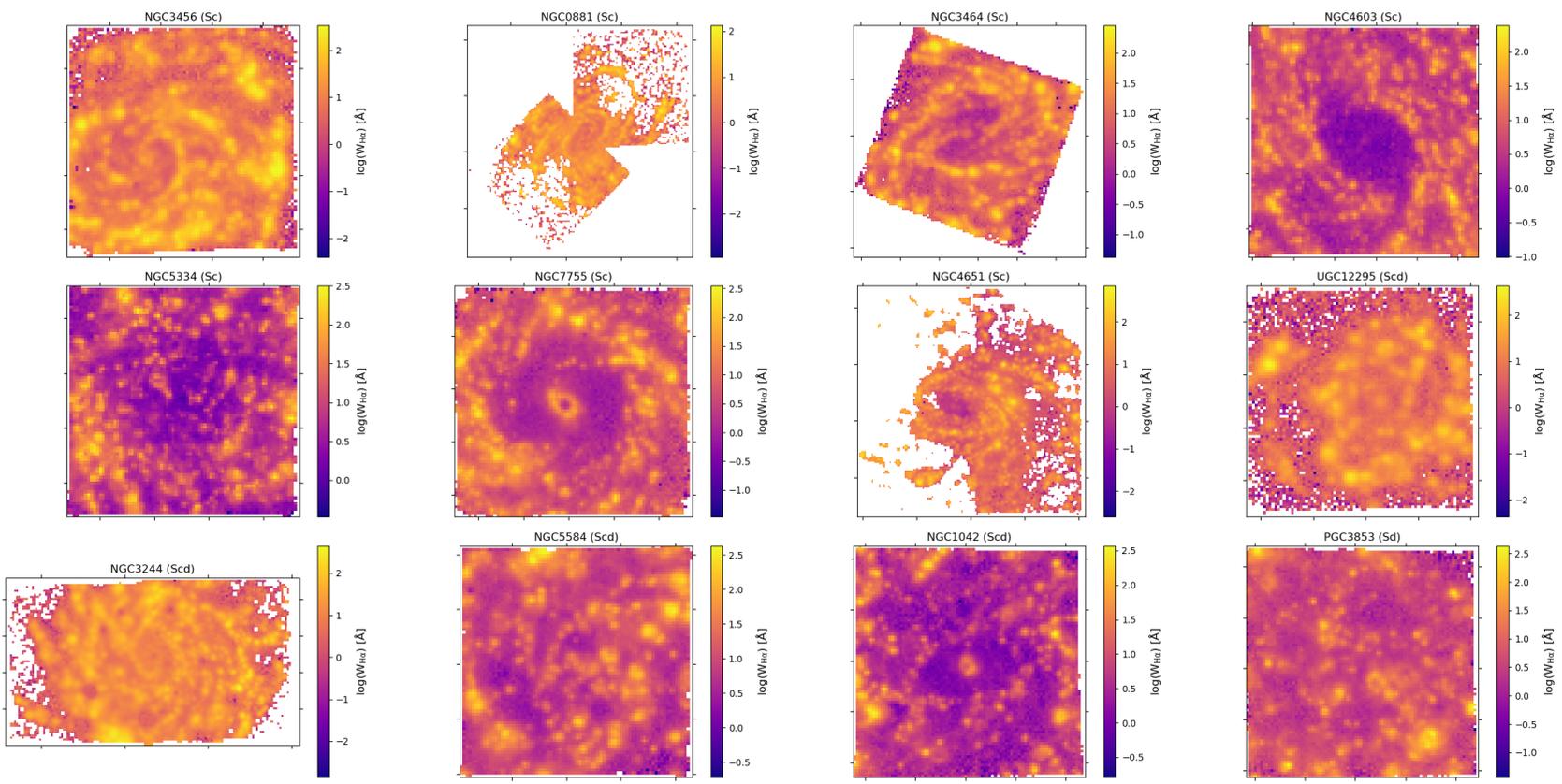
APÊNDICE M – MAPAS DE $W_{H\alpha}$



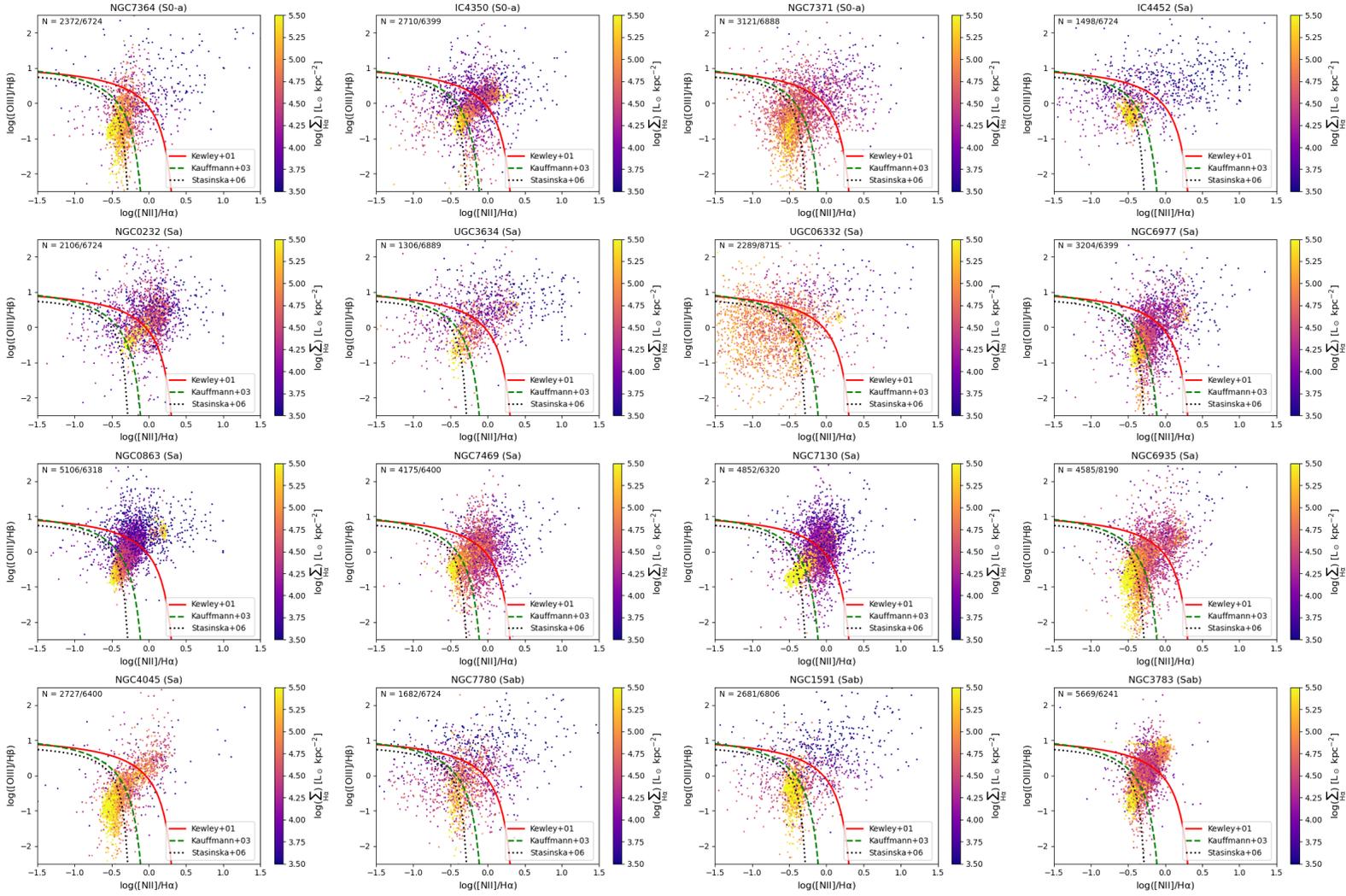


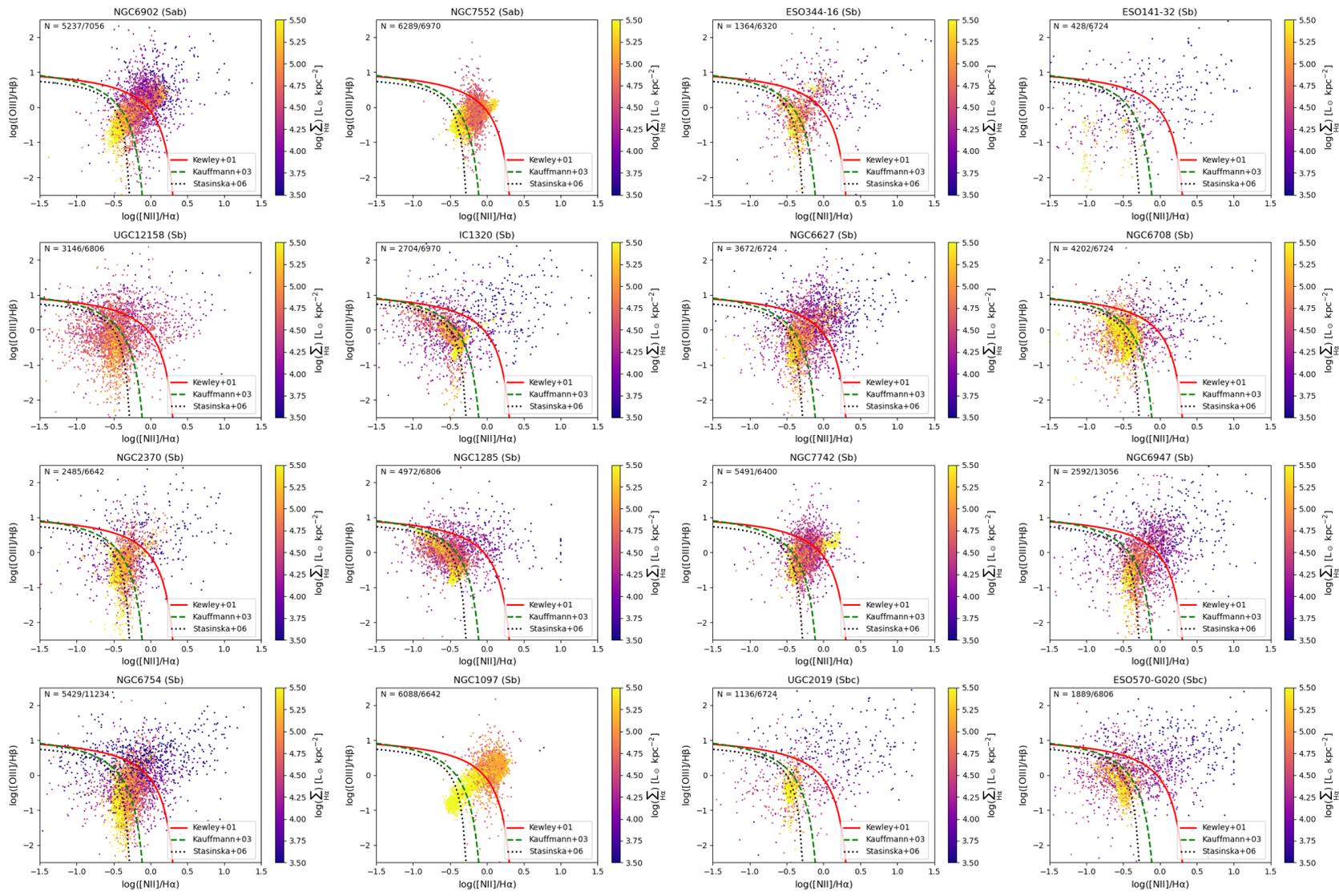


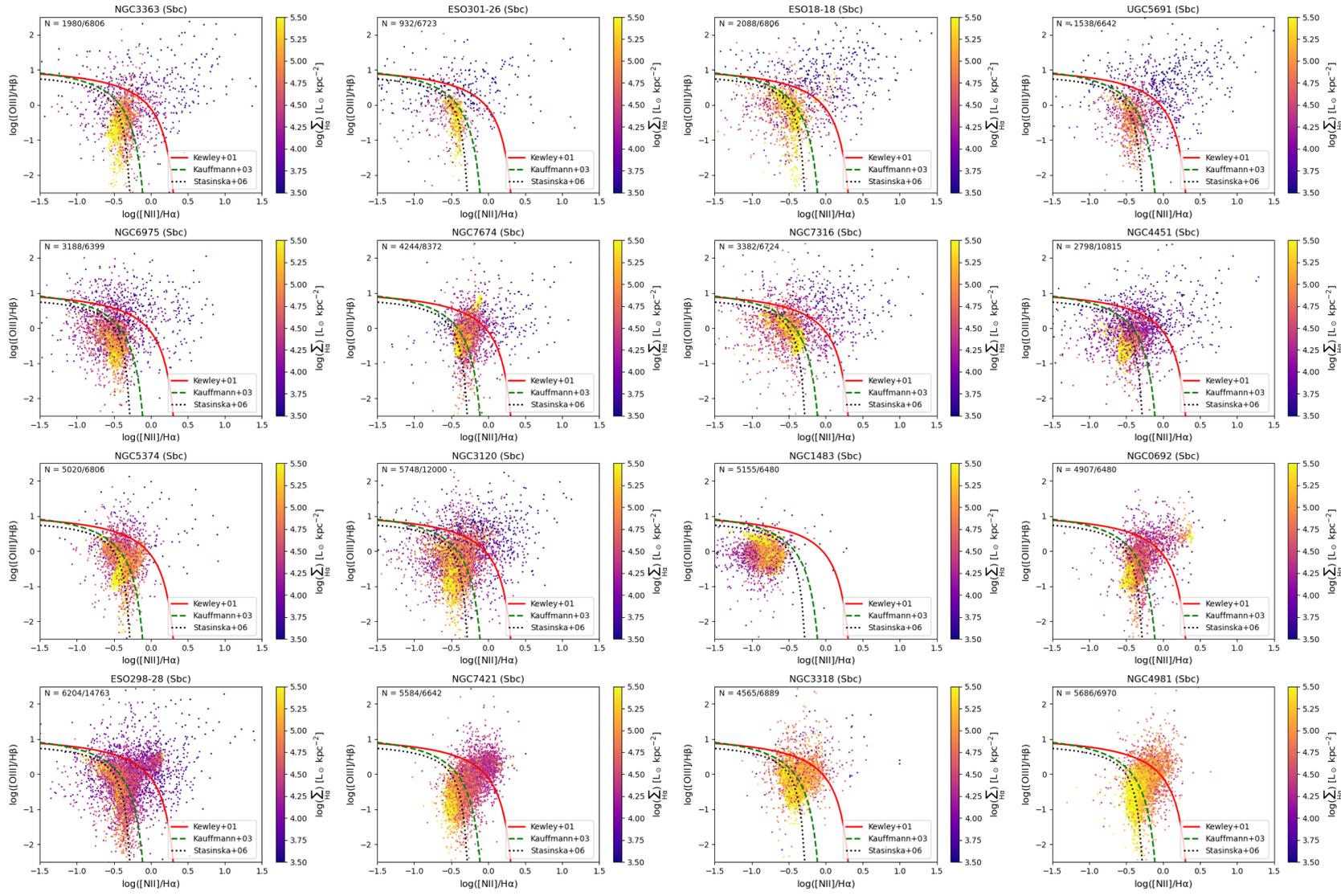


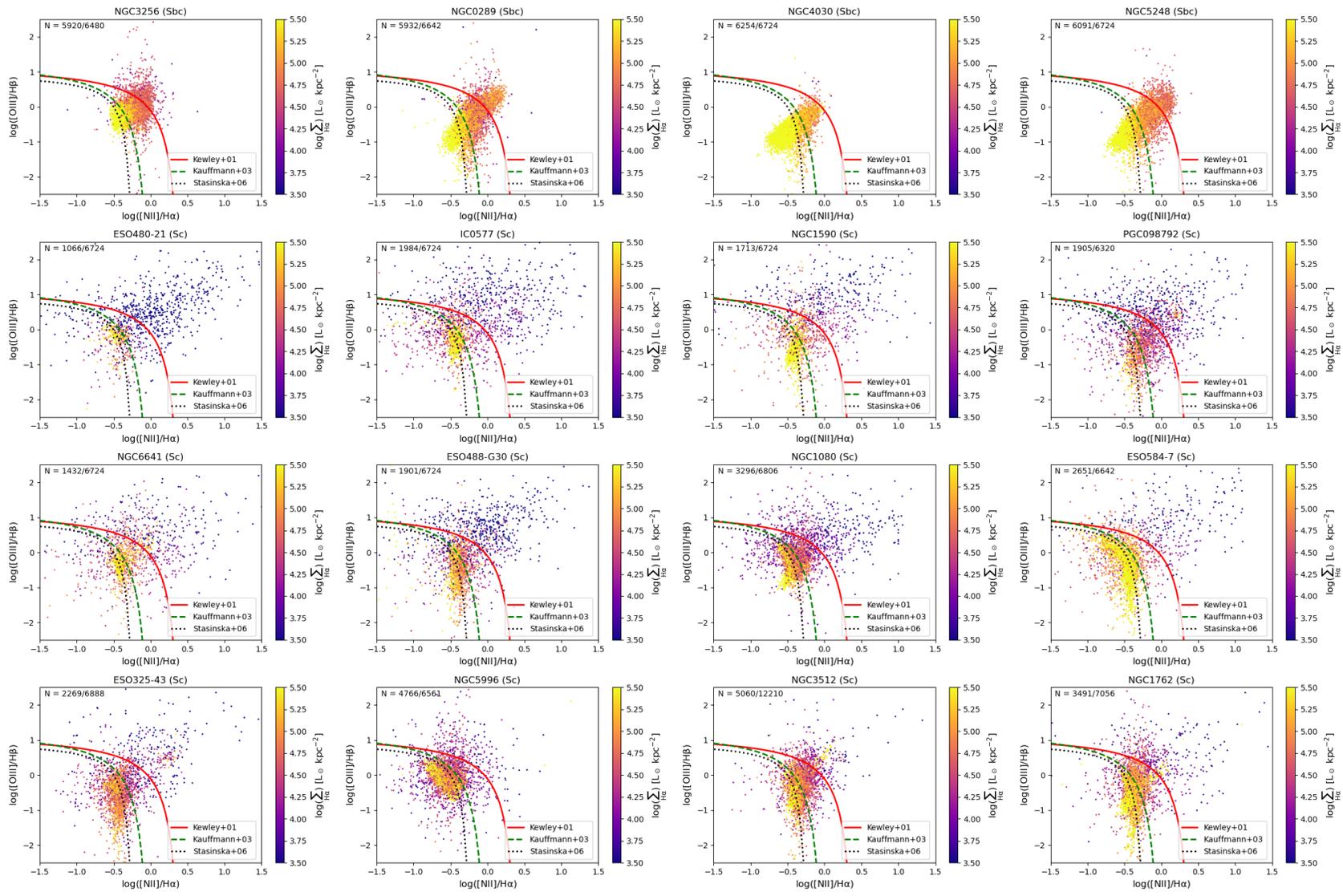


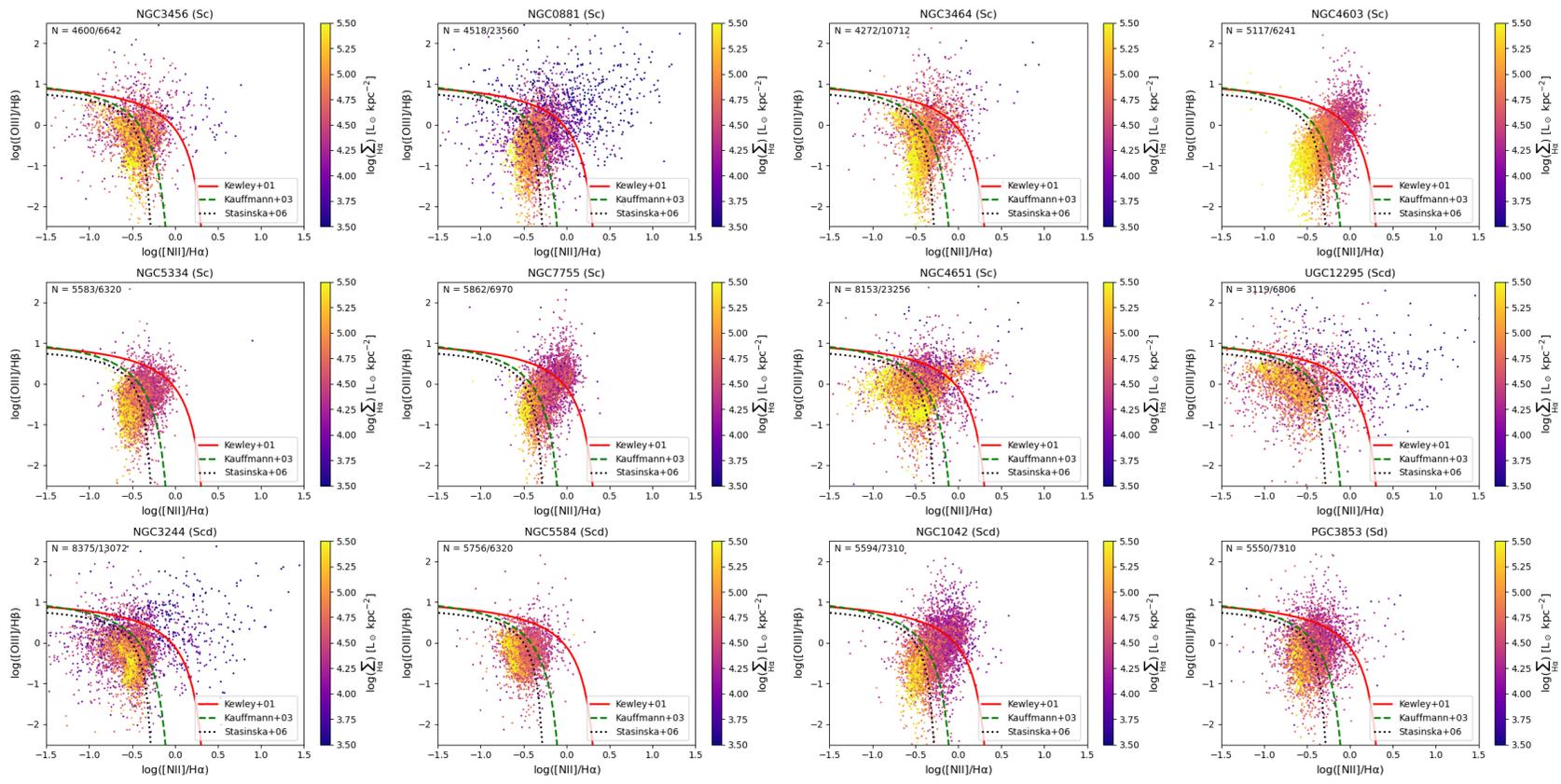
APÊNDICE N – BPTS CODIFICADOS POR $\Sigma_{H\alpha}$



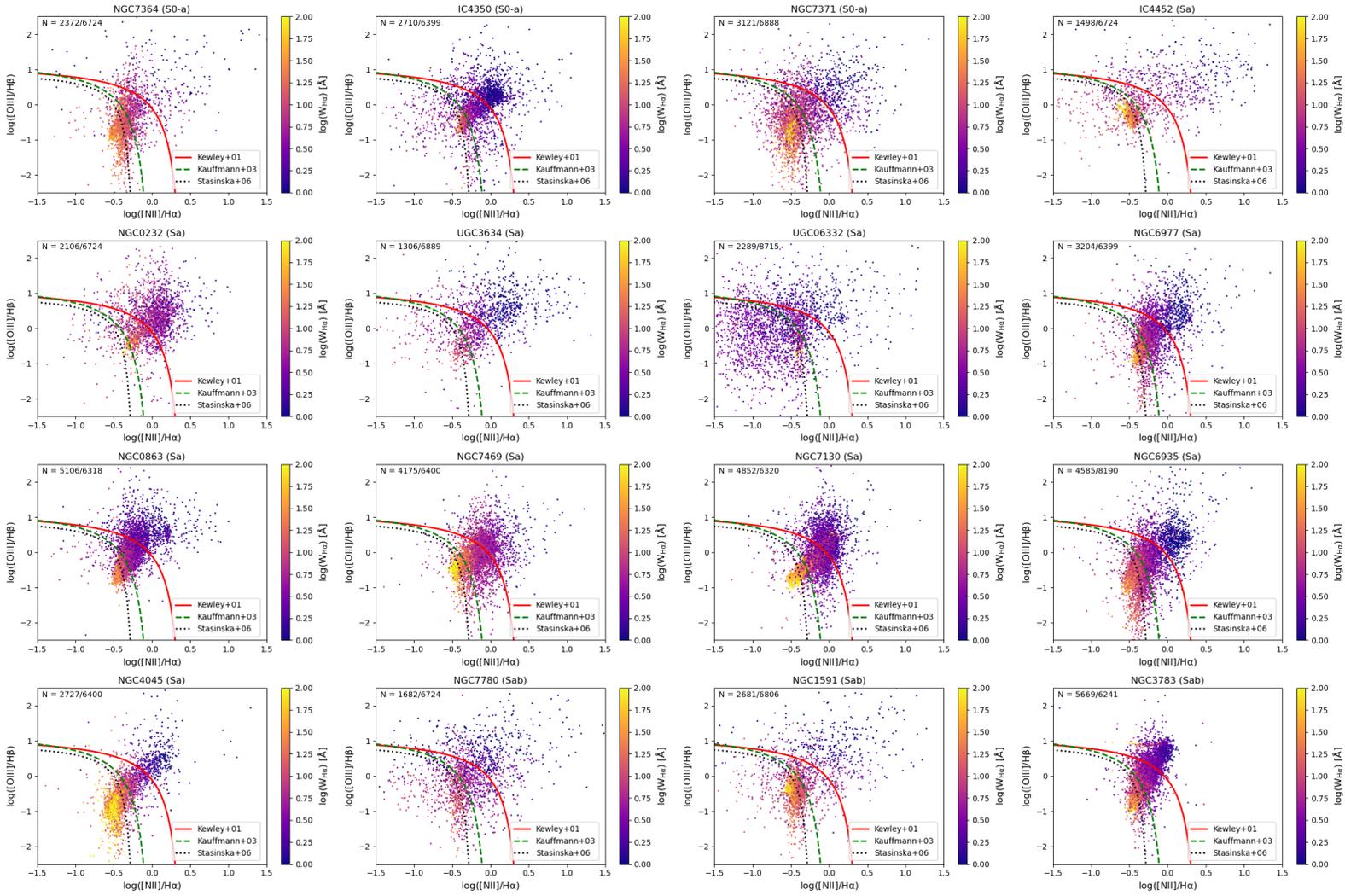


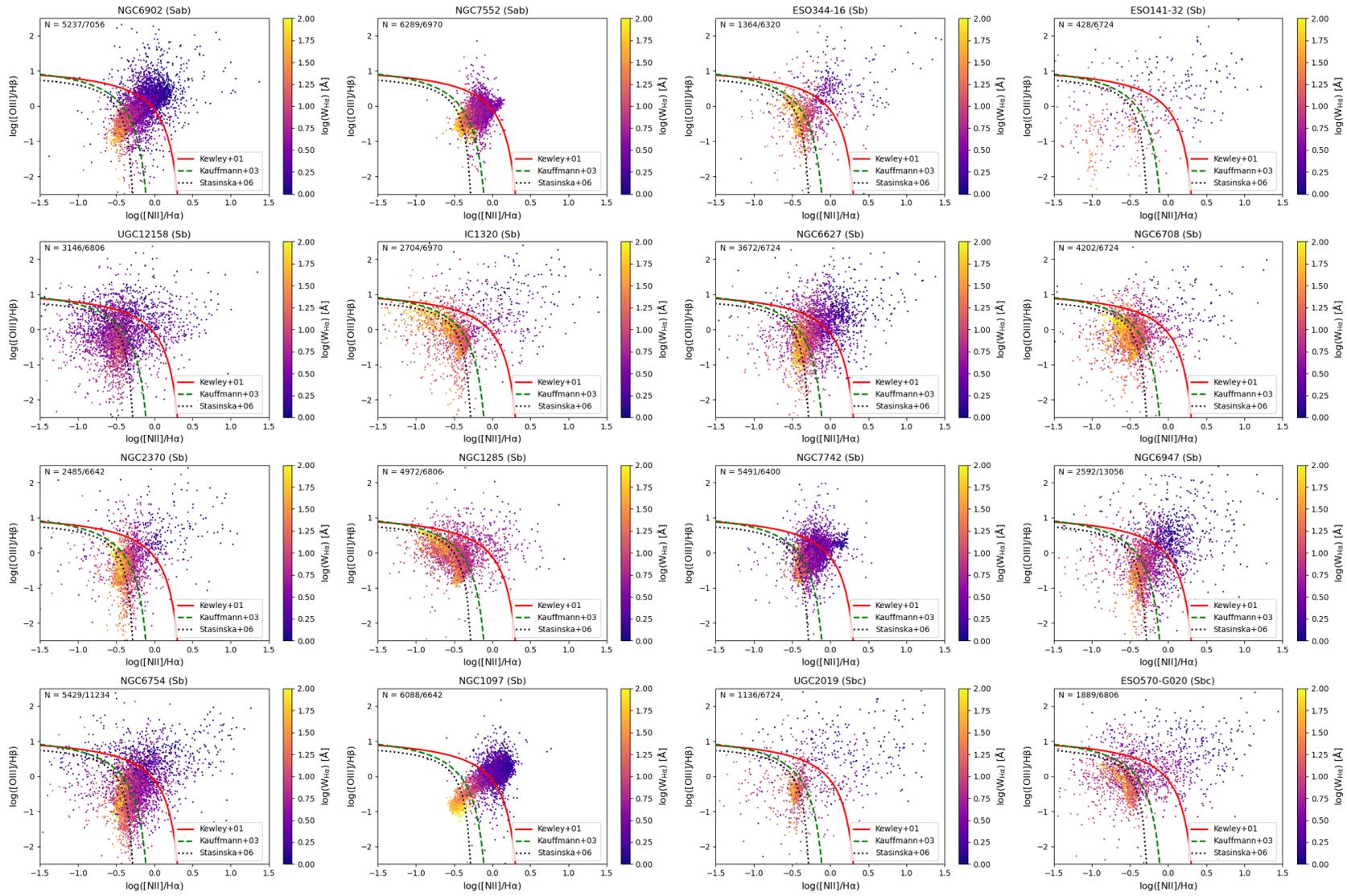


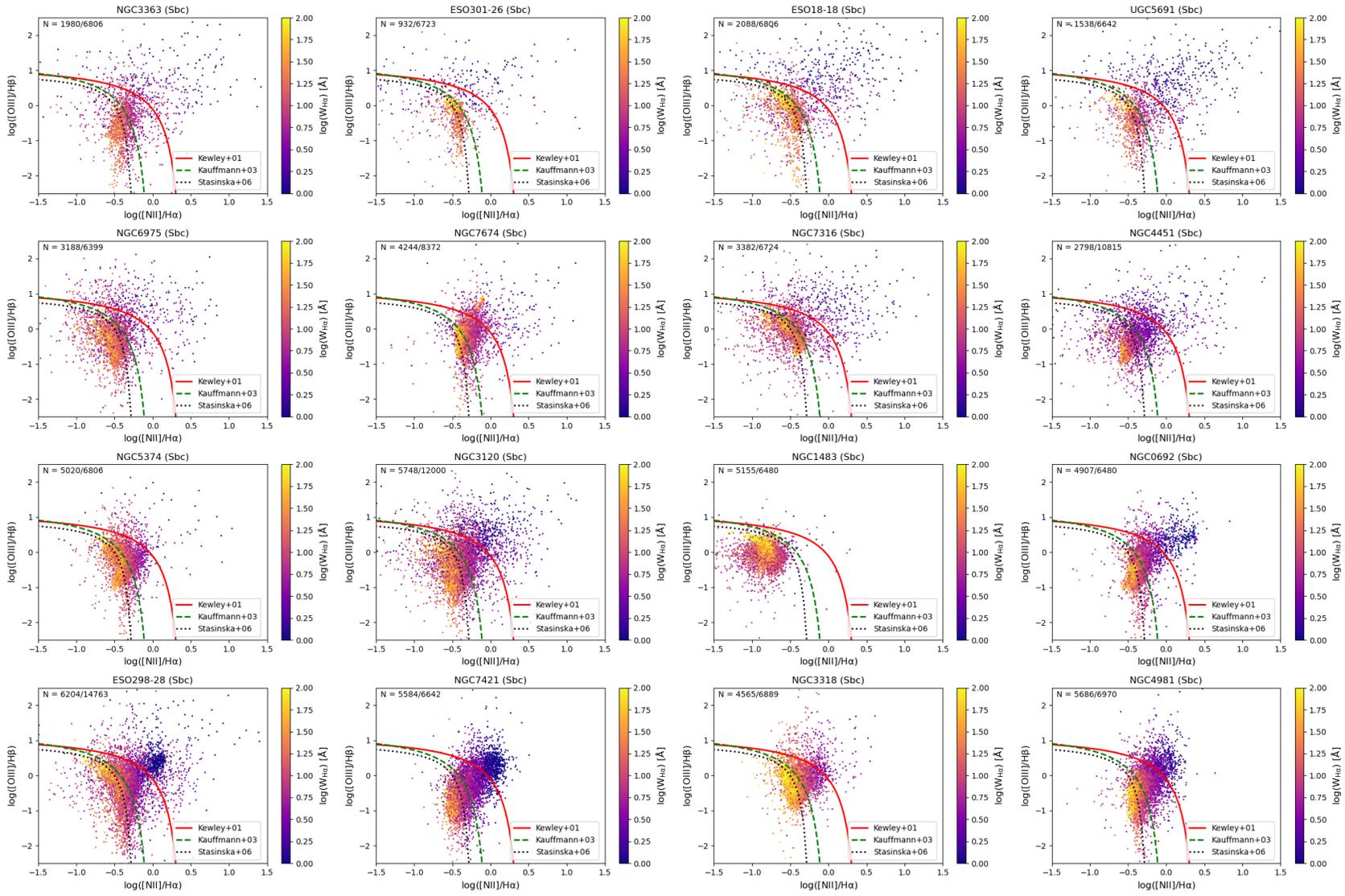


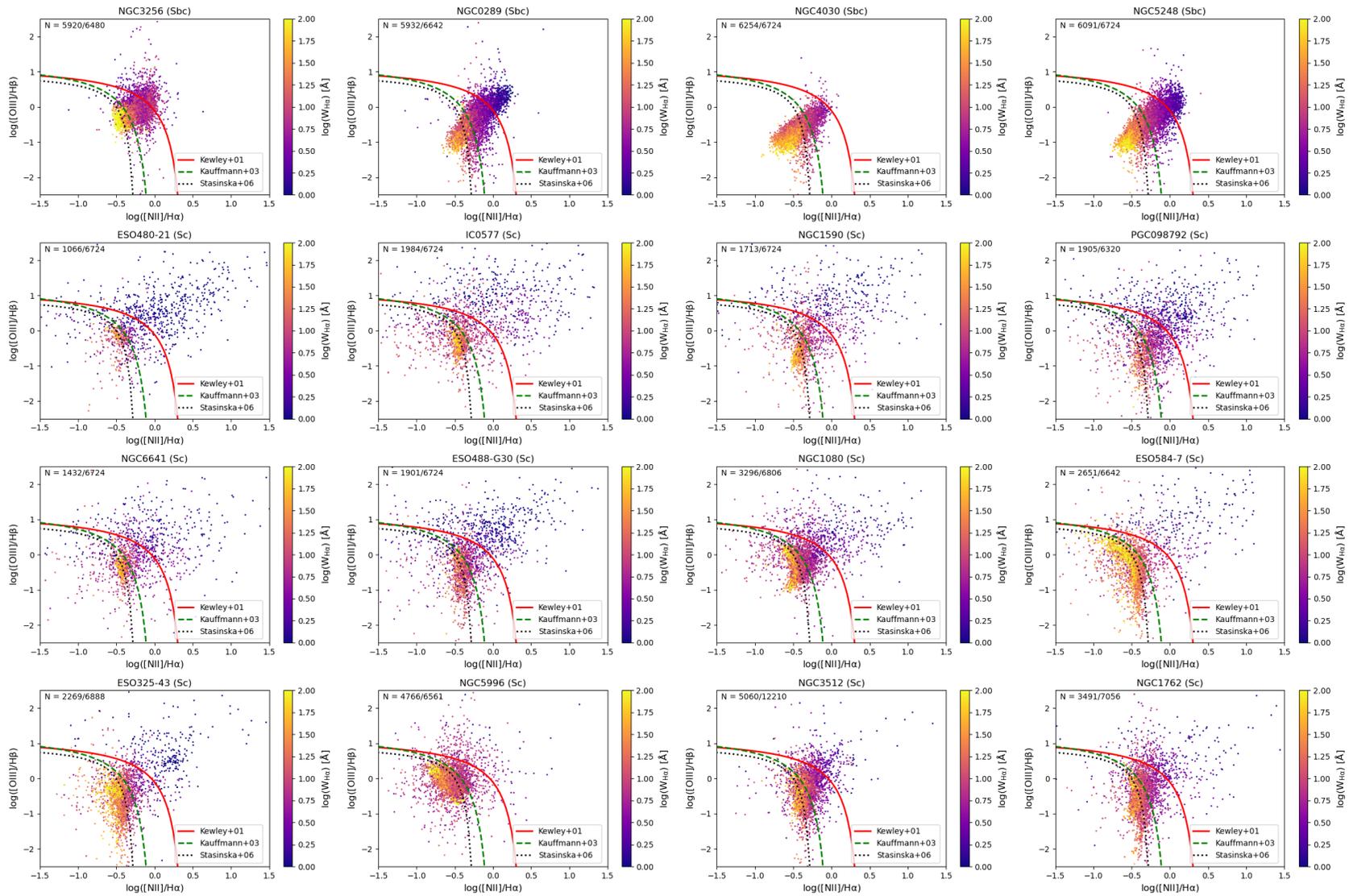


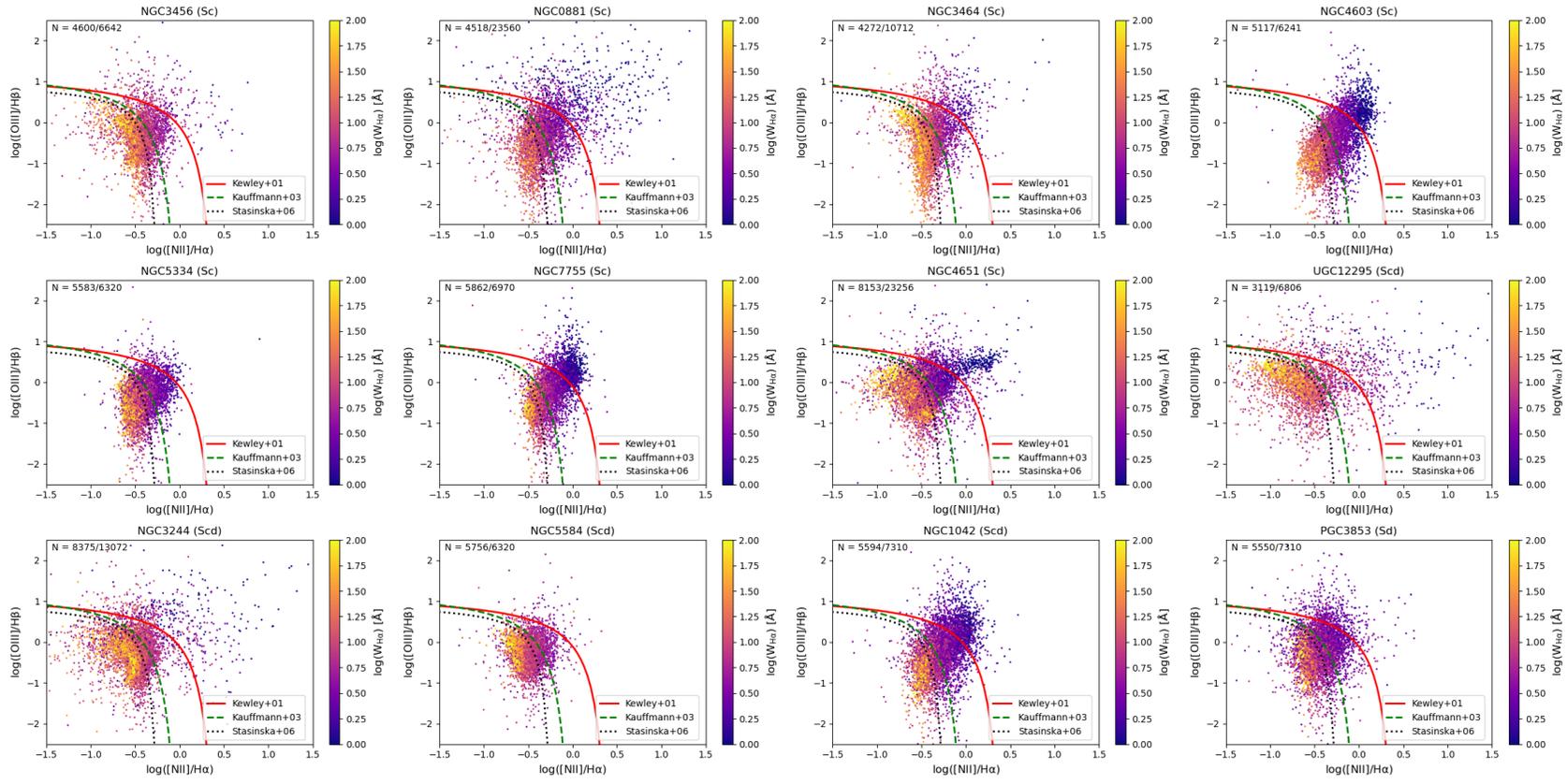
APÊNDICE O – BPTS CODIFICADOS POR $W_{H\alpha}$



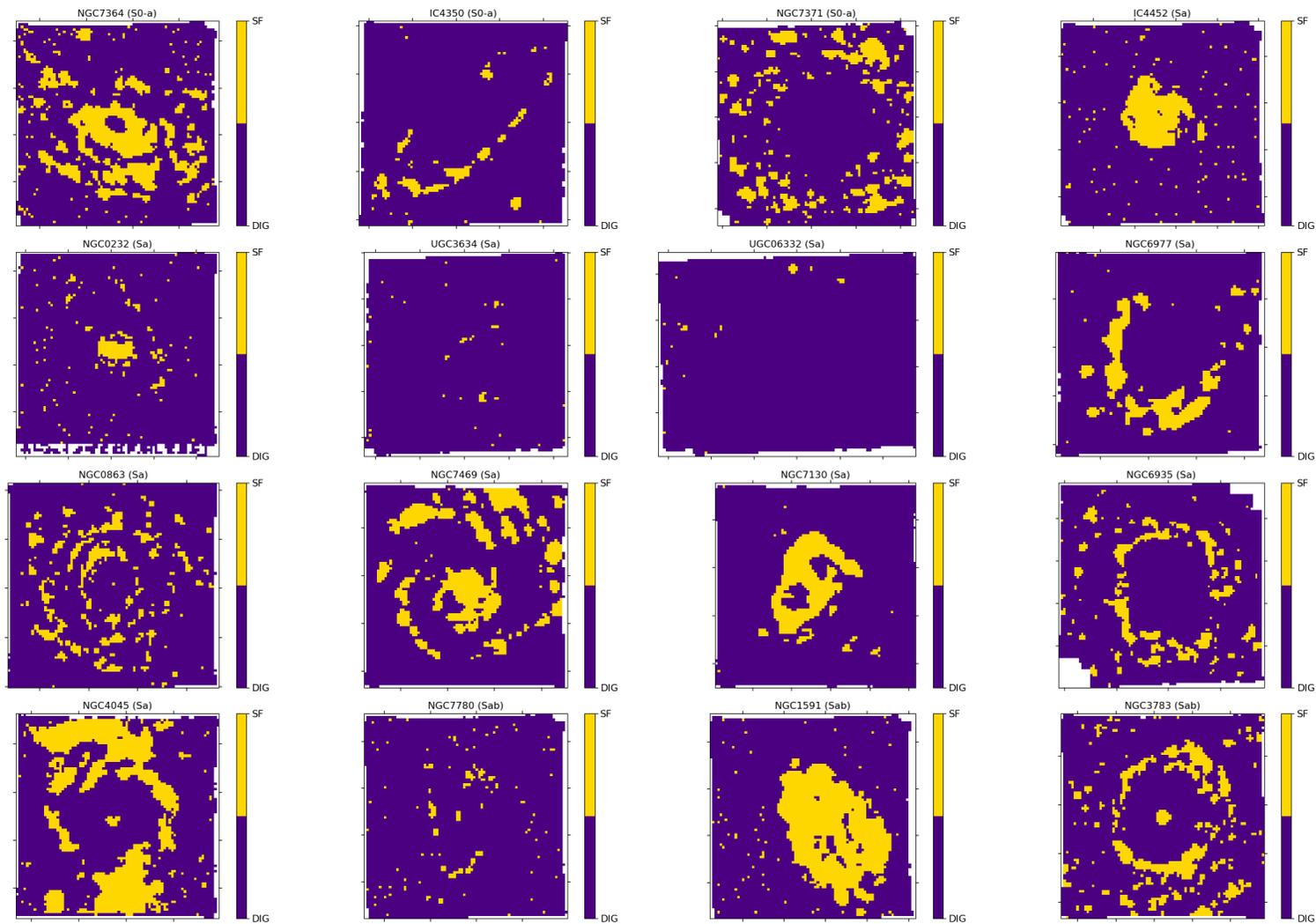


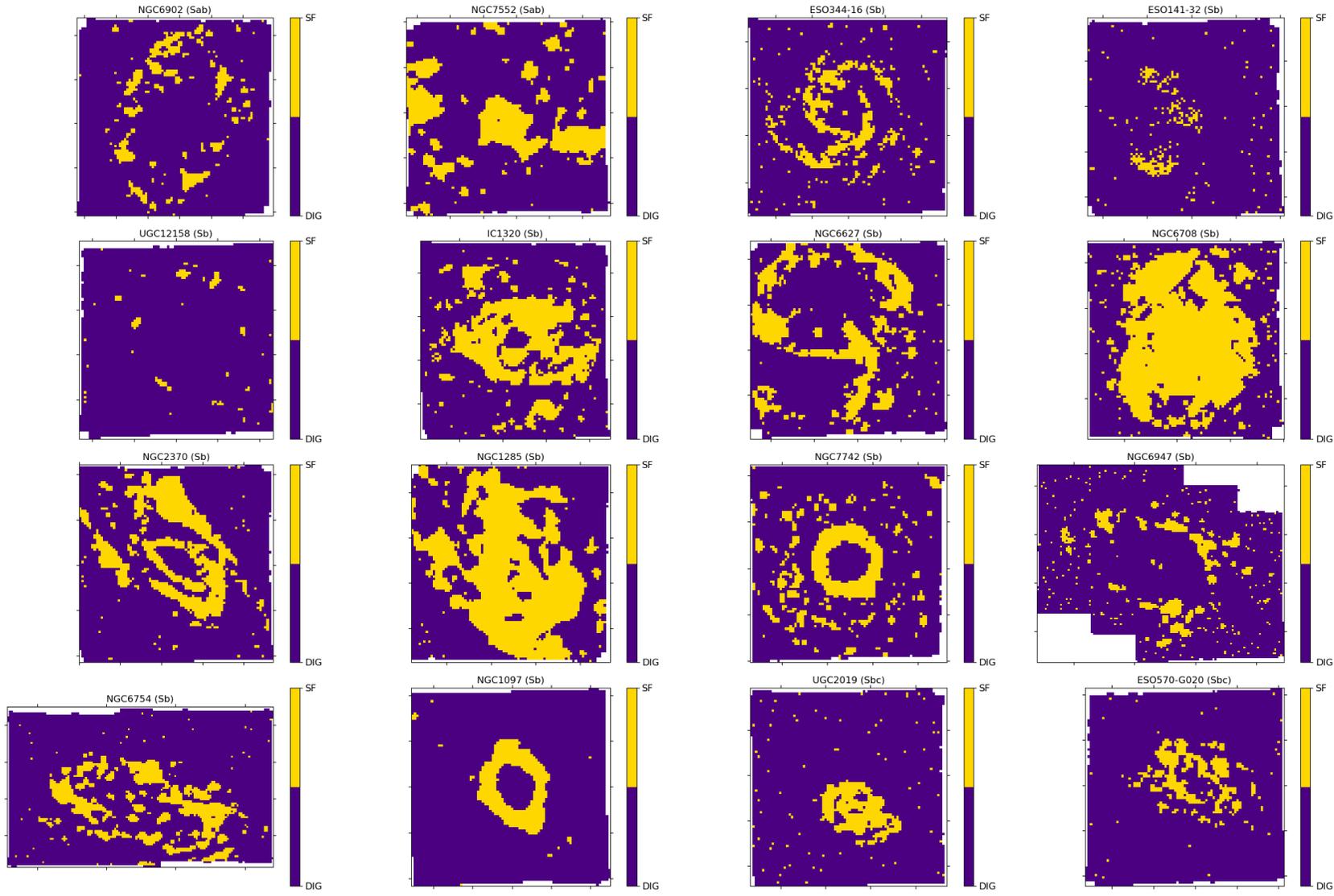


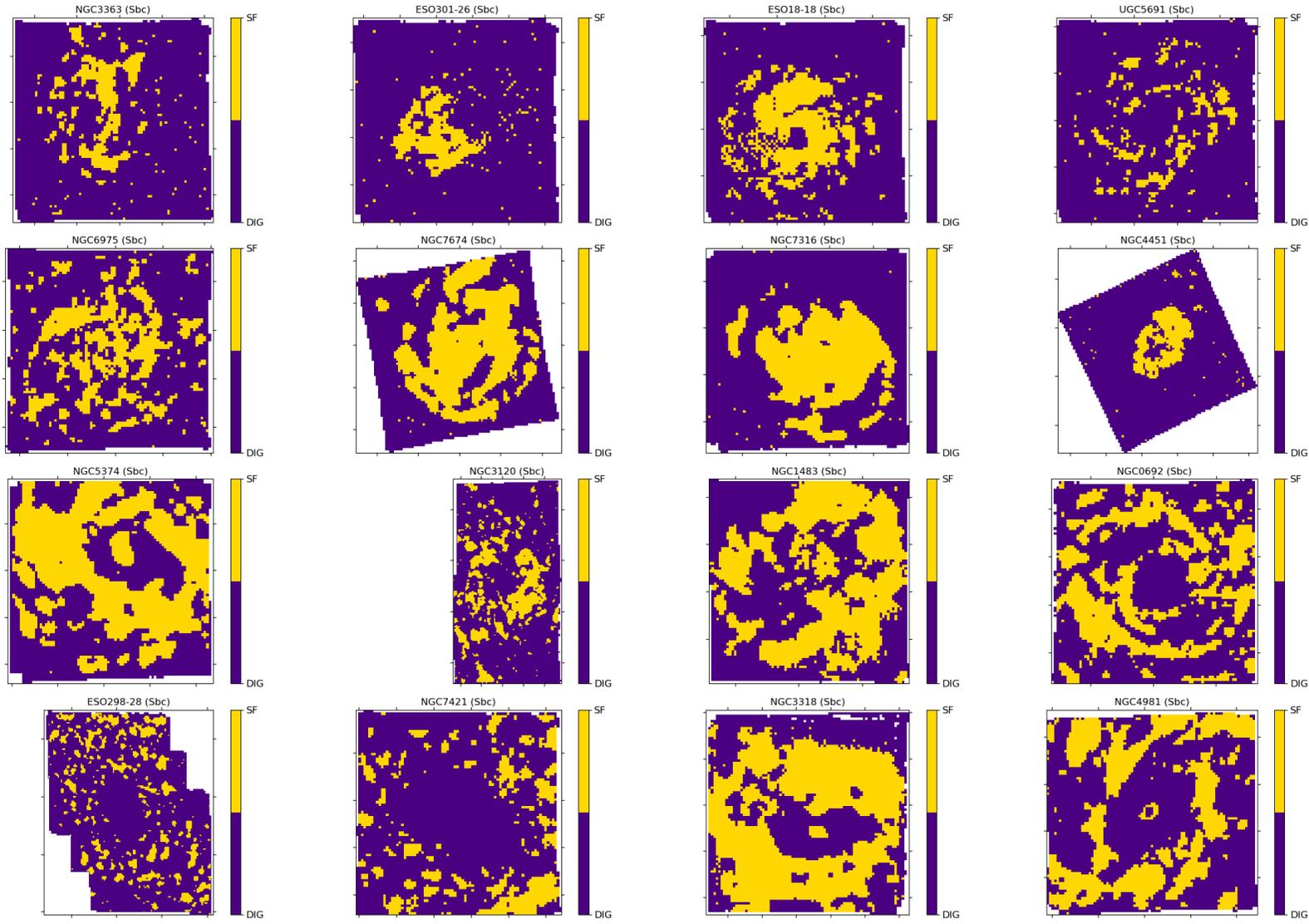


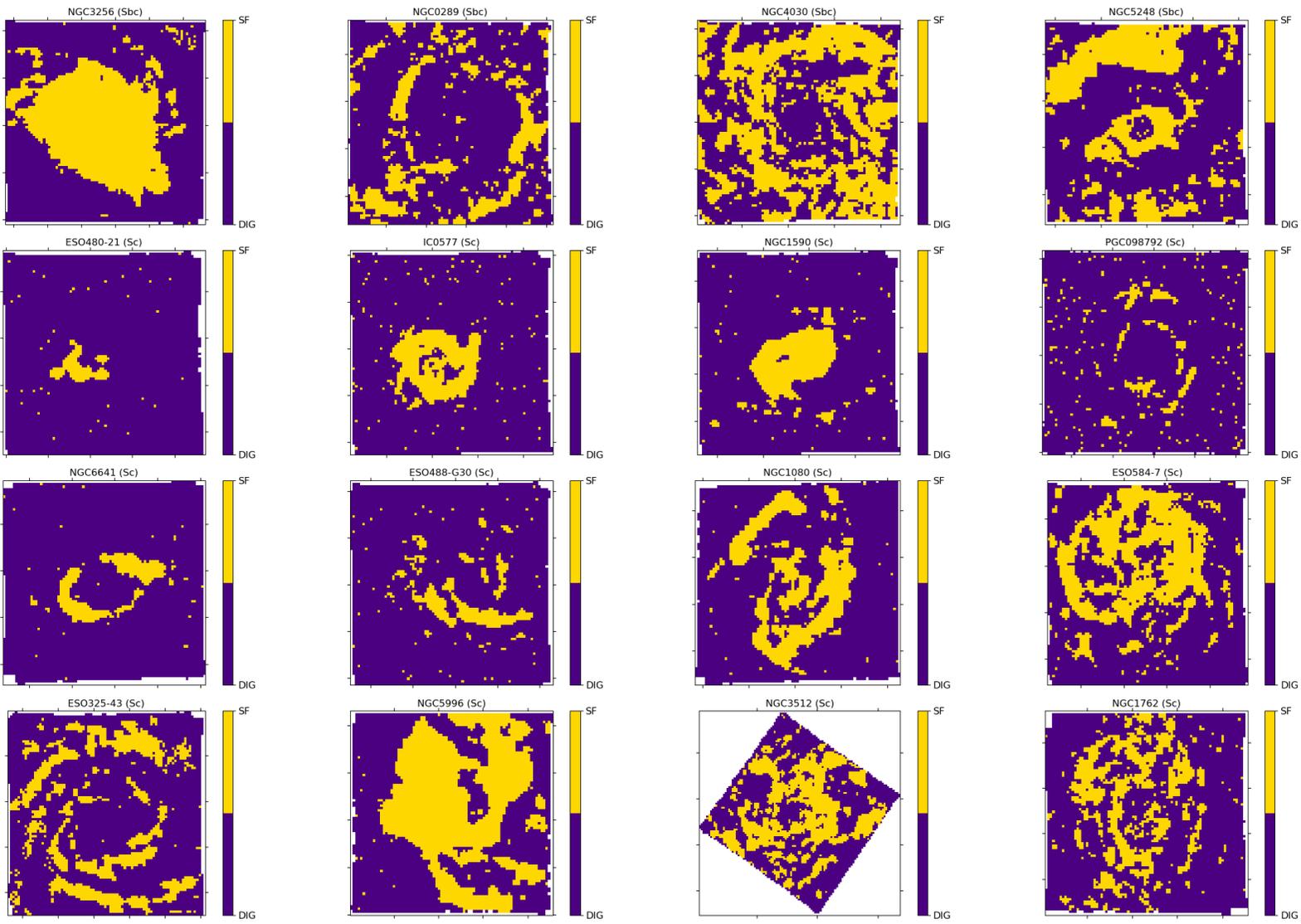


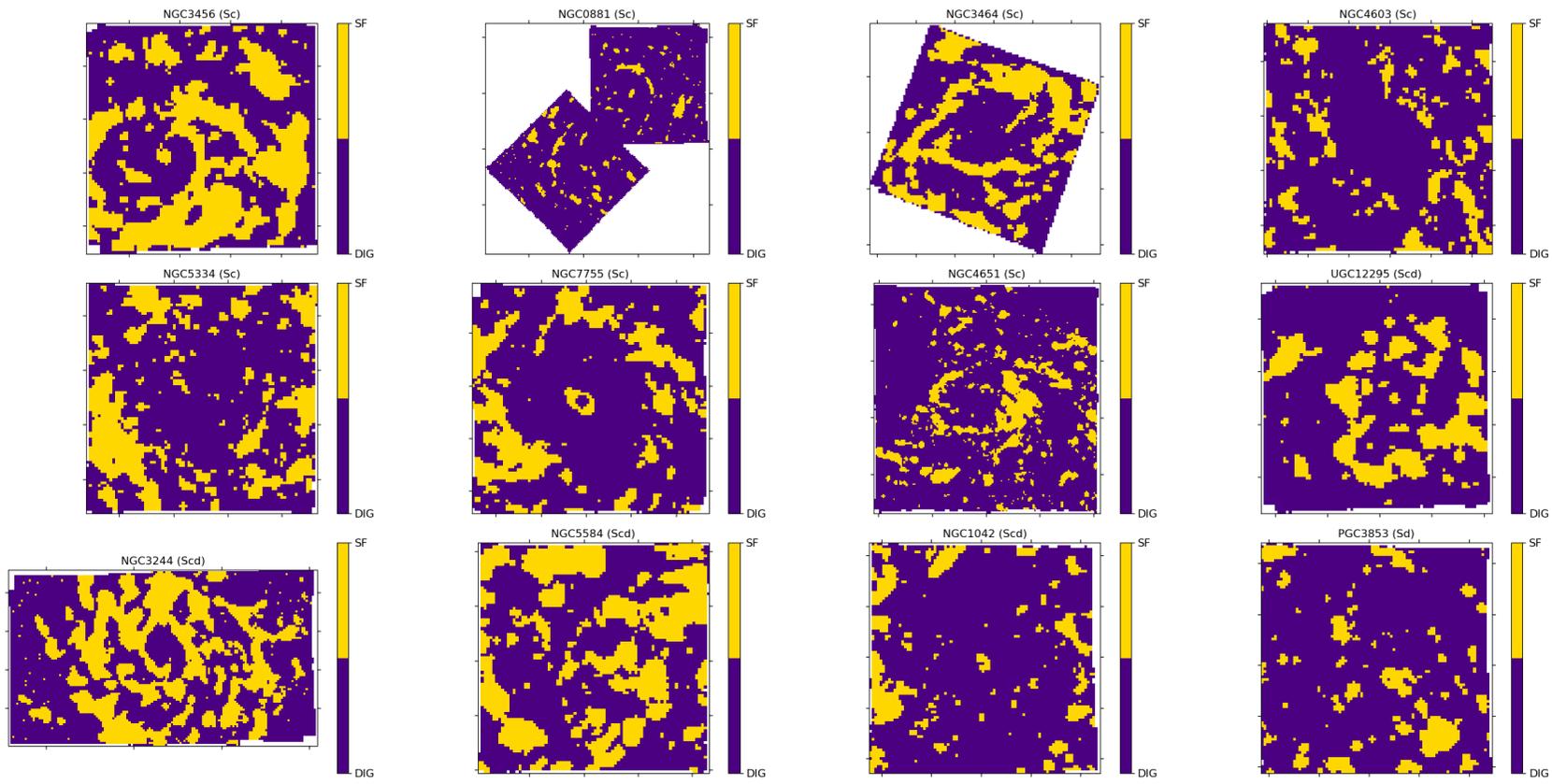
APÊNDICE P – MAPAS DE CLASSIFICAÇÃO DIG – SF PELO CORTE $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$



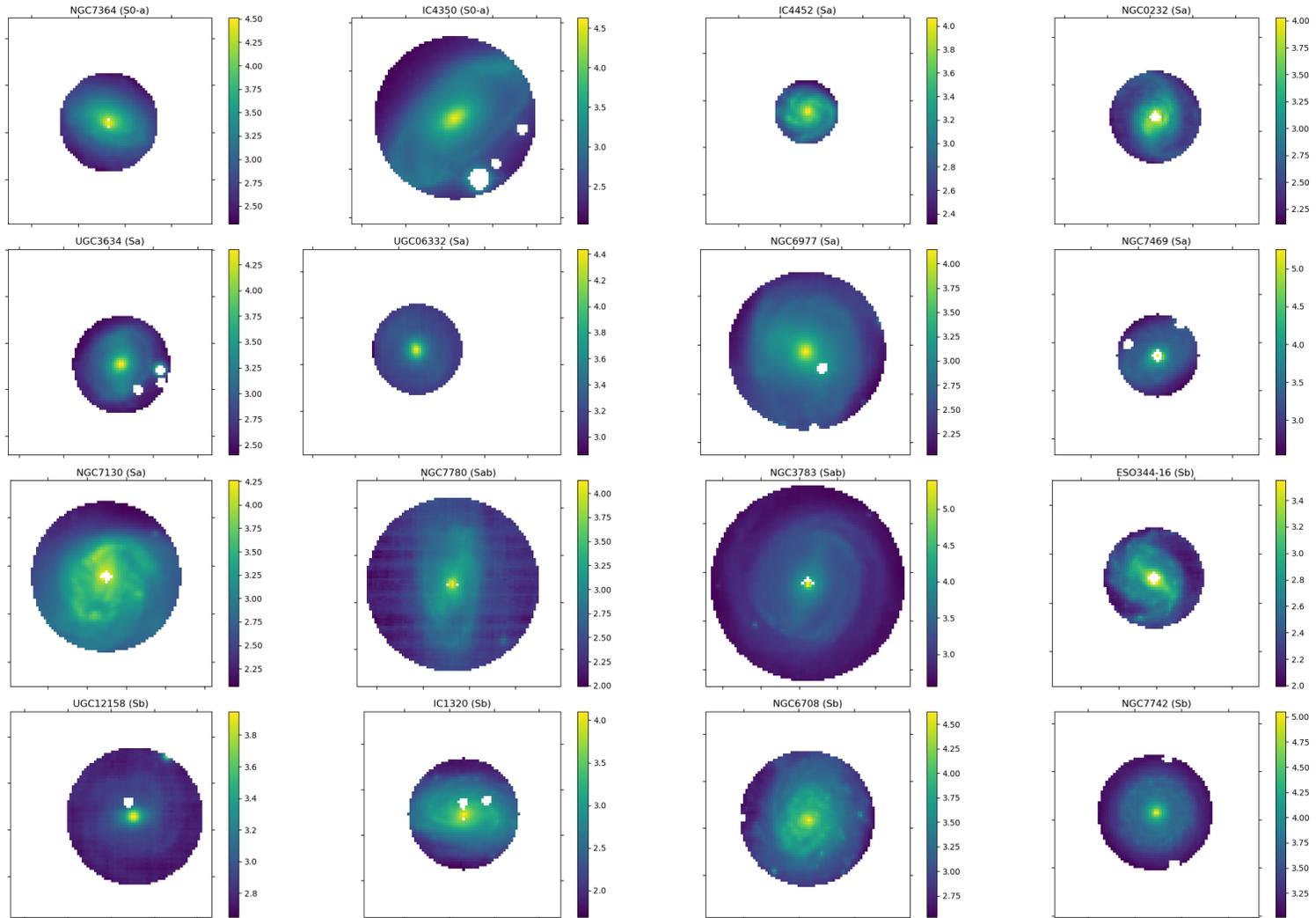


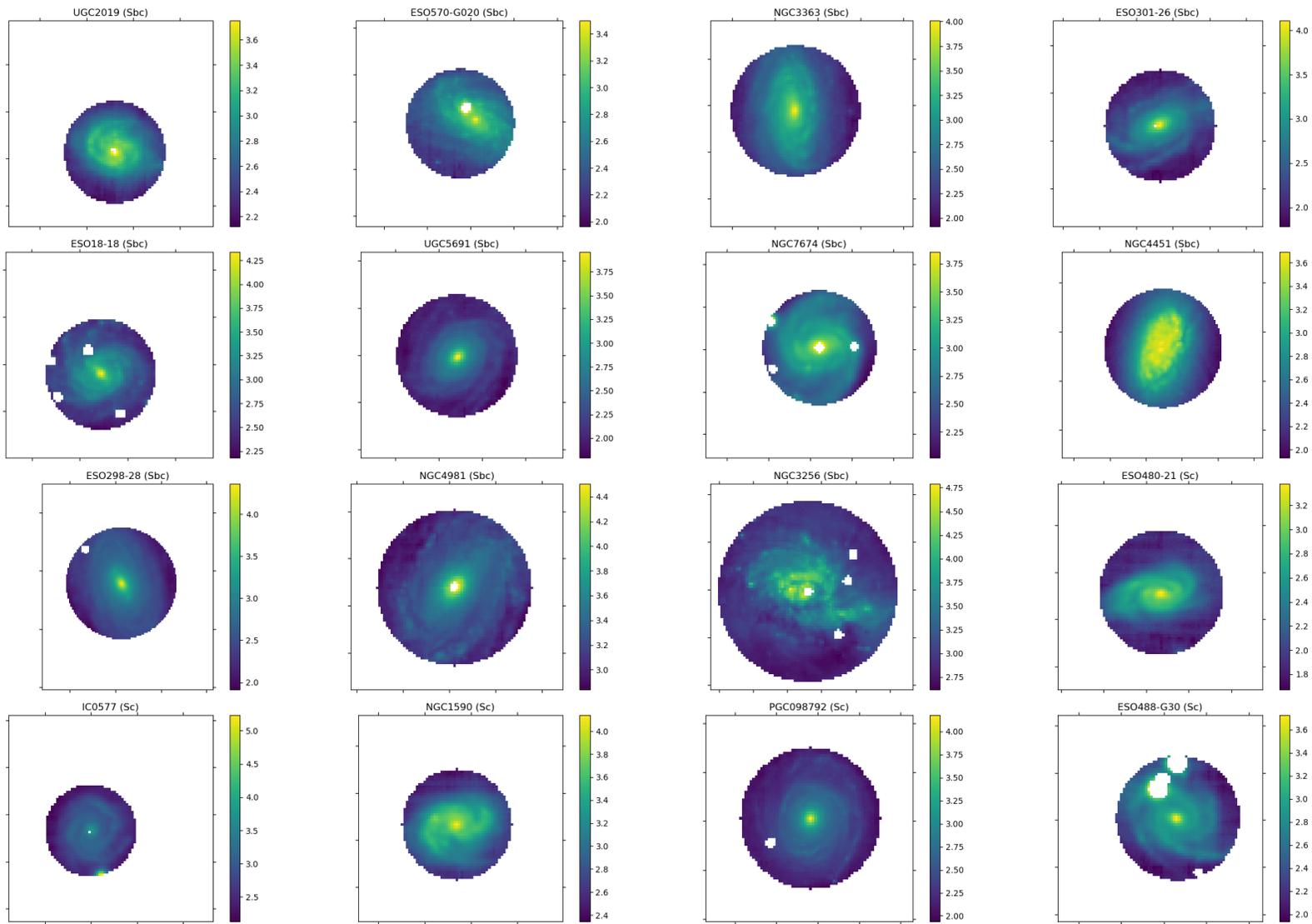


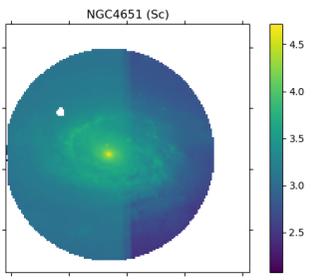
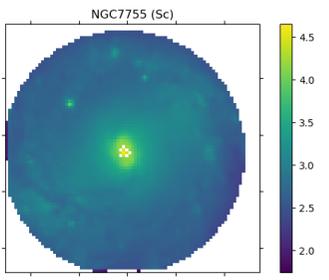
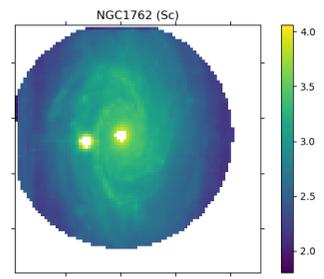
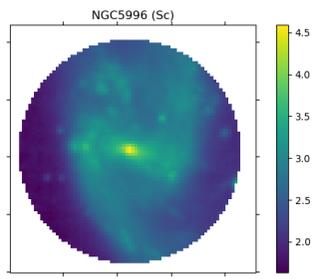
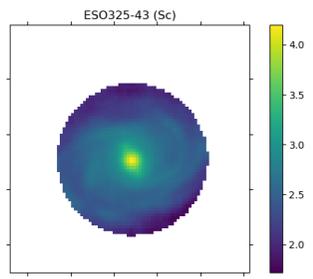
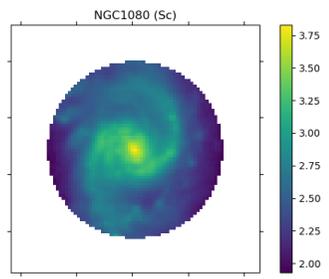




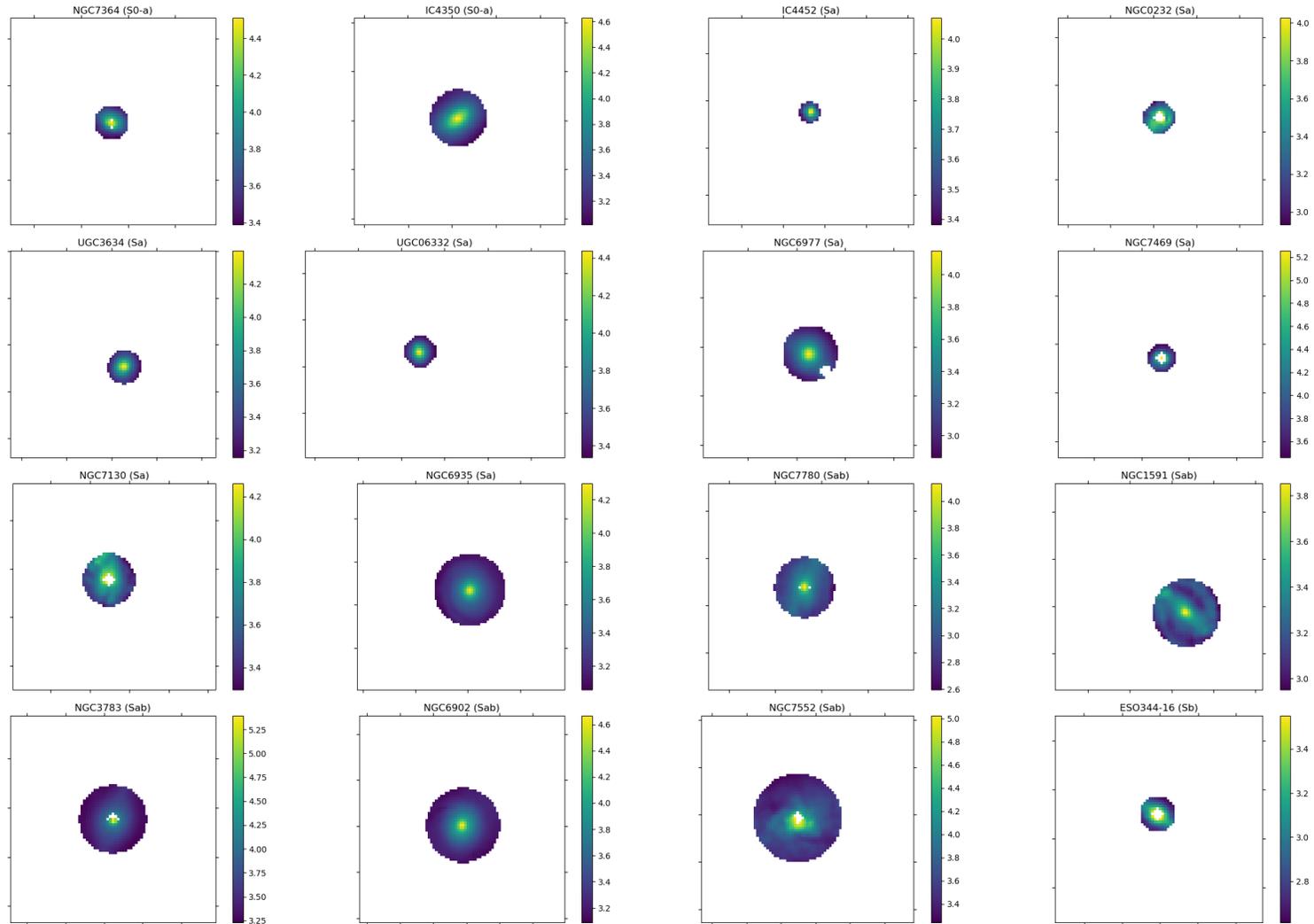
APÊNDICE Q – MAPAS DE FLUXO ($R/R_{50} = 2,0$)

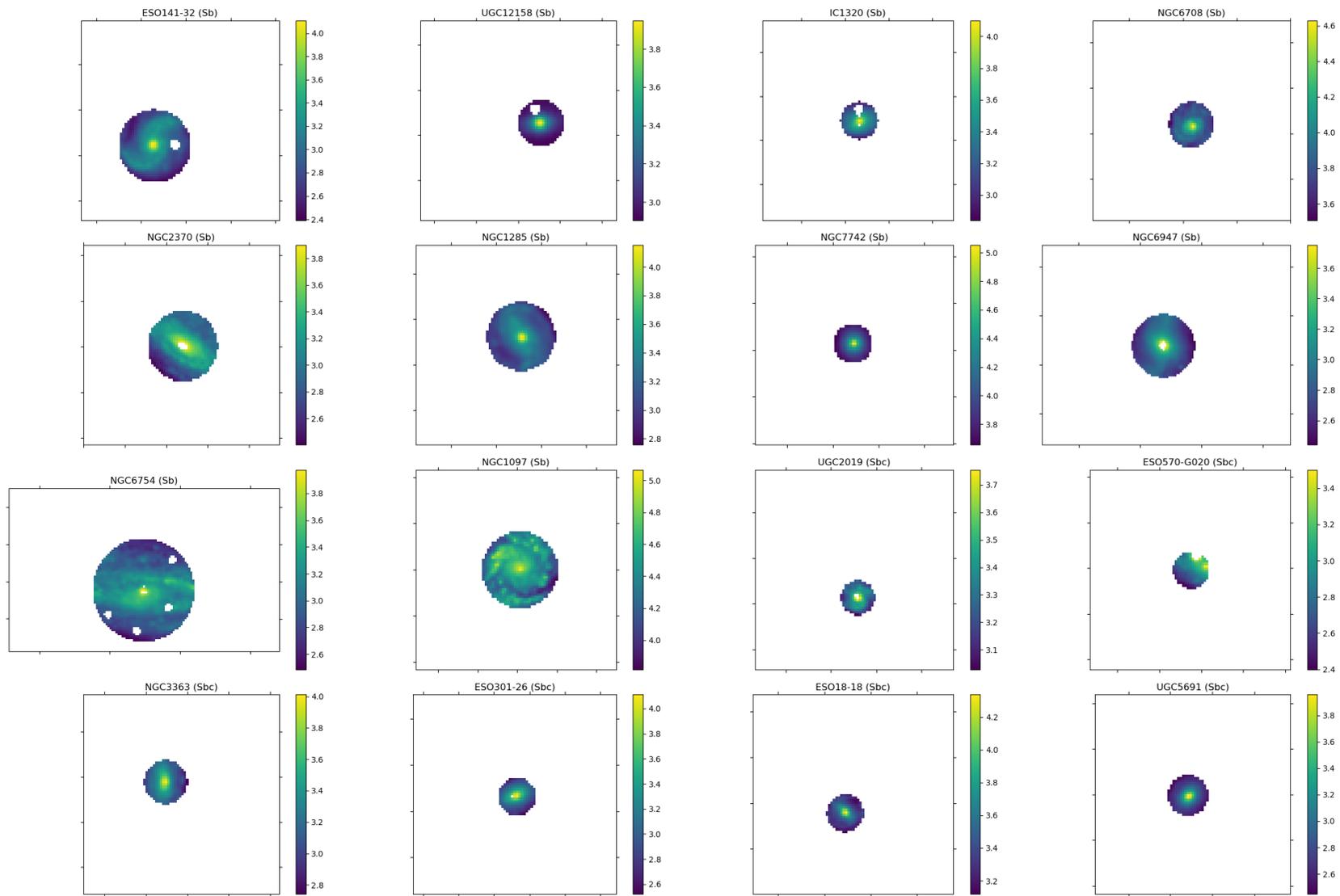


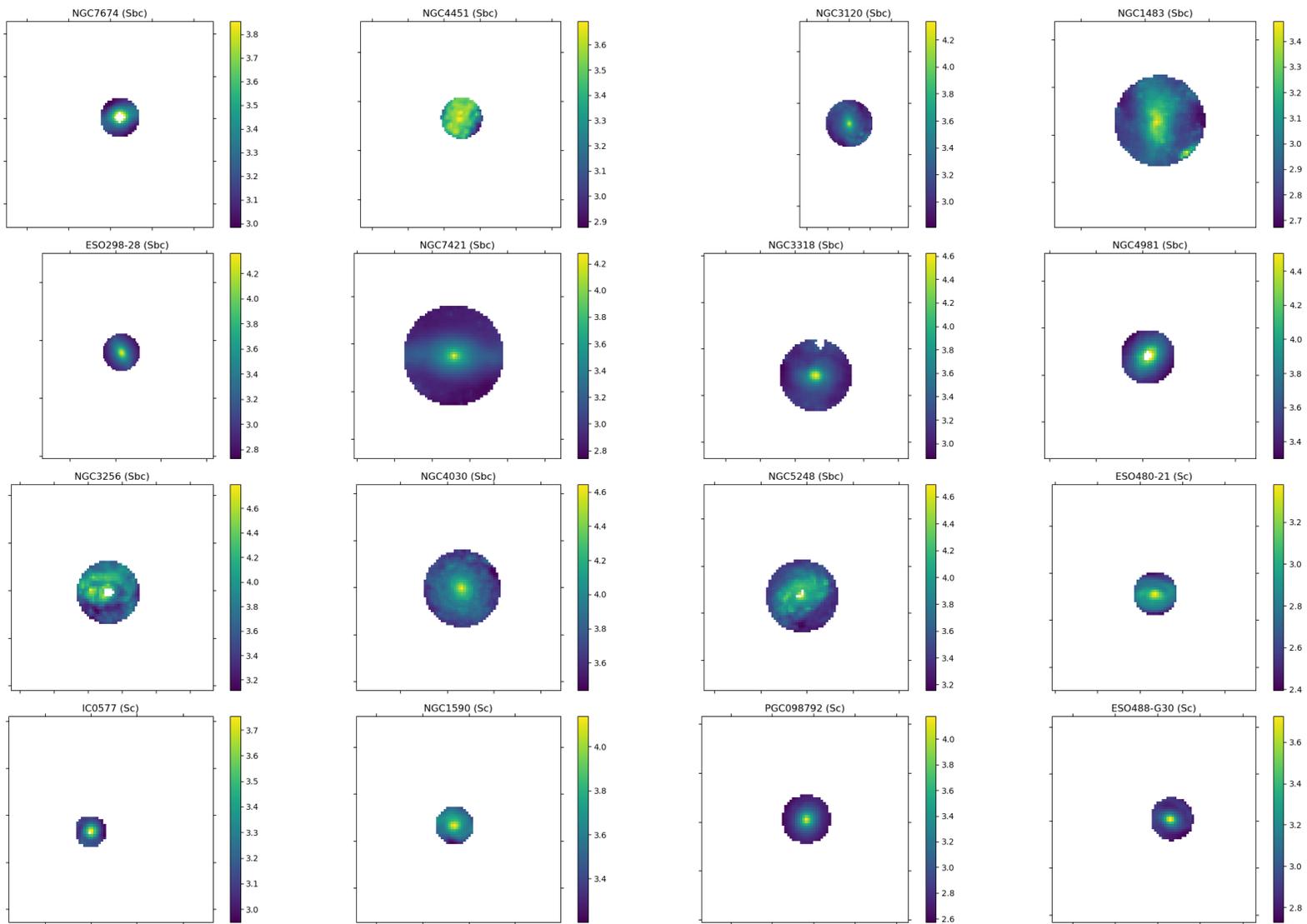


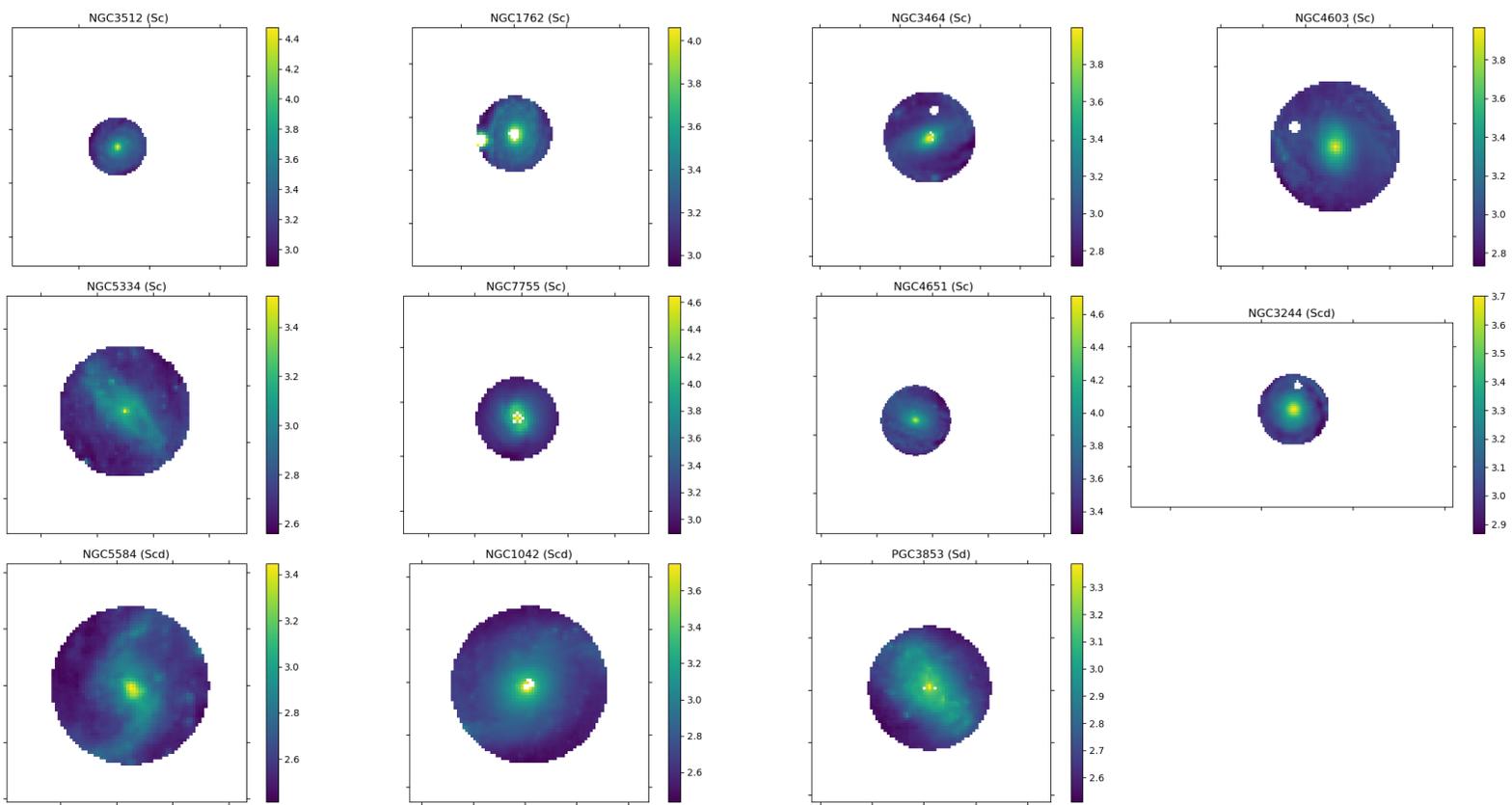


APÊNDICE R – MAPAS DE FLUXO ($R/R_{50} = 0,7$)

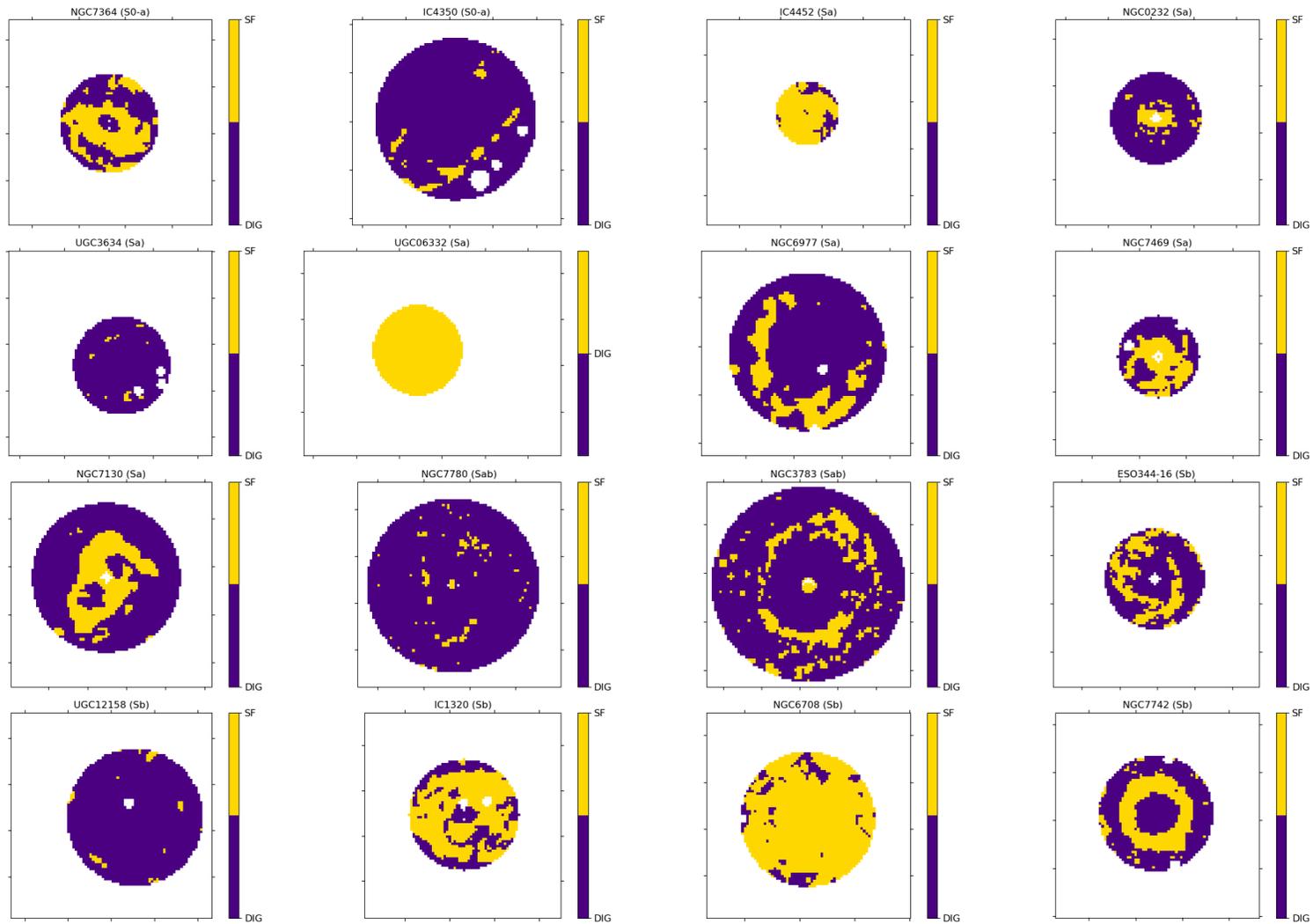


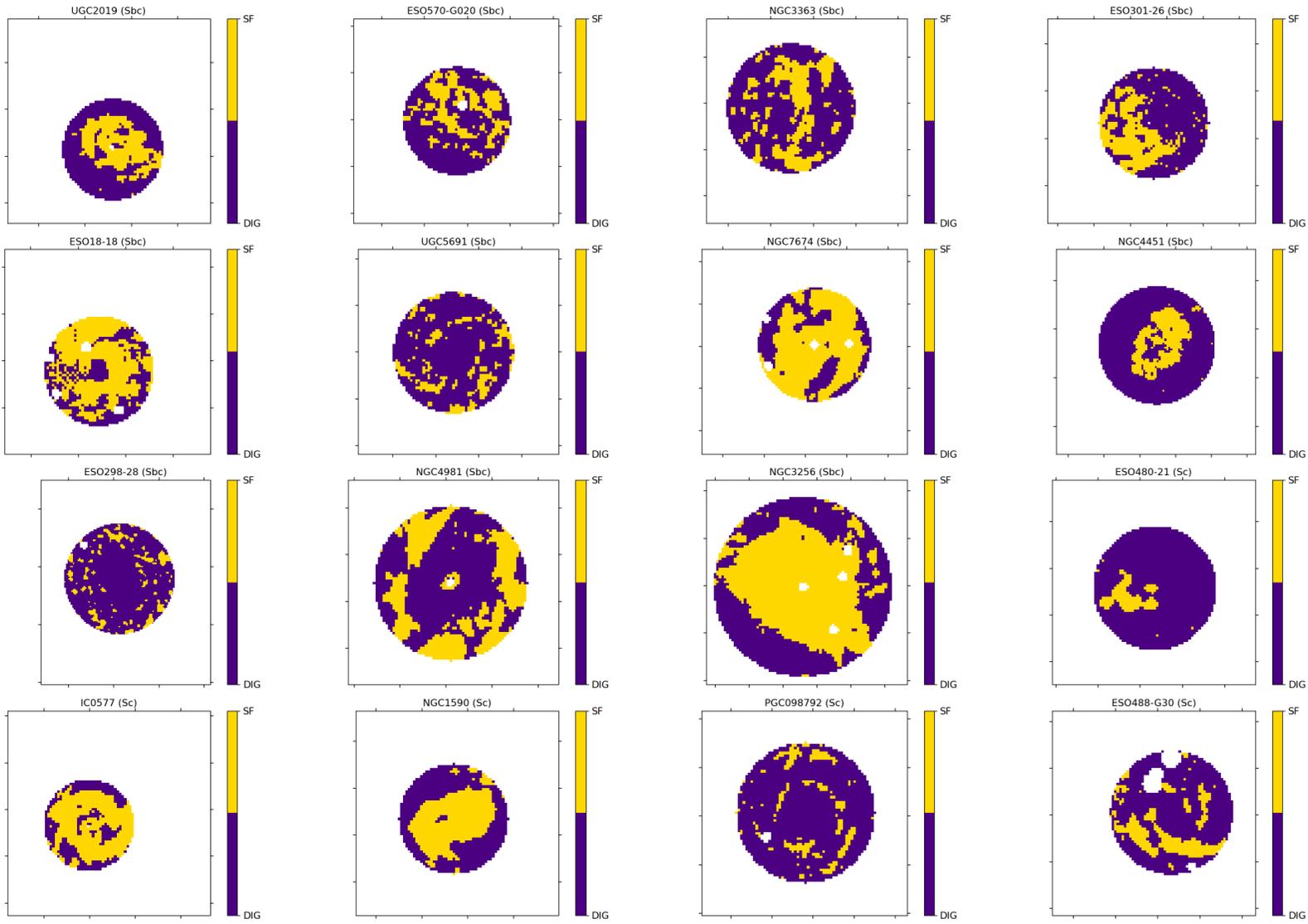


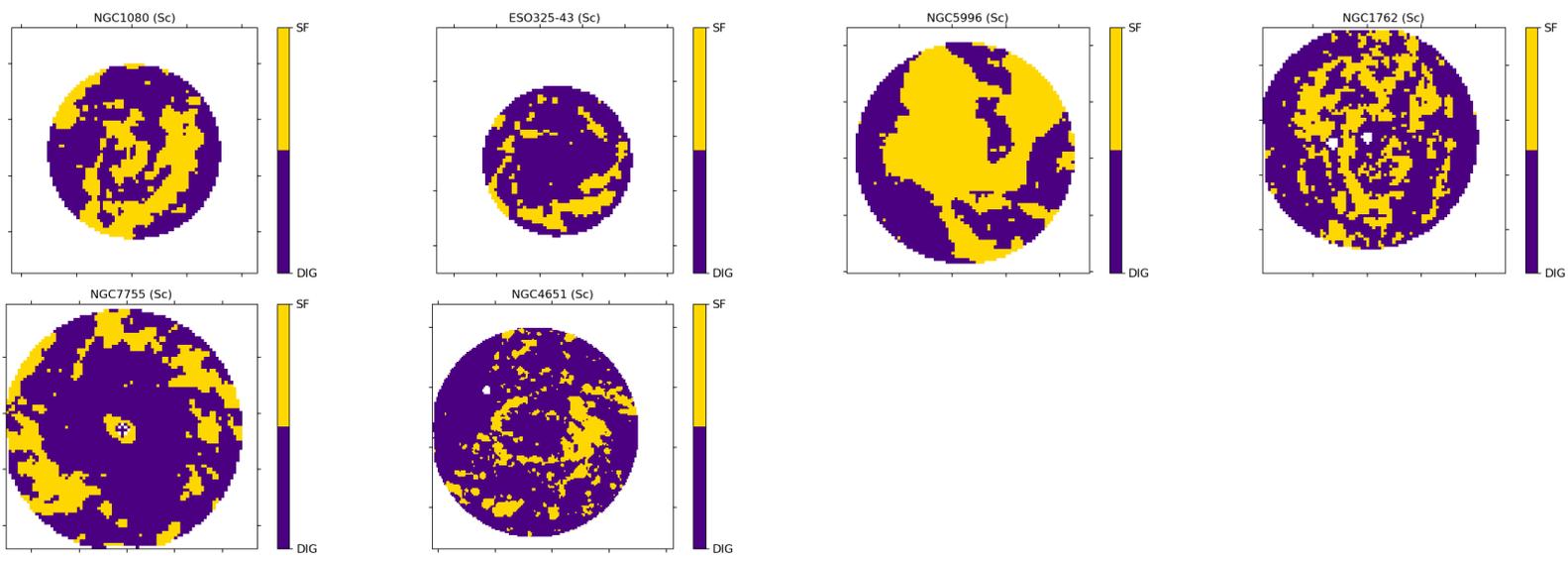




APÊNDICE S – MAPAS DE CLASSIFICAÇÃO DIG – SF PELO CORTE $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$ ($R/R_{50} = 2,0$)







APÊNDICE T – MAPAS DE CLASSIFICAÇÃO DIG – SF PELO CORTE $W_{H\alpha} > 14 \text{ \AA}$ ($R/R_{50} = 0,7$)

