



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

MAIARA SAMPAIO CARVALHO

ARQUEOLOGIA DE POPULAÇÕES ESTELARES EM NÚCLEOS DE GALÁXIAS

FLORIANÓPOLIS

2019

Maiara Sampaio Carvalho

ARQUEOLOGIA DE POPULAÇÕES ESTELARES EM NÚCLEOS DE GALÁXIAS

Tese submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Santa Catarina para a obtenção do título de doutora em Física. Orientador: Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr.

Florianópolis

2019

Ficha de identificação da obra elaborada pelo autor,
através do Programa de Geração Automática da Biblioteca Universitária da UFSC.

Carvalho, Maiara Sampaio
Arqueologia de Populações Estelares em Núcleos de
Galáxias / Maiara Sampaio Carvalho ; orientador, Roberto
Cid Fernandes, 2019.
207 p.

Tese (doutorado) - Universidade Federal de Santa
Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas,
Programa de Pós-Graduação em Física, Florianópolis, 2019.

Inclui referências.

1. Física. 2. Astrofísica Extragaláctica. 3. Galáxias:
conteúdo estelar. 4. Galáxias: cinemática e dinâmica. 5.
Galáxias: evolução. I. Cid Fernandes, Roberto. II.
Universidade Federal de Santa Catarina. Programa de Pós
Graduação em Física. III. Título.

Maiara Sampaio Carvalho

Arqueologia de Populações Estelares em Núcleos de Galáxias

O presente trabalho em nível de doutorado foi avaliado e aprovado por banca examinadora composta pelos seguintes membros:

Prof. André Luiz de Amorim, Dr.
Universidade Federal de Santa Catarina

Prof. Daniel Ruschel Dutra, Dr.
Universidade Federal de Santa Catarina

Prof. Henri Michel Pierre Plana, Dr.
Universidade Estadual de Santa Cruz

Certificamos que esta é a **versão original e final** do trabalho de conclusão que foi julgado adequado para obtenção do título de doutora em Física.

Prof. Dr. Ivan Helmuth Bechtold
Coordenador do Programa

Prof. Dr. Roberto Cid Fernandes Jr.
Orientador

Florianópolis, 08 de Agosto de 2019.

Aos meus pais Maria Rosa Sampaio Carvalho e Milton José de Carvalho.

AGRADECIMENTOS

Meus sinceros agradecimentos a todos que direta ou indiretamente contribuíram para esta conquista, em particular agradeço:

- ★ Aos meus pais Maria Rosa Sampaio Carvalho e Milton José de Carvalho, e meus irmãos Alberto, Adenilton, Elizangêla, Júlio César, Márcia, Marcos, Maria Lídia e Sandra.
- ★ Ao Arestides Joaquim Macamo por todo incentivo e companheirismo de sempre.
- ★ Ao meu orientador Roberto Cid Fernandes Jr., obrigada pela confiança.
- ★ Aos membros da banca, que se dispuseram a avaliar este trabalho.
- ★ Ao Grupo de Astrofísica da UFSC, em particular aos Extragalácticos.
- ★ Ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) pelo apoio financeiro.
- ★ À coordenação do Programa de Pós-Graduação em Física da UFSC, em particular ao servidor Antonio Marcos Machado.
- ★ Ao Prof. João Steiner, idealizador e PI do DIVING^{3D}, pela oportunidade de fazer parte do projeto e pela disponibilização dos recursos computacionais necessários para o desenvolvimento do trabalho. Este trabalho utilizou os equipamentos do Laboratório de Astroinformática (IAG/USP, NAT/Unicsul), cuja aquisição foi possibilitada pela agência brasileira FAPESP (processo 2009/54006-4) e pelo INCT-A.

RESUMO

Neste trabalho aplicamos o método de síntese espectral de populações estelares, usando o código STARLIGHT, para estudar as regiões nuclear e circum-nuclear de uma amostra de 63 galáxias do Hemisfério Sul do céu observadas no projeto DIVING^{3D}. Os dados foram obtidos nos telescópios Gemini Norte e Sul através do espectrógrafo GMOS equipado com IFU. Inicialmente, verificamos como a cobertura espectral dos dados do projeto DIVING^{3D} poderia afetar as estimativas das propriedades estelares derivadas a partir do STARLIGHT, e constatamos que, de fato, há um efeito no sentido de subestimar a idade média de espectros típicos de galáxias *early-type*. Estimamos uma incerteza de 0.2 e 0.1 dex para idade e metalicidade médias, respectivamente, com base nos ajustes de uma amostra de 86 espectros de galáxias do SDSS, para os quais utilizamos quatro bases de modelos de SSPs distintos. Ademais, verificamos que esse efeito se estende aos cubos de dados em forma de uma componente da base muito jovem com fração menor que 13% dentre as galáxias *early-type*. Apesar dessa incerteza, os resultados permanecem qualitativamente válidos, a saber: as galáxias *early-type* tanto elípticas quanto lenticulares, em sua maioria, são compostas por uma população estelar majoritariamente velha e rica em metais, à exceção de algumas galáxias de ambas as morfologias; em contraste, galáxias espirais, comportam uma população estelar mais jovem e também rica em metais ($Z > 1 Z_{\odot}$). As galáxias *early-type* têm propriedades médias similares e uma distribuição homogênea ao longo do campo observado. Em contrapartida, a cinemática dessas galáxias exhibe uma variedade de estruturas, desde regiões sem movimento ordenado aparente até discos estelares e núcleos cinematicamente desacoplados.

Palavras-chave: galáxias: conteúdo estelar – galáxias: cinemática e dinâmica – galáxias: evolução

ABSTRACT

We use the STARLIGHT code to apply the spectral stellar population synthesis method on a sample of 63 galaxies in the Southern Hemisphere. The data is part of the DIVING^{3D} project, which focuses on the nuclear and circum-nuclear regions. The galaxies were observed at the North and South Gemini Telescopes using the instrument GMOS/IFU. Initially, we verify how the wavelength coverage of the DIVING^{3D} data could affect the STARLIGHT estimation of the stellar population properties. As an effect, we found an underestimated mean age for the early-type spectra. The estimated uncertainties are 0.2 and 0.1 dex for the mean age and metallicity, respectively, based on a sample of 86 spectra from the SDSS. For those, we used four different SSP model sets. Furthermore, we also found an effect on the data cubes as a young base component which contains up to 13% of the light among the early-type galaxies. Despite this uncertainty, the results are qualitatively valid, which are: the majority of early-type galaxies (ellipticals and lenticulars) are composed by a predominantly old and metal-rich stellar population, with some exceptions among both morphologies; in contrast, the spiral galaxies have younger and also metal-rich ($Z > 1Z_{\odot}$) stellar populations. The early-type galaxies have similar mean properties and a homogeneous distribution along the field of view. On the other hand, the kinematics of those galaxies exhibits a variety of structures, including regions without apparent ordered motion, stellar discs and kinematically decoupled cores.

Key words: galaxies: stellar content – galaxies: kinematics and dynamics – galaxies: evolution

LISTA DE FIGURAS

1	Exemplo de ajuste obtido com o STARLIGHT para uma galáxia do SDSS.	34
2	Mapas de propriedades estelares disponíveis no PyCASSO	36
3	Interface do PyCASSO EXPLORER	37
4	Espectros dos 128 modelos de CSPs que compõem a base	38
5	Exemplos de ajustes com o STARLIGHT	40
6	Exemplos de ajustes com o STARLIGHT	41
7	Mapas de indicadores de qualidade	42
8	Baixo S/N nos dados da galáxia NGC 247	44
9	Relação cor vs idade média	48
10	Exemplos de ajuste com as bases BC, BC2, GM e MILES	50
11	Indicador de qualidade dos ajustes	51
12	Vetor de populações	53
13	Propriedades das populações estelares para os ajustes das coberturas R37 e R45	54
14	Relação entre resíduos das propriedades estelares	55
15	Efeitos da inicialização randômica do STARLIGHT	56
16	Vetor de populações estelares	57
17	Propriedades das populações estelares	58
18	Fração de luz na componente de $\sim 10^7$ anos – IC 1459, NGC 1700 e NGC 4594	61
19	Fração de luz na componente de $\sim 10^7$ anos – NGC 7213 e NGC 1566	62
20	Espectro central e mapa de densidade superficial de massa de NGC 1566	62
21	Distribuição da fração de luz para as galáxias elípticas	66
22	Distribuição da fração de massa para as galáxias elípticas	67
23	Mapas de idade média $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ – Galáxias elípticas	71
24	Mapas de metalicidade média $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$ – Galáxias elípticas	73
25	Mapas de extinção τ_V – Galáxias elípticas	74
26	Mapas de velocidade v_{\star} [km s ⁻¹] – Galáxias elípticas	76
27	Mapas de dispersão de velocidade σ_{\star} [km s ⁻¹] – Galáxias elípticas	76
28	Mapas da razão v_{\star}/σ_{\star} – Galáxias elípticas	79
29	Razão v_{\star}/σ_{\star} – Galáxias espirais	80
30	Distribuição da fração de luz – Galáxias lenticulares	81
31	Mapas de idade média $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ [yr] – Galáxias lenticulares	83

32	Mapas de metalicidade média $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$ – Galáxias lenticulares	85
33	Mapas das propriedades para NGC 5128 – Galáxias lenticulares	86
34	Mapas de extinção τ_V – Galáxias lenticulares	87
35	Mapas de velocidade v_{\star} [km s ⁻¹] – Galáxias lenticulares	89
36	Mapas de dispersão velocidades σ_{\star} [km s ⁻¹] – Galáxias lenticulares	89
37	Distribuição da fração de luz – Galáxias espirais	91
38	Mapas de idade média $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ [yr] – Galáxias espirais	92
39	Mapas de metalicidade média $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$ – Galáxias espirais	94
40	Mapas de extinção τ_V – Galáxias espirais	95
41	Mapas de velocidade v_{\star} [km s ⁻¹] – Galáxias espirais	96
42	Mapas de dispersão de velocidade σ_{\star} [km s ⁻¹] – Galáxias espirais	96
43	Distribuição das propriedades estelares	97
44	Relação entre idade, metalicidade e extinção.	98
45	Exemplos de ajuste com as bases <i>α-enhanced</i> e <i>solar-scaled</i>	182
46	Vetor de populações condensado em <i>bins</i> de idade	183
47	Propriedades derivadas do STARLIGHT	184
48	Distribuição das frações de luz e massa	185
49	Distribuição de idade e metalicidade	186
50	Relação entre abundância química e propriedades médias	187
51	Índices espectrais Mg <i>b</i> e $\langle \text{Fe} \rangle$	188
52	Relação entre índices e propriedades médias	189
53	Relação entre índices e propriedades médias	189

LISTA DE TABELAS

1	Desvio médio e dispersão entre as estimativas das propriedades estelares	52
2	Propriedades das populações estelares derivadas a partir do STARLIGHT. . . .	69

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	13
1.1	OBJETIVOS	18
1.2	ORGANIZAÇÃO DO TRABALHO	18
2	DADOS E METODOLOGIA	21
2.1	O PROJETO DIVING ^{3D}	21
2.1.1	Metas Científicas	22
2.1.2	Amostra	22
2.1.3	Galáxias individuais	22
2.2	DADOS	32
2.3	STARLIGHT E PyCASSO	33
2.3.1	STARLIGHT	33
2.3.2	Propriedades estelares derivadas a partir do STARLIGHT	34
2.3.3	PyCASSO	35
2.3.4	Base	38
2.4	VERIFICAÇÃO E TESTES DOS AJUSTES ESPECTRAIS	39
2.4.1	Artefatos instrumentais	40
2.4.2	Mapas de adev e pixels rejeitados	42
2.4.3	Baixo S/N	43
3	RELEVÂNCIA DA COBERTURA ESPECTRAL PARA A SÍNTESE DE POPULAÇÕES ESTELARES	45
3.1	COBERTURA ESPECTRAL E INDICADORES DE POPULAÇÕES ESTELARES	45
3.2	AMOSTRA	46
3.3	EFEITO DA COBERTURA ESPECTRAL	46
3.3.1	Cor dos espectros	47
3.3.2	Propriedades das populações estelares em diferentes coberturas espectrais	49
3.3.3	Verificando efeitos da inicialização randômica	56
3.3.4	Sumário	59
3.4	EFEITO SOBRE OS DADOS DO DIVING ^{3D}	60

4	POPULAÇÕES ESTELARES EM NÚCLEOS DE GALÁXIAS	65
4.1	GALÁXIAS ELÍPTICAS	65
4.1.1	Idades e metalicidades	65
4.1.2	Extinção	72
4.1.3	Cinemática	72
4.2	GALÁXIAS LENTICULARES	80
4.2.1	Idades e metalicidades	80
4.2.2	Extinção	84
4.2.3	Cinemática	86
4.3	GALÁXIAS ESPIRAIS	90
4.3.1	Idades e metalicidades	90
4.3.2	Extinção	93
4.3.3	Cinemática	93
4.4	DISTRIBUIÇÃO DAS PROPRIEDADES ESTELARES POR TIPO MORFO- LÓGICO	97
5	CONCLUSÃO	101
	REFERÊNCIAS	105
	APÊNDICE A – Dossiê: Propriedades das Populações Estelares	117
	APÊNDICE B – Síntese espectral com diferentes abundâncias de elementos α	181
B.1	MODELOS SEMI-EMPÍRICOS COM CORREÇÕES DIFERENCIAIS	181
B.2	RESULTADOS	182
B.3	CONTRIBUIÇÃO DOS MODELOS α -ENHANCED	185
B.4	SUMÁRIO	190
	APÊNDICE C – Artigo: Internal kinematics of UM 461 and CTS 1020	191

1 INTRODUÇÃO

O ano de 2026 marcará o centenário da descoberta de que não estamos sozinhos no Universo, desde que Hubble (1926) mostrou que a Via Láctea é apenas uma dentre uma vasta variedade de galáxias. Antes disso, já se conhecia uma quantidade significativa de objetos extragalácticos identificados em trabalhos como os do astrônomo francês Charles Messier (1730–1817), que colecionou 103 objetos em seu *Catálogo de Nebulosas e Aglomerados Estelares* (*Catalog of Nebulae and Star Clusters*), posteriormente expandido para 110 objetos, cujos adicionais também foram observados por Messier, mas apenas incluídos no catálogo durante o século vinte (STOYAN et al. 2008). Outros catálogos importantes foram fruto do trabalho dos irmãos Caroline e William Herschel, que identificaram mais de dois mil objetos. Esses catálogos foram ampliados por John Herschel, filho de William, e publicados no *Catálogo Geral de Nebulosas e Aglomerados de Estrelas* (GC – *General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars*) contendo 5079 objetos (LANKFORD, 2011). Em 1888, John Dreyer atualizou o catálogo GC complementando-o com novos objetos, descrições e posições mais precisas, e publicou o *Novo Catálogo Geral de Nebulosas e Aglomerados de Estrelas* (NGC – *New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars*) abrangendo 7840 objetos. Nos anos de 1895 e 1908, John Dreyer publicou os dois *Catálogos de Índice* (IC – *Index Catalog of Nebulae and Clusters of Stars*), reunindo um total de 5386 objetos (LANKFORD, 2011).

Em seu trabalho de 1926, Hubble publicou a primeira versão da sequência morfológica usada para a classificação de galáxias, desenvolvida a partir da análise das, então, nebulosas extragalácticas em placas fotográficas. Tal sequência divide as galáxias em dois grupos principais: elípticas e espirais (normais e com barra). Esse esquema de classificação foi depois modificado para incluir as galáxias lenticulares como um objeto de transição entre elípticas e espirais (HUBBLE, 1936; SANDAGE, 1961), tornando-se no comumente usado *diagrama de diapasão de Hubble*.

Van den Bergh (1976) propôs um novo sistema de classificação para incluir uma classe de objetos frequentemente observados, mas que não tinham classificação equivalente no esquema Hubble-Sandage. No sistema de van den Bergh as galáxias do tipo disco são dispostas em sequências paralelas formadas por galáxias espirais, lenticulares e “espirais anêmicas”, estas últimas sendo identificadas como classe intermediária às duas primeiras, refletindo o seu conteúdo em gás, no sentido de que não são ricas em gás como espirais nem pobres em gás como as lenticulares. Nesse sistema, a distinção entre os tipos morfológicos *early* e *late* é baseada na

razão disco/bojo, e as diferenças entre as classes estariam supostamente relacionadas a efeitos de ambiente.

Sob a perspectiva óptica, há variação entre os objetos dos dois principais grupos. As galáxias elípticas variam em sua elipticidade, usada para classificação interna, e as galáxias do tipo disco podem hospedar uma variedade de componentes estruturais como barras, braços espirais, anéis e lentes. No caso das galáxias espirais, além da classificação entre normais e barradas, há subdivisão entre as galáxias de acordo com a distribuição de luz e estrutura dos braços espirais. A classificação de galáxias a partir da análise de placas fotográficas, no entanto, pode ser um tanto subjetiva no que tange a alguns objetos, o que levou à adoção de métodos quantitativos baseados na distribuição do brilho superficial. A relação entre o brilho superficial e o raio de galáxias foi demonstrada no trabalho pioneiro de de Vaucouleurs (1948), e ficou conhecida como perfil de Vaucouleurs. Ademais, Sérsic (1963) mostrou que a distribuição de brilho em galáxias do tipo disco pode ser descrita pela combinação de um perfil de de Vaucouleurs e uma exponencial, e, posteriormente, desenvolveu uma expressão geral (SÉRSIC, 1968), que descreve a distribuição de brilho superficial nos diferentes tipos de galáxias, conhecida como perfil de Sérsic. A expressão assume a forma do perfil de de Vaucouleurs para certo valor do *índice de Sérsic*, n . Esse método de decomposição das componentes estruturais tem sido usado para classificar galáxias automaticamente (PENG et al. 2002; SIMARD et al. 2002), o que é importante, principalmente considerando grandes quantidades de dados, que torna impossível uma classificação a olho.

As propriedades físicas das galáxias ao longo da sequência de Hubble refletem sua história de formação estelar, tendo em um extremo galáxias compostas por uma população estelar velha, ao passo que o outro extremo é caracterizado por uma população estelar jovem. Embora não seja tão simples quanto colocado, a relação entre tipo morfológico e população estelar é há muito conhecida tanto no que concerne ao tipo espectral (HUMASON, 1936; MORGAN; MAYALL, 1957) quanto à cor (DE VAUCOULEURS, 1961). Morgan e Mayall (1957), por exemplo, mostraram que estrelas jovens do tipo A e F são as principais constituintes de galáxias Sc e irregulares, já as estrelas do tipo K são predominantes em galáxias *early-type*. Quanto às cores, de Vaucouleurs (1961) mostrou que tipos morfológicos entre E e Scd têm centro mais vermelho, enquanto os tipos Sm e Im são mais azuis. Assim, vemos que o espectro integrado das galáxias, somando a contribuição de todos os seus constituintes (estrelas, gás, poeira, núcleo ativo), guarda importantes informações sobre a vida das galáxias. O desafio está em decodificar

estas informações e traçar a história de formação e evolução das galáxias.

Essas relações ganharam ainda mais credibilidade com o advento de grandes levantamentos de dados como o *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). Strateva et al. (2001, ver também BALDRY et al. 2004) mostraram que o diagrama entre a cor ($u - r$) e a magnitude M_r distingue bem duas populações: galáxias vermelhas e azuis, onde o primeiro grupo é constituído basicamente pelos tipos morfológicos *early* (elípticas, lenticulares), e o segundo é composto pelos tipos morfológicos *late* (galáxias espirais entre Sb-Sd e galáxias irregulares). Segundo Driver et al. (2006), a bimodalidade é ainda mais nítida quando usada a cor do núcleo ao invés da cor global, já que o núcleo é a parte coeva da galáxia, e sugere que a melhor maneira de separar galáxias luminosas é através da distinção das componentes estruturais bojo e disco, as quais refletem as bimodalidades vermelho/azul, velho/jovem, passiva/com formação estelar e alta/baixa concentração, que podem ser traduzidas em dois processos de formação independentes.

Nesse sentido, as galáxias são divididas entre elípticas e galáxias disco com ou sem bojo, sendo que as componentes estruturais podem apresentar diferentes propriedades físicas. As galáxias de tipo disco que possuem bojo são ainda subdivididas em termos do tipo de bojo que contêm: bojo clássico ou pseudobojo. Bojos clássicos têm características similares às de galáxias elípticas e, supõe-se, que tenham passado pelo mesmo processo de formação, em um rápido e violento colapso. Também exibem população estelar velha e superabundância em elementos α , embora em nível menor se comparado às elípticas luminosas (MOORTHY; HOLTZMAN, 2006). Os bojos clássicos são observados em galáxias lenticulares ou galáxias espirais, e podem ser separados a partir do limiar de 1.7 no índice espectral $D_n(4000)$, e valores da razão de luz bojo/total e massa estelar, as quais são maiores em galáxias lenticulares (GADOTTI, 2009). Já os pseudobojos são formados por evolução secular (KORMENDY; KENNICUTT, 2004) e compartilham propriedades similares às de galáxias *late-type* (GADOTTI, 2009).

Partindo da hipótese de que bojo e disco constituem um dos determinantes da localização das galáxias no diagrama cor-magnitude, Drory e Fisher (2007) verificam o comportamento de um conjunto de galáxias que estão entre os dois picos da bimodalidade, entre elípticas e galáxias sem bojo, sendo lenticulares e espirais Sa-Sbc. Os resultados mostram clara separação entre espirais com bojo clássico e pseudobojo, onde as primeiras fazem parte da nuvem vermelha, e as últimas da nuvem azul, favorecendo a ideia de que o processo de formação impulsiona diversas propriedades físicas. Entretanto, as galáxias lenticulares não obedecem a esse comportamento, quer tenham bojo clássico ou pseudobojo, sugerindo processo de formação diferenciado.

Kauffmann et al. (2003) investigaram a dependência da história de formação estelar com a massa estelar para uma amostra de cerca de 123 mil galáxias do SDSS. Verificou-se uma massa de corte de $3 \times 10^{10} M_{\odot}$, separando galáxias de baixa massa com população estelar jovem de galáxias massivas com população estelar velha. A bimodalidade em idade é sinalizada pela distribuição do índice espectral $D_n(4000)$ (BALOGH et al. 1999), para o qual baixos e altos valores estão associados às populações jovens e velhas, respectivamente. Comportamento oposto, que qualitativamente tem mesmo significado, é notado para o índice $H\delta_A$ (WORTHEY; OTTAVIANI, 1997), também usado como indicador de idade. Isso mostra que a atividade de formação estelar diminui conforme a massa estelar aumenta, sendo intensa em galáxias de baixa massa e cada vez mais escassa em galáxias massivas.

Investigando ainda mais essa bimodalidade, Mateus et al. (2006) utilizam o método de síntese espectral para analisar um conjunto de 50 mil espectros de galáxias do SDSS, classificando-as por tipo espectral em galáxias com formação estelar, passivas e hospedeiras de núcleos ativos (AGNs – *Active Galactic Nuclei*). Para estas classes é observada bimodalidade na cor, índice de concentração e idade média ponderada pela luz, cujos extremos são galáxias com formação estelar (jovens, azuis e baixo índice de concentração) e galáxias passivas (velhas, vermelhas e alto índice de concentração), marcando o contraste entre populações estelares jovens e velhas. As galáxias com AGNs assumem posição intermediária aos dois extremos. O principal “motor” da bimodalidade é a idade média ponderada pela luz, e a massa estelar representa um papel secundário, no sentido de que galáxias de baixa massa ainda estão formando estrelas, e galáxias massivas já cessaram sua atividade de formação estelar. Esses resultados reforçam o cenário de “*downsizing*”, no qual galáxias massivas se formaram em altos *redshifts*, em oposição ao proposto no cenário hierárquico, onde galáxias massivas se formam em baixos *redshifts* pela fusão de galáxias menores.

O advento de grandes levantamentos de dados a partir de espectroscopia de campo integral (*IFS – Integral Field Spectroscopy*) permitiu resolver espacialmente a distribuição das propriedades físicas das populações estelares e, assim, investigar possíveis bimodalidades em caráter local. A partir de dados do levantamento CALIFA (SÁNCHEZ et al. 2012), González Delgado et al. (2014a) encontram bimodalidade local na relação entre a densidade superficial de massa (μ_{\star}) e idade média ponderada pela luz ($\langle \log t_{\star} \rangle_L$). Essas propriedades variam de acordo com a localização na galáxia. Regiões do disco estão associadas a baixos valores de μ_{\star} e $\langle \log t_{\star} \rangle_L$, ao passo que regiões do bojo ou esferoide exibem altos valores. A predominância

de eventos locais na determinação da história de formação estelar da galáxia, denotada pelos baixos valores de μ_* , é, então, regulada pela massa estelar total (M_*). Nesse caso, μ_* tem papel principal em galáxias dominadas por disco, em M_* exerce maior influência em galáxias dominadas por bojo. Resultado semelhante é obtido em estudo subsequente (GONZÁLEZ DELGADO et al. 2014b) para a relação μ_* –metallicidade estelar.

Em estudo similar, Zibetti et al. (2017) usam um método Bayesiano para análise da população estelar, e investigam a relação μ_* –idade em 654053 regiões individuais contidas em 394 galáxias do CALIFA. Regiões pertencentes a galáxias *early-type* estão concentradas no extremo velho, e as regiões de galáxias *late-type* compõem o extremo jovem. É notada bimodalidade interna em espirais de tipo intermediário (Sa–Sb), onde as regiões do bojo e entre braços espirais exibem altos valores de idade, enquanto os braços são jovens. Embora os autores observem a bimodalidade entre componente estrutural e idade no plano μ_* –idade, destacam que esta não depende de μ_* .

O estudo bidimensional da estrutura cinemática de galáxias também foi favorecido pela técnica IFS, inicialmente no levantamento de dados SAURON (BACON et al. 2001). A principal característica da série de estudos produzida a partir dos dados do SAURON foi a classificação de galáxias *early-type* com base na cinemática estelar. Emsellem et al. (2007) mostraram que há uma dicotomia entre galáxias *early-type* em termos da cinemática estelar, que as divide conforme sua rotação seja rápida ou lenta, baseando-se no momento angular específico da componente estelar, λ_R . Na amostra total de 48 galáxias, 75% foram identificadas como rotadores rápidos, incluindo elípticas e lenticulares, e os 25% de rotadores lentos são elípticas com elipticidade $\varepsilon < 0.3$. A maior parte da amostra (>70% das galáxias) apresenta múltiplas estruturas cinemáticas como núcleos em contra-rotação ou cinematicamente desacoplados, discos centrais e torções (*twists*) nas curvas de isovelocidades (EMSELLEM et al. 2007). Características comuns dentre os rotadores lentos são: ausência de rotação líquida, rotação de baixa amplitude, e núcleos cinematicamente desacoplados (KDCs) com extensão de kpc. Nos rotadores rápidos os KDCs têm extensão menor que 1 kpc e, por serem componentes jovens (~ 1 Gyr), contribuem para o aumento da luminosidade na região nuclear, tornando-se mais facilmente detectados do que KDCs com escala de kpc, que têm idade superior a 8 Gyr (MCDERMID et al. 2006). Pautado nesta bimodalidade cinemática, o modelo de classificação proposto por van den Bergh (1976) foi revisto para incluir a divisão das galáxias entre rotadores lentos, rápidos e espirais (CAPPELLARI et al. 2011).

A bimodalidade observada em diversas propriedades físicas indica possível relação com os processos de formação e evolução das galáxias, que se revelam cada vez mais conforme avançamos da escala global para a escala local. Os resultados obtidos com os levantamentos citados acima se utilizam de técnicas que consistem em decodificar a informação contida no espectro integrado das galáxias, dentre as quais destacamos o uso de cores em bandas largas, índices espectrais a partir de linhas ou regiões específicas, ou através do ajuste de intervalos ($>1000 \text{ \AA}$) do espectro observado. Partimos do SDSS, com o espectro integrado em uma fibra de $3''$ de diâmetro, para os levantamentos SAURON e CALIFA, que cobrem ampla área das galáxias (até 1 e 3 raios efetivos, respectivamente), e permitem resolver espacialmente fenômenos em escalas de kpc. Para explorar ainda mais essa possibilidade favorecida pelo uso conjunto da espectroscopia de campo integral e síntese espectral de populações estelares, neste trabalho, com os dados do projeto DIVING^{3D}, será possível investigar fenômenos em escalas de ~ 100 pc nas regiões nuclear e circum-nuclear das galáxias, que nos permitirá estudar as populações estelares com alta resolução espectral.

1.1 OBJETIVOS

O principal objetivo deste trabalho é o estudo arqueológico de populações estelares em núcleos de galáxias observadas no projeto DIVING^{3D}. Faremos uso do código de síntese espectral STARLIGHT, que em parceria com a técnica IFS nos permite explorar as propriedades das populações estelares em escalas de ~ 100 pc. Será possível diagnosticar: (i) a população estelar e sua cinemática; (ii) a fração de luz proveniente das diferentes populações estelares; (iii) idade e metalicidade médias das populações estelares que compõem as regiões nuclear e circum-nuclear; (iv) a história de formação estelar em função da posição. Apesar de termos acesso às linhas de emissão do gás, após a subtração da componente estelar, neste trabalho nos restringimos à análise das propriedades das populações estelares.

1.2 ORGANIZAÇÃO DO TRABALHO

Neste trabalho estudamos uma amostra de 63 galáxias observadas no projeto DIVING^{3D}, um levantamento de núcleos de galáxias no Hemisfério Sul do céu. Descrevemos o projeto DIVING^{3D} e a amostra no Capítulo 2, bem como a metodologia utilizada para a análise dos dados, a saber: a síntese de populações estelares através do código STARLIGHT (§2.3.1), e a

ferramenta PyCASSO (§2.3.3), usada durante o processamento dos cubos de dados pelo STARLIGHT e, posteriormente, para manipulação e visualização das propriedades derivadas a partir da síntese. No Capítulo 3 investigamos os efeitos do corte na cobertura espectral sobre as estimativas, utilizando uma amostra de 86 espectros de galáxias do SDSS. Isso porque os dados do DIVING^{3D} não cobrem a região mais azul do espectro, a qual contém importantes indicadores de idade e metalicidade de populações estelares. Na seção 3.4 consideramos de que maneira estes efeitos podem ser perceptíveis diretamente nos ajustes dos dados do DIVING^{3D}. No Capítulo 4 dividimos a amostra por tipo morfológico e analisamos separadamente galáxias elípticas (§4.1), lenticulares (§4.2) e espirais (§4.3) a fim de melhor explorar as características comuns e específicas das galáxias. Para cada tipo morfológico apresentamos os mapas de idade e metalicidade médias, extinção, velocidade e dispersão de velocidade. As galáxias elípticas, em particular, exibem uma variedade de estruturas cinemáticas que contrasta com a homogeneidade das propriedades médias. A Seção 4.4 é um breve resumo comparativo das principais características das galáxias vistas em detalhes no Capítulo 4, veremos que as galáxias *early-type* compartilham propriedade similares, diferenciando-se do comportamento global observado nas galáxias *late-type*, cujas propriedades das populações estelares são mais diversificadas. Por fim, no Capítulo 5 fazemos um resumo geral dos resultados obtidos no trabalho.

Em caráter complementar, adicionamos os Apêndices A e B. O Apêndice A é um dossiê contendo todos os mapas de propriedades analisados ao longo da tese e outros mapas e informações extras, como imagens do Hubble, exemplos de espectros ajustados, e mapas de índices espectrais. O Apêndice B trata de experimentos realizados com um conjunto de modelos com variação na abundância química, adequados para estimativas da abundância química que caracteriza o fenômeno de *α -enhanced* ou *Fe-depleted*, principalmente em galáxias *early-type*. Os resultados destes experimentos não estão de acordo com as expectativas dadas na literatura, tanto por vias teóricas quanto observacionais, de modo que as bases analisadas no Apêndice B não foram utilizadas para o ajuste dos cubos de dados. Por fim, temos no Apêndice C um artigo sobre a cinemática de galáxias H II, que foi em parte desenvolvido durante meu mestrado e acrescido de novas análises durante o meu doutorado.

2 DADOS E METODOLOGIA

Neste capítulo descrevemos o projeto DIVING^{3D}, suas características técnicas, metas científicas e amostra. Na seção 2.1.3 fazemos uma revisão de literatura a respeito das galáxias individualmente, de modo que poderemos contrapor estas informações com os resultados atingidos neste trabalho. Especificações técnicas sobre redução e pré-processamentos dos dados encontram-se na seção 2.2. Na seção 2.3, apresentamos a síntese espectral a partir do STARLIGHT (§2.3.1) e o PyCASSO (§2.3.3), amplamente utilizado para o processamento e análise de cubos de dados. Por fim, na seção 2.4, discutimos a qualidade dos ajustes espectrais, trazendo alguns exemplos e estratégias de *plots* para identificar possíveis problemas instrumentais e características específicas dos espectros no sentido de melhorar a qualidade final.

2.1 O PROJETO DIVING^{3D}

O projeto DIVING^{3D} (*Deep IFS View of Nuclei of Galaxies*) é uma colaboração entre pesquisadores do grupo de Astrofísica da UFSC, do IAG-USP e da UFFS, que visa investigar o processos de formação e evolução de galáxias através de dados obtidos com espectroscopia de campo integral. As observações abrangem as regiões nuclear e circum-nuclear de galáxias no Hemisfério Sul do céu.

O DIVING^{3D} irá mapear 170 núcleos de galáxias no Hemisfério Sul do céu com os telescópios Gemini Sul e Gemini Norte de 8m. Os dados serão obtidos através da técnica de espectroscopia de campo integral com o espectrógrafo GMOS (*Gemini Multi-Object Spectrograph*) equipado com uma unidade de campo integral (*Integral Field Unit – IFU*) no modo fenda única. A unidade IFU fornece um campo de visão de $3.5 \times 5''$. A amostragem espacial é de $0.2''^1$ e a resolução espacial depende do seeing, sendo $\sim 1''$, sendo menor que $1''$ em alguns casos (RICCI; STEINER; MENEZES, 2014a). O projeto tem capacidade para atingir alta resolução espectral e espacial, que permite mapear propriedades das regiões nuclear e circum-nuclear com resolução de ~ 20 e 100 pc, respectivamente. Para a observação da amostra foram usadas estratégias técnicas conforme o tipo morfológico: galáxias *early-type* – rede de difração B600, intervalo de 4250 a 7000 Å, resolução de 3.3 Å em 5620 Å; galáxias *late-type* – rede de difração R831, intervalo de 4800 a 6890 Å, e resolução de 1.3 Å em 5850 Å. A maior resolução para galáxias *late-type* se deve à baixa dispersão de velocidade desses objetos.

¹Para a nossa amostra, reamostramos os cubos em $0.1''$.

2.1.1 Metas Científicas

A alta resolução espacial e espectral alcançadas pela espectroscopia de campo integral permite resolver fenômenos nas regiões nuclear e circum-nuclear espacialmente misturados quando observados à baixa resolução. Nessa perspectiva, o DIVING^{3D} tem como principais objetivos estudar: 1) as propriedades físicas de AGNs de baixa luminosidade; 2) os mecanismos de excitação e cinemática do gás; 3) a cinemática estelar como meio de inferir propriedades do buraco negro central; e 4) a arqueologia de populações estelares.

Neste trabalho abordamos a quarta meta científica do projeto DIVING^{3D}, a arqueologia de populações estelares, a qual será realizada através do método de síntese espectral com o código STARLIGHT (descrito na seção 2.3.1). A combinação entre espectroscopia de campo integral e síntese espectral, já vista em levantamentos como SAURON (BACON et al. 2001), ATLAS^{3D} (CAPPELLARI et al. 2011) e CALIFA (SÁNCHEZ et al. 2012), rendeu resultados significativos para a compreensão das galáxias, e pode ser ainda mais explorada na escala e resolução proporcionadas pelo projeto DIVING^{3D}.

2.1.2 Amostra

As galáxias foram selecionadas a partir do *Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies* (SANDAGE; TAMMANN, 1981), abrangendo galáxias do Hemisfério Sul ($\delta < 0^\circ$)² com magnitude $B < 12.0$ mag, que não estejam no plano equatorial Galáctico ($|b| > 15^\circ$)³ para evitar a faixa de poeira. A amostra de 170 galáxias é composta por 5 subamostras: (i) galáxias *early-type* com $\sigma > 200$ km s⁻¹; (ii) galáxias *early-type* com $\sigma < 200$ km s⁻¹ e $B > 11.0$ mag; (iii) galáxias *late-type* com $B < 11.5$ mag; (iv) galáxias *late-type* com $B = 12.0$ mag; (v) demais galáxias que se enquadram no critério de completude.

2.1.3 Galáxias individuais

Neste trabalho analisamos 63 das 170 galáxias do projeto DIVING^{3D}. Essa subamostra é representativa da amostra principal, na medida em que contém galáxias de cada uma das subclasses listadas na seção 2.1.2. Algumas galáxias (NGC 1365 e NGC 1068) a que tivemos acesso não são passíveis de análise com a síntese espectral, pois são AGNs com espectro do-

² δ é a inclinação no céu, sendo $\delta = 0^\circ$ o equador celeste.

³ b é a latitude Galáctica.

minado por linhas de emissão muito intensas e alargadas. Nesses casos, o intervalo espectral observado não contém linhas de absorção onde o STARLIGHT possa ancorar o ajuste da população estelar.

Fazemos aqui uma revisão geral do que se tem produzido na literatura sobre essas galáxias nos restringindo às informações sobre ambiente, atividade nuclear, história de formação estelar e química, conteúdo em gás e poeira, e a cinemática e dinâmica estelar, quando disponível. Infelizmente, algumas galáxias são pouco estudadas, aparecendo apenas em catálogos de propriedades físicas e análises estatísticas.

Abaixo, nome da galáxia seguido do tipo morfológico e descrição.

★ **IC 1459**, E. Está no centro de um grupo de galáxias que recebe o mesmo nome. Interações entre os membros do grupo são evidenciadas por fragmentos de gás hidrogênio neutro espalhados em uma faixa de ~ 250 kpc, com massa de $\sim 10^9 M_{\odot}$ (SAPONARA et al. 2018). Além disso, a estrutura de IC 1459 apresenta distorções nas isofotas (WILLIAMS; SCHWARZSCHILD, 1979), grande quantidade de poeira (SPARKS et al. 1985; LAUER et al. 2005; AMBLARD et al. 2017) e um núcleo cinematicamente desacoplado (FRANX; ILLINGWORTH, 1988). No óptico é classificada como LINER (PHILIPS et al. 1986; DOPITA et al. 2015); e no infravermelho médio como classe-2, *pós-starburst* (PANUZZO et al. 2011). O núcleo ativo tem baixa emissão em raios-X (FABBIANO et al. 2003), mas é bastante intenso em rádio, exibindo dois jatos simétricos (TINGAY; EDWARDS, 2015). O estudo da população estelar por Serra e Oosterloo (2010) revela uma idade de ~ 3.5 Gyr. A galáxia possui gás HI com massa estimada em $2.5 \times 10^8 M_{\odot}$ (SERRA; OOSTERLOO, 2010) e gás molecular com massa de $2.5 \times 10^7 M_{\odot}$ (PRANDONI et al. 2012).

★ **IC 4296**, E. É membro do grupo de galáxias HG 22 (HUCHRA; GELLER, 1982) e Abell 3565 (ABELL et al. 1989). A análise das isofotas e perfil de brilho sugere interação entre IC 4296 e IC 4299, distante ~ 6 arcmin (KEMP, 1994). O núcleo de IC 4296 corresponde a uma fonte de rádio com dois jatos simétricos de ~ 35 arcmin de extensão (KILLEEN; BICKNELL; EKERS, 1986a), classificada como Fanaroff-Riley tipo I (FR I). No óptico apresenta linhas de emissão estreitas e fracas, sendo classificada como LINER (LEWIS; ERACLEOUS; SAMBRUNA, 2003; ANNIBALI et al. 2010; SADLER et al. 2014). Seu espectro no infravermelho médio é classificado como classe-2, *pós-starburst* (PANUZZO et al. 2011). Imagens do Hubble mostram a existência de um disco de poeira na região central (LAUER et al. 2005), o qual coexiste com um disco de gás molecular (BOIZELLE et al. 2017). Killeen, Bicknell e Ekers

(1986b) relatam contra-rotação do núcleo dentro de um raio de $2''$.

★ **NGC 247**, SBc. Este membro do grupo Escultor possui gás HI distribuído em um disco de diâmetro comparável ao disco observado no óptico, com massa total de $\sim 10^9 M_{\odot}$ (CARIGNAN; PUCHE, 1990; OTT et al. 2012). A taxa de formação estelar é de $0.03 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, obtida a partir da emissão em H α (FERGUSON et al. 1996). O núcleo da galáxia contém um aglomerado estelar e não exibe indícios de núcleo ativo (DAVIDGE; COURTEAU, 2002).

★ **NGC 253**, SBc. Também compõe o grupo de galáxias Escultor, e se destaca por exibir um núcleo em intensa atividade de formação estelar a uma taxa de $\sim 2 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (BENDO et al. 2015; LEROY et al. 2015). A região nuclear contém densas nuvens moleculares (SAKAMOTO et al. 2011), onde possivelmente estão sendo formados superaglomerados estelares dificilmente visualizados devido à quantidade de poeira (ANDO et al. 2017; LEROY et al. 2018). Usando dados do ALMA, Leroy et al. (2018) identificaram 14 candidatos a superaglomerados estelares na região interna de NGC 253.

★ **NGC 300**, Scd. O núcleo deste outro membro do grupo Escultor contém um aglomerado estelar massivo (SETH et al. 2008; ROTH et al. 2018), nas proximidades do qual, recentemente, foram identificados outros dois aglomerados estelares em um campo de visão de $245 \times 245 \text{ pc}^2$ usando cubos de dados do MUSE (ROTH et al. 2018). A avaliação dos espectros do MUSE revelou uma população estelar jovem já identificada em outros estudos (WALCHER et al. 2005; CARSON et al. 2015). Não há evidências de fusão ou interação recentes na galáxia (BLAND-HAWTHORN et al. 2005).

★ **NGC 584**, E. Sua companheira mais próxima é a espiral NGC 586, distante 4 arcmin. A rápida rotação da galáxia sugere morfologia S0, conforme mostrado por Davies e Illingworth (1983) e Dressler e Sandage (1983). Devido à combinação da alta rotação e inclinação, o posicionamento da galáxia no diagrama da razão V/σ vs. elipticidade indica suporte por rotação, o que levou Dressler e Sandage (1983) à conclusão de que NGC 584, de fato, possui um disco.

★ **NGC 613**, SBbc. Possui atividade nuclear classificada como Seyfert 2 (DOPITA et al. 2015). Fálcon-Barroso et al. (2014) mostraram, a partir da análise de linhas de emissão, que os mecanismos de ionização do gás no núcleo envolvem choques e o AGN. Há um anel de formação estelar com raio de $\sim 2.5''$. Davies et al. (2017) usam um método de decomposição para explicar que a emissão na região nuclear de NGC 613 é uma combinação entre as emissões provenientes da formação estelar, ionização por choques e AGN, cujas componentes são confirmadas por

indicadores independentes.

★ **NGC 720**, E. Apesar de estar aparentemente isolada, foi detectado um número significativo de fontes ultraluminosas de raios-X distribuídas em cascas (*shells*) em torno da galáxia, levantando a hipótese de um evento de fusão passado (JELTEMA et al. 2003). O número de fontes é comparável com o observado em sistemas em fusão como as galáxias Antena (JELTEMA et al. 2003). Rembold, Pastoriza e Bruzual (2005) mostram que a população estelar se caracteriza por duas componentes: uma em pequena escala no bojo, com idade entre 5 e 13 Gyr; e outra distribuída em larga escala no disco ao redor do bojo, com idade entre 2.5 e 5 Gyr.

★ **NGC 908**, SBc. Faz parte de um pequeno grupo de 8 galáxias, LGG 56 (GARCIA, 1993). Menezes e Steiner (2018) sugerem a existência de dois núcleos no centro de NGC 908, ambos com populações estelares distintas tanto em idade quanto em metalicidade. Esses resultados foram obtidos a partir de dados do projeto DIVING^{3D}.

★ **NGC 936**, SB(r)0-a. É membro de um pequeno grupo de 7 galáxias, LGG 60 (GARCIA, 1993). Sua estrutura exhibe um padrão de arco duplo e evidências de um disco torcido (MORALES et al. 2018). Apresenta padrão de rotação bem definido com amplitude de $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ em um raio de $60''$ (MACIEJEWSKI; EMSELLEM; KRAJNOVIĆ, 2012).

★ **NGC 1052**, E. É a única elíptica em um grupo de 14 galáxias dominado por espirais, LGG 71 (GARCIA, 1993). Bastante estudada por sua atividade nuclear, exibindo jatos em rádio, no óptico e raios-X (KADLER et al. 2004), além de ser típico LINER (ROSE; TRIPICCO, 1984; ANNIBALI et al. 2010). Uma faixa de poeira cruza o centro da galáxia (SPARKS et al. 1985), onde a população estelar é velha e rica em metais (RAIMANN et al. 2001). A curva de rotação ao longo do eixo maior evidencia um disco de raio $4\text{--}7''$ (MILONE; RICKES; PASTORIZA, 2007).

★ **NGC 1097**, SB(r)b. Sua estrutura contém duas barras e um anel de formação estelar. É classificada como LINER no óptico (STORCHI-BERGMANN; BALDWIN; WILSON, 1993), e como Seyfert 1 a partir da emissão em raios-X (IYOMOTO et al. 1996).

★ **NGC 1187**, SB(r)c. A partir da análise de dados do projeto DIVING^{3D}, Menezes e Steiner (2018) sugerem a existência de dois núcleos no centro da galáxia.

★ **NGC 1291**, SB(r)0-a. O gás HI tem massa total estimada em $0.81 \times 10^9 M_{\odot}$, distribuída ao longo do disco, exceto por um buraco na região central (VAN DRIEL; ROTS; VAN WOERDEN, 1988), que coincide com a localização do gás quente, observado a partir da emissão em

raios-X (BOSMA et al. 2010).

★ **NGC 1300**, SBbc. Análise das linhas de emissão indica núcleo ativo fraco (HUGHES et al. 2005).

★ **NGC 1395**, E. Catalogada como galáxia tipo *shell* por Malin e Carter (1983). A presença de cascas (*shells*) e distorções nas isofotas (FRANX; ILLINGWORTH; HECKMAN, 1989a) indica interação com outras galáxias. A população estelar na região central é velha, ~ 12 Gyr, e rica em metais, $[Z/H] \sim 0.34$ (ESCUDERO et al. 2018).

★ **NGC 1398**, SB(r)ab. O gás HI tem massa total da ordem de $10^9 M_{\odot}$ e distribuição para além da extensão óptica da galáxia, contudo a região central não contém o gás em uma estrutura alongada perpendicular à barra, observada no óptico (MOORE; GOTTESMAN, 1995). Moore e Gottesman (1995) não detectaram qualquer sinal de interação na distribuição do HI.

★ **NGC 1399**, E. Está no centro do aglomerado Fornax. A análise de dados de IFS do SINFONI revela a falta de movimento ordenado em um raio de $1.5''$ (LYUBENOVA; KUNTSCHNER; SILVA, 2008). Apesar da falta de linhas de emissão intensas, linhas fracas foram evidenciadas após adequada subtração do espectro estelar (RICCI; STEINER; MENEZES, 2014b), de modo que a atividade nuclear fraca é confirmada por emissão em outras frequências (O'CONNELL et al. 2005), já que também exibe jatos em rádio (KILLEEN; BICKNELL; EKERS, 1988).

★ **NGC 1404**, E. Também é membro do grupo Fornax, orbitando a galáxia central NGC 1399, a uma distância de 12 arcmin, na direção da qual está atualmente em queda (MACHACEK et al. 2005). A interação com NGC 1399 é perceptível na morfologia de NGC 1404, onde um rastro de gás é deixado no percurso. Estudos cinemáticos revelam um núcleo cinematicamente desacoplado, evidenciado por um mínimo local na dispersão de velocidade (KOPROLIN; ZEILINGER, 2000; SCOTT et al. 2014). Resultados da cinemática para NGC 1404 com os dados do DIVING^{3D} já foram publicados por Ricci, Steiner e Menezes (2016).

★ **NGC 1407**, E. É a galáxia central de um grupo de galáxias que leva seu nome, também conhecido como grupo Eridanus-A. Seu espectro no infravermelho médio é classificado como classe-0, que caracteriza evolução passiva (PANUZZO et al. 2011). Exibe cinemática bastante complexa com duas componentes cinematicamente desacopladas dentro da estrutura global da galáxia. Arnold et al. (2014) identificaram um disco em rotação com raio de aproximadamente $60''$, desalinhado em relação à rotação das partes mais externas da galáxia. A região mais central, dentro de um raio de $10''$, comporta um núcleo cinematicamente desacoplado, identificado

inicialmente por Spolaor et al. (2008) e confirmado por Rusli et al. (2013), com amplitude de rotação de $\sim 40 \text{ km s}^{-1}$ e sentido oposto em relação ao eixo fotométrico maior da galáxia. Johnston et al. (2018) trazem uma análise com dados do MUSE em um campo de visão de 1 arcmin^2 , onde é possível visualizar o disco em rotação e a distorção no centro do campo de velocidade. No entanto, devido à baixa resolução, os autores não identificam rotação nos $10''$ centrais, em oposição ao obtido com dados de maior resolução do VLT/SINFONI por Rusli et al (2013). Johnston et al. (2018) também analisaram índices espectrais, constatando uma população estelar velha ($\sim 10 \text{ Gyr}$), rica em metais e com superabundância em elementos α ($[\alpha/\text{Fe}] \sim 0.35$).

★ **NGC 1433**, SB(r)a. Está entre as galáxias do grupo Dorado (KILBORN et al. 2005). Apresenta atividade nuclear do tipo LINER (CID FERNANDES; STORCHI-BERGMANN; SCHMITT, 1998; SOSA-BRITO et al. 2001). A região nuclear é abundante em gás molecular (BAJAJA et al. 1995) e escassa em gás HI (RYDER et al. 1996).

★ **NGC 1549**, E. Faz par com a galáxia NGC 1553 (SADLER; SHARP, 1984), e juntas integram o grupo de galáxias NGC 1566 (KILBORN et al. 2005). Indícios de interação com a vizinha NGC 1553 se revelam pela presença de cascas (*shells*) estelares (MALIN; CARTER, 1983), e mudança de inclinação do eixo maior das isofotas de NGC 1549. (JEDRZEJEWSKI, 1987; FRANX; ILLINGWORTH; HECKMAN, 1989a). Análises cinemáticas mostram que há rotação ao longo tanto do eixo maior quanto menor cinemático (RAMPAZZO, 1988; FRANX; ILLINGWORTH; HECKMAN, 1989b).

★ **NGC 1553**, S0. Membro do grupo NGC 1566 e companheira mais próxima de NGC 1549. Aparece no catálogo de Malin e Carter (1983) como galáxia tipo *shell*. Trinchieri, Noris e di Serego Alighieri (1997) observaram similaridades na distribuição da emissão em raios-X e $H\alpha$, sugerindo uma ligação entre essas duas fases do gás. A curva de rotação da galáxia apresenta dois máximos, típicos do seu tipo morfológico (LONGHETTI et al. 1998).

★ **NGC 1574**, SB0. Também é membro do grupo de galáxias NGC 1566 (KILBORN et al. 2005). Exibe cinemática peculiar em que a rotação ao longo do eixo menor é mais significativa do que ao longo do eixo maior, com curva bastante pronunciada em um raio de $5''$, e a dispersão de velocidade cresce para o centro atingindo um máximo de $\sim 200 \text{ km s}^{-1}$ ao longo de ambos os eixos (JARVIS et al. 1988).

★ **NGC 1700**, E. Forma um par com a galáxia NGC 1699 (FRANX; ILLINGWORTH; HECK-

MAN, 1989a). A presença de uma população de aglomerados globulares de idade intermediária, 1–2 Gyr, reforça a ideia de fusão recente, sugerida por alguns autores para explicar as estruturas observadas (TRANCHO et al. 2014). Além disso, tem uma componente nuclear cinematicamente desacoplada (FRANX; ILLINGWORTH; HECKMAN, 1989b) que coincide com uma população jovem, ~ 3 Gyr (BROWN et al. 2000). A partir de dados em raios-X, Smith et al. (2018) classificam NGC 1700 como galáxia *pós-starburst*. Já o espectro no infravermelho médio é classificado como classe-1, sendo intermediária entre galáxia passiva e com atividade de formação estelar (RAMPAZZO et al. 2013).

★ **NGC 1792**, SBbc. Companheira mais próxima da espiral NGC 1808. A distribuição do gás hidrogênio neutro, com densidade de coluna de $3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, favorece a atividade de formação estelar espalhada ao longo do disco a uma taxa de $11 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (DAHLEM; EHLE; RYDER, 2001). A massa total do gás HI é estimada em $1.2 \times 10^9 M_{\odot}$, e tem mesma extensão que o disco óptico (DAHLEM, 1992). Indícios de interação com NGC 1808 são detectados nas partes mais externas da galáxia, onde a superfície de brilho do gás cai abruptamente. A distribuição do HI sugere que as distorções foram causadas por uma passagem à longa distância, deixando cada galáxia com grande parte de seu gás (DAHLEM; EHLE; RYDER, 2001).

★ **NGC 1808**, SB(r)a. Apresenta anel circum-nuclear onde ocorre formação estelar intensa, a uma taxa de $21.2 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. A massa total do gás HI é de $1.8 \times 10^9 M_{\odot}$, distribuída em uma estrutura com formato da letra grega θ , e tem densidade entre 0.2 e $1.0 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ (DAHLEM; EHLE; RYDER, 2001). A análise de linhas de emissão no infravermelho próximo mostra que a região nuclear é dominada por supernovas e formação estelar, sem indícios de forte atividade AGN (BUSCH et al. 2017), o que também foi encontrado a partir de dados em raios-X por Junkes et al. (1995). A distribuição da velocidade estelar, obtida a partir de bandas de CO em $2.3 \mu\text{m}$, exibe padrão de rotação bem definido com amplitude de $\sim 120 \text{ km s}^{-1}$ (BUSCH et al. 2017).

★ **NGC 2217**, SB(r)0-a. Classificada como LINER (FLORIDO et al. 2012; THOMAS et al. 2017).

★ **NGC 2784**, S0. A curva de rotação ao longo do eixo maior apresenta dois máximos nos raios de $3''$ e $20''$ (LONGO et al. 1994).

★ **NGC 2974**, E. Foi inicialmente classificada como E4 por de Vaucouleurs et al. (1991), e posteriormente como S0 por Buta et al. (2015). Neste trabalho, estamos assumindo que é uma ga-

lândia elíptica. Seu espectro no infravermelho médio é classificado como classe-2, *pós-starburst* (PANUZZO et al. 2011). Observações no UV revelam a presença de um anel externo com raio de 6.2 kpc e outro ainda mais distante, bem como a possível existência de uma barra (JEONG et al. 2007). NGC 2974 fez parte da amostra estudada pelo levantamento SAURON (KRAJNOVIĆ et al. 2005), classificada como rotador rápido. Arnold et al. (2014) mostra que, em grandes raios, a rotação atinge um platô ao longo do eixo maior até três raios efetivos.

★ **NGC 2997**, SBc. É membro do grupo LGG 180 (GARCIA, 1993). A massa do gás HI é de $\sim 4.2 \times 10^9 M_{\odot}$ (KORIBALSKI et al. 2004). A taxa de formação estelar é estimada em $1.9 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, e a taxa de supernova em 0.08 yr^{-1} (KODILKAR; KANTHARIA; ANANTHAKRISHNAN, 2011).

★ **NGC 3557**, E. Abriga uma fonte de rádio Fanaroff-Riley tipo I (BIRKINSHAW; DAVIES, 1985). No óptico é classificada como LINER (ANNIBALI et al. 2010); e no infravermelho médio como classe-2, *pós-starburst* (PANUZZO et al. 2011). Imagens do Hubble revelam um disco de poeira inclinado na região central da galáxia (LAUER et al. 2005). Observações com o ALMA mostram um disco de gás molecular co-espacial com o disco de poeira, e massa estimada em $\sim 9 \times 10^7 M_{\odot}$ (VILA-VILARO et al. 2019).

★ **NGC 3585**, E. Esta galáxia, aparentemente, isolada comporta um disco nuclear de poeira com orientação *edge-on* (LAUER et al. 2005). Sua curva de rotação indica a existência de um disco estelar interno em corrotação com as partes mais externas da galáxia (SCORZA; BENDER, 1995).

★ **NGC 3904**, E. Faz parte de um pequeno grupo de cinco galáxias LGG 255 (GARCIA, 1993), que inclui NGC 3923. Koprolin e Zeilinger (2000) destacam a existência de um disco interno em rotação com raio menor que $6''$, o qual está cinematicamente desacoplado em relação às partes externas da galáxia.

★ **NGC 3923**, E. É uma galáxia tipo *shell* (MALIN; CARTER, 1983), membro de um pequeno grupo de cinco galáxias LGG 255 (GARCIA, 1993), que inclui NGC 3904. Apresenta rotação apenas ao longo do eixo menor, com amplitude de $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$ até um raio de $25''$ (CARTER; THOMSON; HAU, 1998). Tem taxa de formação estelar estimada em $\sim 0.085 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ e idade $\sim 9.78 \text{ Gyr}$ (AMBLARD et al. 2014).

★ **NGC 3962**, E. É uma galáxia isolada (SMITH; MARTÍNEZ; GRAHAM, 2004; MADORE; FREEDMAN; BOTHUN, 2004) sem evidências de interação com outras galáxias (TAL et al.

2009). No entanto, Zeilinger et al. (1996) identificaram um disco interno e estruturas semelhantes a braços espirais. Além disso, observações no infravermelho mostram a presença de PAHs, indicando formação estelar recente (RAMPAZZO et al. 2013). Amblard et al. (2014) estimam uma taxa de formação estelar de $\sim 0.048 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

★ **NGC 4105**, E. Encontra-se em atual interação com sua companheira NGC 4106, distante 1.2 arcmin. Embora não existam distorções nas isofotas de NGC 4105 (SANDAGE; BEDKE, 1994), a interação é visualmente clara em NGC 4106, a qual apresenta braços espirais produzidos por efeitos de maré (TAL et al. 2009). Além disso, a cinemática de NGC 4105 sugere interações passadas: a curva de rotação obtida por Longhetti et al. (1998) tem diversas distorções, e Koprolin e Zeilinger (2000) destacam a existência de uma componente central cinematicamente desacoplada. As componentes cinemáticas das estrelas e do gás são desacopladas entre si, isto é, têm rotação em sentidos opostos: a amplitude da rotação estelar é $\sim 36 \text{ km s}^{-1}$, enquanto para o gás é $\sim 230 \text{ km s}^{-1}$ e no sentido oposto (CAON; MACCHETTO; PASTORIZA, 2000).

★ **NGC 4546**, SB0. Tanto o gás ionizado (GALLETA, 1987; BETTONI; GALLETTA; OOSTERLOO, 1991) quanto o molecular (SAGE; GALLETA, 1994) apresentam rotação no sentido oposto ao da componente estelar. Sage e Galletta (1994) estimam a massa total do gás molecular em $\sim 9.6 \times 10^7 M_{\odot}$.

★ **NGC 4696**, E. Galáxia mais brilhante do aglomerado Centaurus. É classificada como LINER (THOMAS et al. 2017), e tem emissão de rádio em 20 GHz (SADLER et al. 2014). A região nuclear exhibe filamentos compostos por gás ionizado e poeira (CRAWFORD et al. 2005).

★ **NGC 4697**, E. A única galáxia elíptica, e a mais brilhante, em um grupo de 18 galáxias, composto em maioria por espirais, LGG 314 (GARCIA, 1993; MADORE; FREEDMAN; BOTHUN, 2004). A massa do buraco negro central é estimada em $\sim 1.6 \times 10^8 M_{\odot}$ (GEBHARDT et al. 2003; SCHULZE; GEBHARDT, 2011), e observações em rádio e raios-X indicam a existência de um AGN de baixa luminosidade (SARAZIN; IRWIN; BREGMAN, 2001; WROBEL; TERASHIMA; HO, 2008). O espectro no infravermelho médio é classificado como classe-3, referindo-se à detecção de atividade de formação estelar (PANUZZO et al. 2011). Davis et al. (2014) estimam uma taxa de formação estelar de $0.06 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ a partir da emissão em $22 \mu\text{m}$, embora destaquem a possibilidade de a emissão ser proveniente de estrelas evoluídas. O disco de poeira visível em imagens do Hubble no óptico co-existe com um disco de gás molecular em rotação, cuja inclinação é de $\sim 76^{\circ}$ (DAVIS et al. 2017). A partir de dados do ALMA, usando a

emissão em $^{12}\text{CO}(2-1)$, a massa do gás molecular foi estimada em $\sim 10^7 M_{\odot}$, e a poeira associada ao gás em $\sim 10^5 M_{\odot}$ (DAVIS et al. 2017). Os autores também estimaram a massa do buraco negro a partir da cinemática do gás molecular, obtendo um valor de $\sim 1.3 \times 10^8 M_{\odot}$.

★ **NGC 4699**, SBb. Dados de fenda longa mostram rotação regular ao longo do eixo maior, com amplitude de $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ em um raio de $15''$; o eixo menor não apresenta rotação; e a dispersão de velocidade em ambos os eixos cresce para o centro, atingindo máximo de $\sim 260 \text{ km s}^{-1}$ (BOWER et al. 1993).

★ **NGC 4753**, S0-a. É membro do grupo de 12 galáxias LGG 315, composto em maior parte por espirais (GARCIA, 1993). A população de aglomerados globulares favorece o cenário de fusão ou acreção recentes (CASO; BASSINO; GÓMEZ, 2015). Tem taxa de formação estelar estimada em $0.21 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (DEWANGAN; SINGH; BHAT, 1999).

★ **NGC 5101**, SB(r)0-a. A região central da galáxia contém uma população estelar com idade $> 3 \text{ Gyr}$ (PÉREZ; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ; ZURITA, 2009). Segundo Pérez, Sánchez-Blázquez e Zurita (2009), a presença dessa população, associada a um mínimo central na dispersão de velocidade, indica uma estrutura estelar velha.

★ **NGC 5102**, S0. Atividade nuclear fraca é sugerida pela existência de uma fonte pontual de raios-X, coincidente com o centro óptico (KRAFT et al. 2005). O gás HI tem massa total de $\sim 3.3 \times 10^8 M_{\odot}$ (GALLAGHER; FABER; BALICK, 1975). Mitzkus, Cappellari e Walcher (2017) analisaram a cinemática da população estelar de NGC 5102 em um campo de 1 arcmin^2 a partir de dados do MUSE. Os resultados mostram que NGC 5102 tem dois picos em dispersão de velocidade, que caracterizam galáxias com dois discos em contra-rotação. A população estelar no centro da galáxia é jovem ($\sim 0.8 \text{ Gyr}$) e rica em metais ($[\text{M}/\text{H}] = 0.0$), e se torna mais velha e pobre em metais à medida que se afasta do centro (MITZKUS; CAPPELLARI; WALCHER, 2017).

★ **NGC 5236**, SBc. O núcleo óptico desta galáxia não coincide com o centro do contínuo na banda K (THATTE; TECZA; GENZEL, 2000). A análise da cinemática estelar, do gás ionizado e molecular, realizada por Piqueras López et al. (2012), sugere que o núcleo óptico seja um aglomerado estelar com massa $\sim 10^6 M_{\odot}$ e idade $\sim 10^8$ anos, exibindo cinemática independente em relação às partes mais externas da galáxia. Essa região mostra padrão de rotação regular com amplitude de $\sim 32 \text{ km s}^{-1}$, enquanto o campo de velocidade global da galáxia é um gradiente com variação suave (PIQUERAS LÓPEZ et al. 2012).

★ **NGC 5643**, SB(r)c. É classificada como Seyfert 2 (THOMAS et al. 2017). Usando dados do ALMA, Fabbiano et al. (2018) identificaram um torus de gás molecular com 26 pc de diâmetro no núcleo da galáxia. A atividade nuclear exhibe cones de ionização, que produzem *feedback* positivo e favorecem a formação estelar (CRESCI et al. 2015).

★ **NGC 6744**, SB(r)bc. É classificada como LINER (VACELI et al. 1997). A partir de dados do WISE, Yew et al. (2018) estimaram uma taxa de formação estelar de $2.8\text{--}4.7 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

★ **NGC 6868**, E. A galáxia mais brilhante do aglomerado Telescopium (GARCIA, 1993) é também uma fonte de rádio (SAVAGE; WRIGHT; BOLTON, 1977). Observações em raios-X indicam que os subgrupos centrados em NGC 6868 e NGC 6861, estão em processo de fusão (MACHACEK et al. 2010). A partir da análise de índices espectrais, Rickes, Pastoriza e Bonatto (2008) sugerem que o processo de formação de NGC 6868 foi predominantemente por meio de fusões. Exibe núcleo cinematicamente desacoplado com raio de $3''$ em contra-rotação em relação às partes externas da galáxia, acompanhado por um mínimo central na dispersão de velocidade (CAON; MACCHETTO; PASTORIZA, 2000).

★ **NGC 7213**, Sa. É classificada como Seyfert 1.5 (EVANS et al. 1996). Tem rotação ao longo de ambos os eixos, cuja amplitude é maior ao longo do eixo menor (CORSINI et al. 2003).

★ **NGC 7507**, E. Está a uma distância de 18 arcmin da galáxia NGC 7513. A presença de cascas (*shells*) revela um passado de interações (TAL et al. 2009). A galáxia apresenta rotação apenas ao longo do eixo menor, com amplitude de $\sim 30 \text{ km s}^{-1}$.

2.2 DADOS

Os dados passaram pelo processo de redução padrão, que inclui calibração em fluxo, correção de extinção Galáctica e artefatos devido ao processo de medição. Posteriormente, seguiram-se os procedimentos: aplicação do filtro espacial de Butterworth para remoção de ruídos de alta frequência; análise PCA, que possibilita a identificação e remoção de ruídos inerentes aos próprios instrumentos de medição; e correção dos efeitos da refração atmosférica através da técnica de deconvolução de Richardson-Lucy. Detalhes sobre esses procedimentos podem ser encontrados em Ricci, Steiner e Menezes (2014), onde os autores apresentam informações, tanto das populações estelares quanto do gás, extraídas através da análise dos tomogramas PCA dos cubos de dados.

2.3 STARLIGHT É PyCASSO

2.3.1 STARLIGHT

O STARLIGHT⁴ é um código de síntese espectral desenvolvido por Cid Fernandes et al. (2005) para modelar o espectro observado, O_λ , de uma galáxia com base apenas na componente estelar. Para esse fim, as regiões com linhas de emissão são mascaradas e o espectro é ajustado como uma combinação linear de N_* espectros. Os espectros utilizados na síntese podem ser tanto populações estelares simples (SSPs – *Simple Stellar Populations*) quanto populações estelares compostas (CSPs – *Composite Stellar Populations*). As SSPs são populações estelares de mesma idade e metalicidade, enquanto as CSPs são populações estelares que cobrem um intervalo em idade (dado pela história de formação estelar) e metalicidade, também contendo atenuação por poeira (CONROY 2013). Neste trabalho, os principais resultados foram obtidos usando modelos de CSPs (§2.3.4). O conjunto de modelos em uma base compreende um *grid* de parâmetros em idade, metalicidade e abundância química.

O espectro modelo, M_λ , é obtido através da equação:

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

onde os termos são: M_{λ_0} , fluxo do espectro modelo normalizado em λ_0 ; x_j , vetor de populações; $b_{j,\lambda}$, j -ésimo espectro normalizado em λ_0 ; $r_\lambda \equiv 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$ descreve o avermelhamento; \otimes , operador de convolução; G , Gaussiana com largura σ_* , centrada em v_* . As componentes do vetor de populações, \vec{x} , representam a fração com que cada espectro, de dada idade e metalicidade, contribui para o fluxo modelo no comprimento de onda de normalização, λ_0 . Com isso, obtemos as frações de luz, \vec{x} , e massa, $\vec{\mu}$, contidas em cada componente utilizada no ajuste. Neste trabalho, em particular, o ajuste adota a lei de Cardelli, Clayton e Mathis (1989), com $R_V = 3.1$ e extinção na banda V, A_V , modelada como uma cortina de poeira.

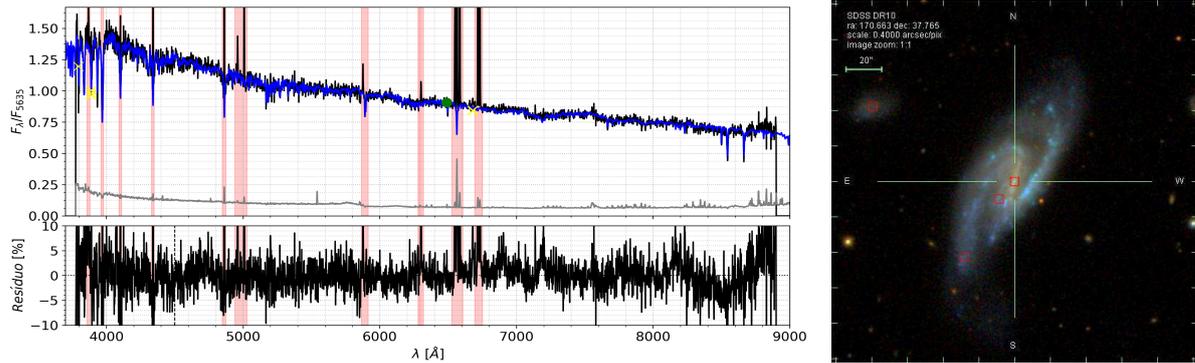
Apresentamos, na Figura 1, um exemplo de ajuste espectral obtido através do STARLIGHT para uma galáxia do SDSS. Percebe-se que o modelo reproduz o espectro observado da galáxia, separando a contribuição proveniente das estrelas e da emissão do gás. Esse ajuste permite estudar as propriedades das populações estelares e do gás. A confiabilidade do código foi comprovada por simulações, comparações com resultados obtidos por métodos diferentes e

⁴O código está disponível para download na página <http://astro.ufsc.br/starlight/>, onde também podem ser encontradas publicações referentes ao mesmo.

independentes, e a análise estatística de grandes amostras de galáxias (CID FERNANDES et al. 2005; ASARI et al. 2007).

Figura 1 – Exemplo de ajuste obtido com o STARLIGHT para uma galáxia do SDSS.

Esquerda: O painel superior exibe os espectros observado (*preto*), modelo (*azul*), e de erros (*cinza*– multiplicado por um fator 3); círculos (*verde*) e cruzes (*amarelo*) são pixels danificados e rejeitados, respectivamente; o painel inferior contém o espectro resíduo (*preto*). As faixas em vermelho são regiões mascaradas. *Direita:* Imagem do SDSS da galáxia NGC 3652.



Fonte: *Esquerda:* Autoria própria. *Direita:* SDSS.

2.3.2 Propriedades estelares derivadas a partir do STARLIGHT

Temos diretamente como saída do STARLIGHT as estimativas do vetor de populações, extinção, velocidade e dispersão de velocidade. Em geral, ponderamos a idade pela fração de luz e a metalicidade pela fração de massa, visto que populações estelares jovens têm maior contribuição para a fração de luz, enquanto populações estelares mais velhas contribuem mais para a fração de massa, uma vez que são mais frias e emitem menos relativamente às populações jovens.

As propriedades das populações estelares obtidas neste trabalho seguem as definições estabelecidas em Cid Fernandes et al. (2005). Para a metalicidade ponderada pela massa usamos a definição dada em González Delgado et al. (2014b).

- Idade média ponderada pela luz:

$$\langle \log t_{\star} \rangle_L = \sum_{j=1}^{N_{\star}} x_j \log t_j, \quad (2)$$

- Metalicidade média ponderada pela massa:

$$\langle \log Z_{\star} \rangle_M = \sum_{j=1}^{N_{\star}} \mu_j \log Z_j, \quad (3)$$

As propriedades ponderadas por luz ou massa são obtidas usando os vetores das respectivas frações: x_j e μ_j .

2.3.3 PyCASSO

O PyCASSO (PYTHON CALIFA STARLIGHT *Synthesis Organiser*) foi idealizado para otimizar a aplicação do STARLIGHT aos cubos de dados e manipulação dos resultados, fornecendo inicialmente espectros de entrada e arquivos de *grid*, que após a síntese são armazenados em um cubo sintetizado, contendo todas as informações do arquivo de saída padrão do STARLIGHT (CID FERNANDES et al. 2013; AMORIM et al. 2017). O PyCASSO foi desenvolvido, inicialmente, para aplicação aos cubos de dados do CALIFA, mas atualmente tem aplicação para os cubos de dados do DIVING^{3D}, MaNGA e MUSE.

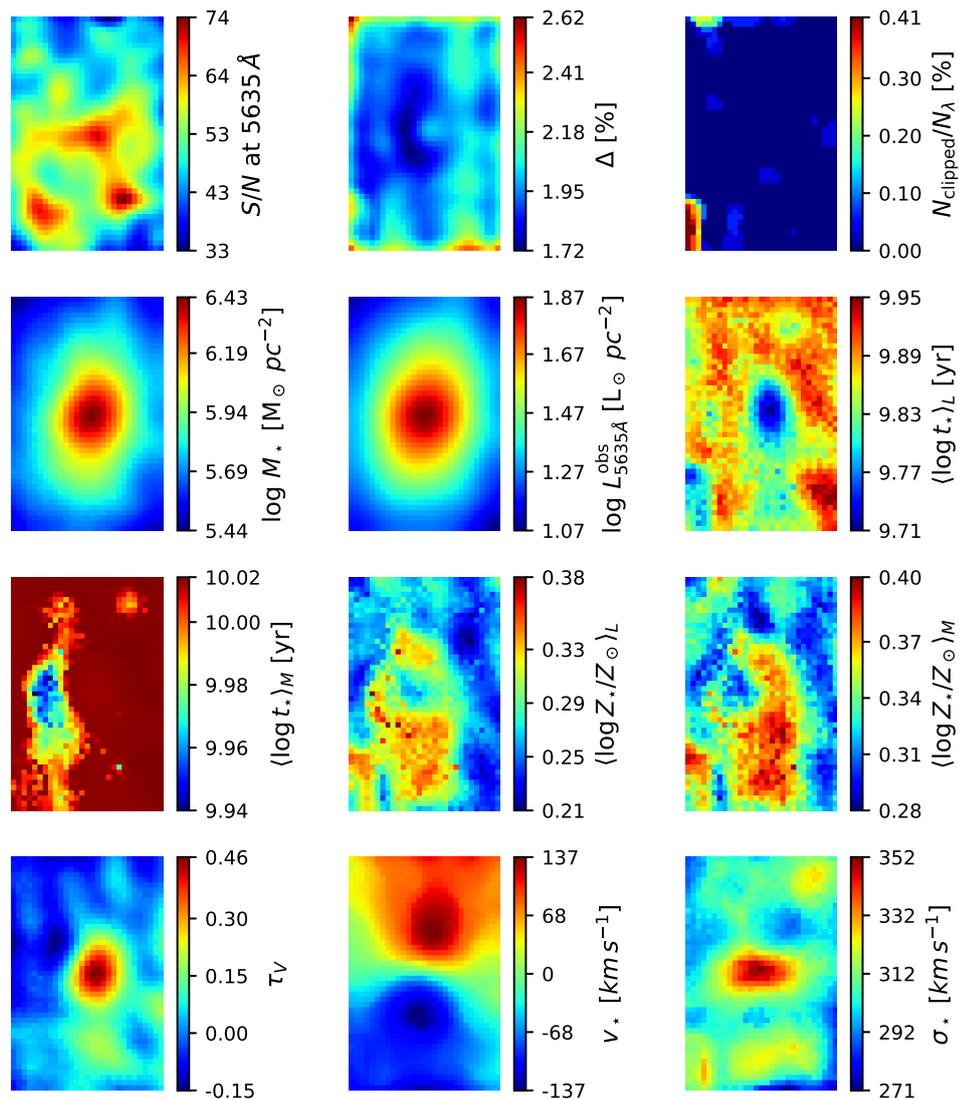
No caso do DIVING^{3D}, os cubos de dados passam por três procedimentos dentro do PyCASSO: importação do cubo; primeira execução do STARLIGHT para estimar espectro de erros para cada espaxel do cubo; e segunda execução do STARLIGHT, onde os erros estimados na etapa anterior são utilizados para obter o ajuste final do cubo.

- ★ O processo de importação (*script pycasso_import.py*) do cubo visa preparar os espectros de entrada para o STARLIGHT. Nessa etapa é aplicada a máscara de *gaps*, correção da extinção Galáctica e posicionamento do espectro para o referencial de repouso. Os espectros são reamostrados em intervalos de 1 Å, os pixels com sinal sobre ruído (*signal to noise* – S/N) menor que três são mascarados e aplica-se a máscara de linhas telúricas.
- ★ Na primeira execução do STARLIGHT (*script pycasso_starlight.py*), os arquivos de entrada terão apenas comprimento de onda, λ , e fluxo, O_λ . Os arquivos de *grid* são gerados adequadamente sinalizando que não há espectro de erros nem de *flags*. O espectro de erros é, então, computado pelo STARLIGHT, como o desvio quadrático médio (rms) do fluxo observado, O_λ , na janela de normalização S/N definida no arquivo de configuração. A partir dos arquivos de saída do STARLIGHT são calculadas diversas propriedades físicas das populações estelares e armazenadas em um arquivo final FITS, junto com outras informações, facilitando o posterior manuseio a partir de um único arquivo com todos os parâmetros derivados da síntese.
- ★ Na segunda execução do STARLIGHT o cubo resultante da segunda etapa, com os espectros de erros e *flags*, é utilizado para obter o ajuste final. Essas duas etapas de execução do

STARLIGHT são necessárias apenas porque os cubos não têm uma estimativa dos erros devido a todos os processamentos realizados desde a aquisição dos dados até as aplicações do PCA, filtros e deconvolução.

A partir dos cubos processados com o PyCASSO temos acesso a diversas propriedades físicas das populações estelares já calculadas e disponíveis para visualização. Apresentamos alguns exemplos na Figura 2. As propriedades são facilmente acessadas usando o módulo FitsCube. Além disso, diretamente da linha de comando, usando o *script plot_dossier.py*, é gerado um arquivo PDF com um conjunto de mapas e espectros para pronta análise dos resultados.

Figura 2 – Mapas de propriedades estelares disponíveis no PyCASSO. Alguns exemplos de mapas disponíveis diretamente dos cubos processados com o PyCASSO e acessíveis através do módulo FitsCube. Os mapas são os resultados da síntese para a galáxia IC 1459.

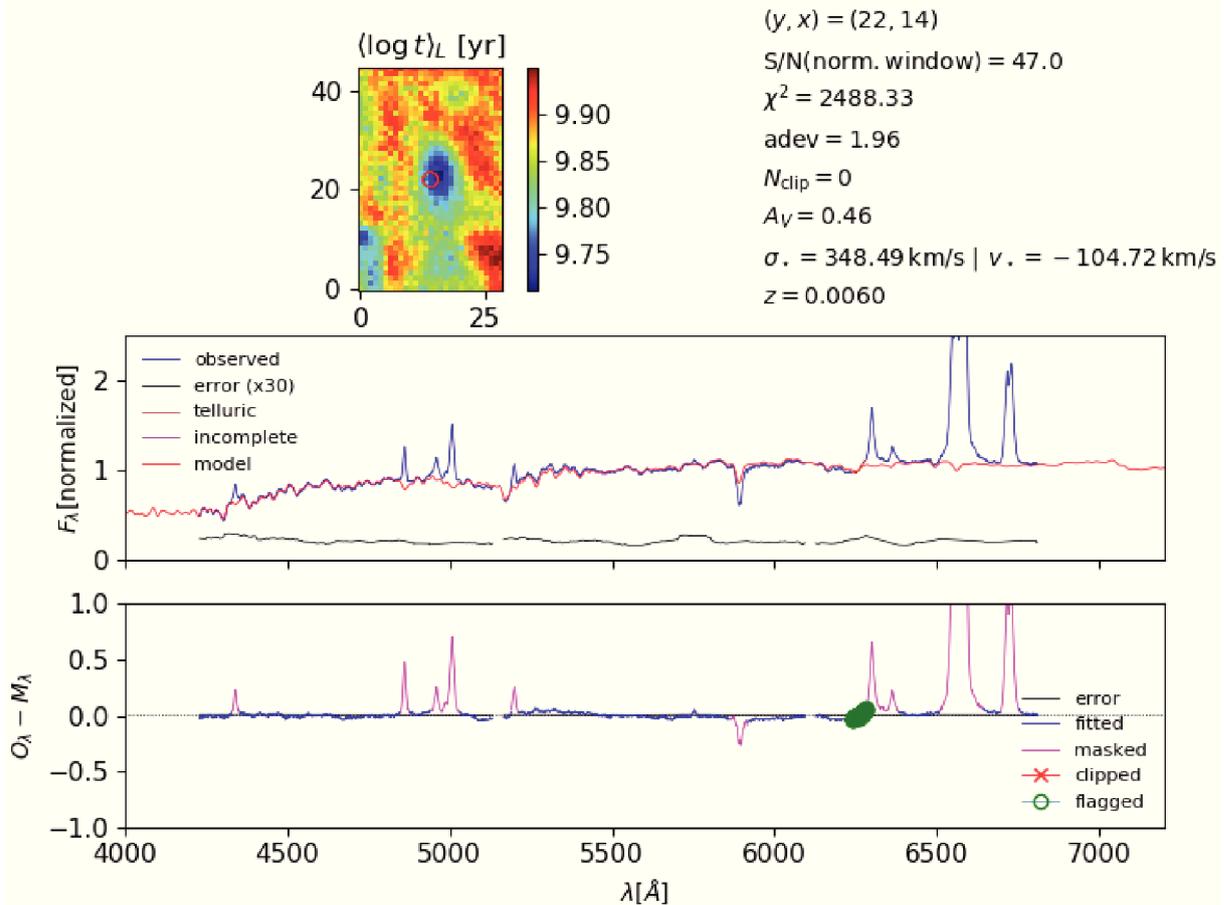


Fonte: Autoria própria.

Além disso, é possível obter uma rápida visualização dos principais resultados usando o PyCASSO EXPLORER (*script pycasso_explorer.py*), que consiste em uma ferramenta interativa que exibe, diretamente da linha de comando, uma janela com um conjunto de mapas e permite verificar o espectro de dado pixel espacial, bastando clicar no ponto desejado ou mover o cursor. Com alguns comandos do teclado é possível navegar entre as propriedades, bem como manipular os limites da escala dos mapas. Veja um exemplo da interface do PyCASSO EXPLORER na Figura 3, exibindo o mapa de idade média ponderada pela luz da galáxia IC 1459. Para cada pixel espacial, além dos mapas e espectros, são fornecidas informações adicionais, como adev , χ^2 , número de pixels rejeitados (N_{clip}), extinção na banda V, velocidade e dispersão de velocidade, *redshift*, e nível de S/N no comprimento de onda de normalização ($\lambda = 5635 \text{ \AA}$).

Figura 3 – Interface do PyCASSO EXPLORER.

Resultados da síntese para a galáxia IC 1459. *Topo*: Mapa da idade média ponderada pela luz e lista de informações referentes ao ajuste do espectro, cuja posição (y, x) é indicada pelo círculo vermelho no mapa. *Meio*: Espectros observado (azul), modelo (vermelho) e de erros (preto; multiplicado por um fator 30). *Base*: Espectro resíduo, indicando as linhas mascaradas (magenta) e pixels danificados (verde). Este ajuste não teve pixels rejeitados.



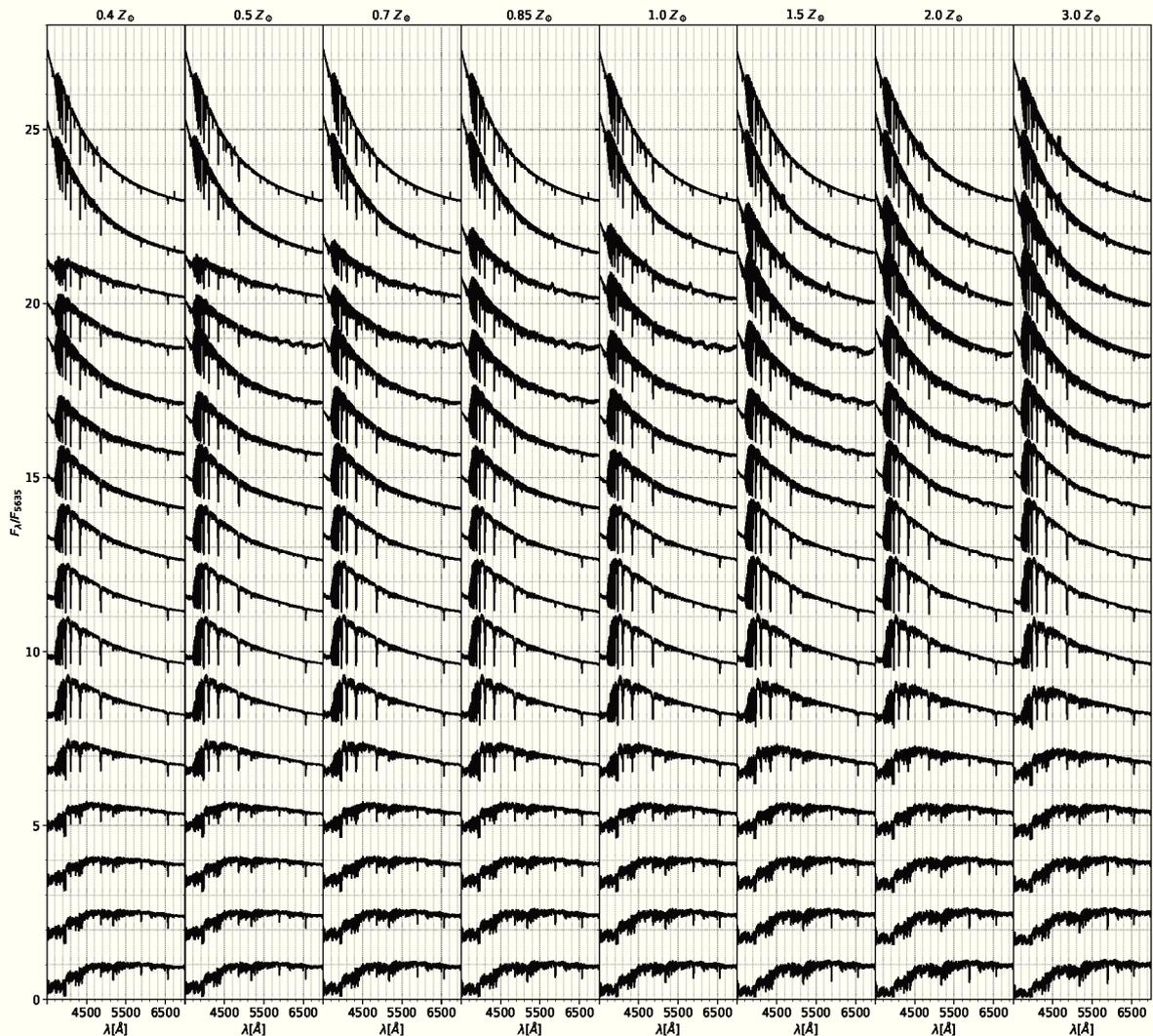
Fonte: PyCASSO EXPLORER.

2.3.4 Base

Os principais resultados deste trabalho foram obtidos utilizando uma base com 128 modelos de populações estelares compostas (CSPs – *Composite Stellar Populations*), consistindo em 16 *bursts* quadrados separados em escala logarítmica de 10^6 a 14×10^9 anos ($t_* \simeq 1.82 \times 10^6, 3.3 \times 10^6, 5.99 \times 10^6, 1.09 \times 10^7, 1.98 \times 10^7, 3.59 \times 10^7, 6.52 \times 10^7, 1.18 \times 10^8, 2.15 \times 10^8, 3.90 \times 10^8, 7.09 \times 10^8, 1.29 \times 10^9, 2.34 \times 10^9, 4.25 \times 10^9, 7.71 \times 10^9, 14.0 \times 10^9$ anos, sendo essas as idades finais de cada *burst*., e 8 metalicidades ($Z_* = 0.4, 0.5, 0.7, 0.85, 1.0, 1.5, 2.0$ e $3 Z_\odot$), construídos a partir de modelos de SSPs de Charlot e Bruzual (2017; CB17) com IMF de Chabrier (2003). Na Figura 4 mostramos os 128 modelos de CSPs que compõem a base utilizada nos ajustes da amostra de 63 galáxias, que apresentaremos no Capítulo 4.

Figura 4 – Espectros dos 128 modelos de CSPs que compõem a base.

Os modelos estão dispostos em ordem crescente, sendo de cima para baixo em idade (conforme valores descritos no texto), e da esquerda para a direita em metalicidade.



Fonte: Autoria própria.

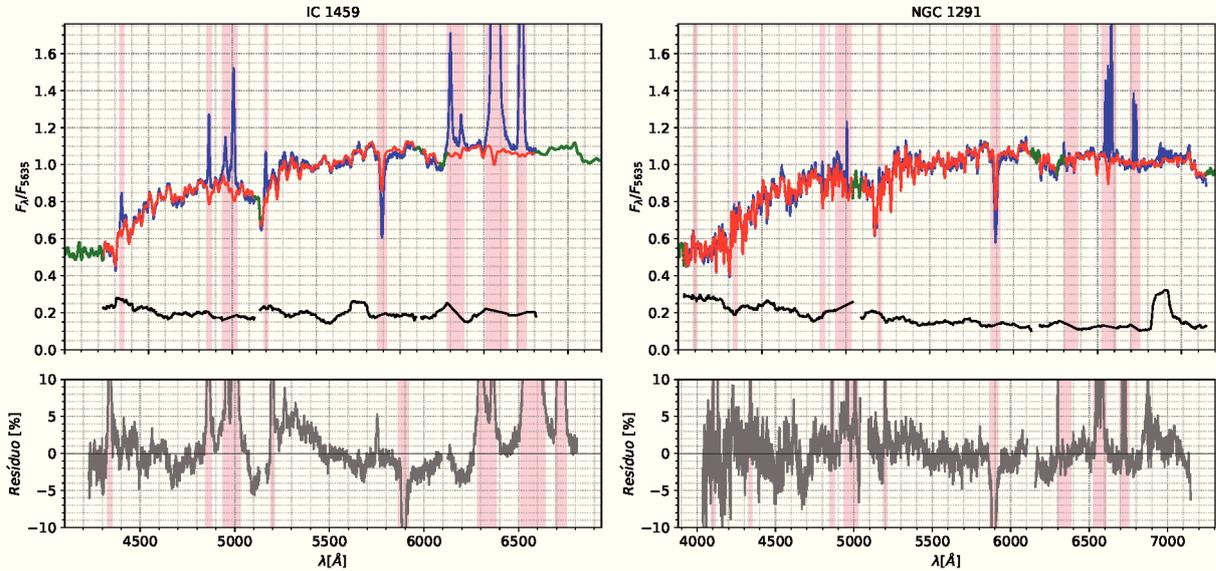
2.4 VERIFICAÇÃO E TESTES DOS AJUSTES ESPECTRAIS

O principal objetivo desta seção é destacar a importância de se verificar os ajustes finais, porque o STARLIGHT cumpre bem o seu papel, mas dados danificados e falhas humanas podem induzir a ajustes inconsistentes. Assim, antes de proceder com qualquer análise e interpretação dos resultados, é imprescindível verificar o espectro observado junto aos espectros modelo e residual, destacando os pixels ruins (flagueados – *flagged*) e rejeitados durante o ajuste (clipados – *clipped*: pontos cujo fluxo tem desvio maior que 4σ comparando-se ao melhor modelo M_λ encontrado pelo STARLIGHT), bem como as regiões mascaradas. Esta primeira visualização pode ser usada para identificar problemas devido a qualidade ruim dos dados (muitos pixels flagueados) ou inadequação da máscara de linhas de emissão e outros artefatos (muitos pixels clipados). Para ilustrar, mostramos na Figura 5 o ajuste do pixel central das galáxias IC 1459 e NGC 1291. Nestes ajustes não temos pixels rejeitados; os pontos flagueados (círculos verdes) nas extremidades dos espectros indicam que não há dados, e nas demais regiões sinalizam a posição dos *gaps* entre os CCDs e linhas telúricas (em torno de 6279 Å). Nos painéis superiores são exibidos os espectros observado (em azul) e modelo (em vermelho), e nos painéis inferiores o espectro resíduo em variação percentual, sendo $\Delta = (O_\lambda - M_\lambda)/M_\lambda$. As regiões mascaradas são indicadas pelas faixas em vermelho. Para normalizar os espectros, utilizamos o fluxo mediano em uma janela de 90 Å centrada em 5635 Å (5590–5680 Å).

Nesses dois casos, que reflete a maior parcela dos ajustes da nossa amostra, temos ajustes de boa qualidade sem indícios de problemas com linhas de emissão ou artefatos instrumentais. Em alguns casos, essa inspeção indica a necessidade de máscaras adequadas ou a impossibilidade de ajuste, como os exemplos da Figura 6 para o espectro central dos cubos de dados das galáxias NGC 1052 e NGC 1365. Em NGC 1052, os pixels não ajustados (símbolos amarelos) indicam linhas de emissão não listadas na máscara padrão e o resíduo da emissão onde a máscara padrão é mais estreita do que a linha observada. Nesse caso, vê-se que o *clipping* está cumprindo seu papel, de modo que esses pontos rejeitados, se mascarados, não produzirão diferença significativa na qualidade final do ajuste. O ponto aqui é mostrar que o *clipping* pode auxiliar na identificação de linhas excedentes em relação à máscara padrão. Já no caso de NGC 1365, apenas com o espectro observado é possível descartar a possibilidade de ajuste efetivo, tal como vemos pelo número de pixels rejeitados ao longo do espectro (pontos em amarelo), sendo 1043 de um total de 3201 pontos. Nesse caso, não restam linhas de absorção onde o STARLIGHT possa ancorar o ajuste. Entretanto, esse caso é mostrado apenas a título de exemplo exagerado

Figura 5 – Exemplos de ajustes com o STARLIGHT.

Ajuste do espectro central do cubo de dados das galáxias IC 1459 (esquerda) e NGC 1291 (direita). Os painéis superiores indicam os espectros observado (azul), modelo (vermelho) e de erros (preto). As faixas em vermelho são regiões mascaradas e os círculos verdes são regiões sem dados observados (nas extremidades) ou sinalizam pixels ruins (ao longo do espectro; *gaps* e região de linhas telúricas). Os painéis inferiores exibem a variação percentual do resíduo, onde $\Delta = (O_\lambda - M_\lambda)/M_\lambda$.



Fonte: Autoria própria.

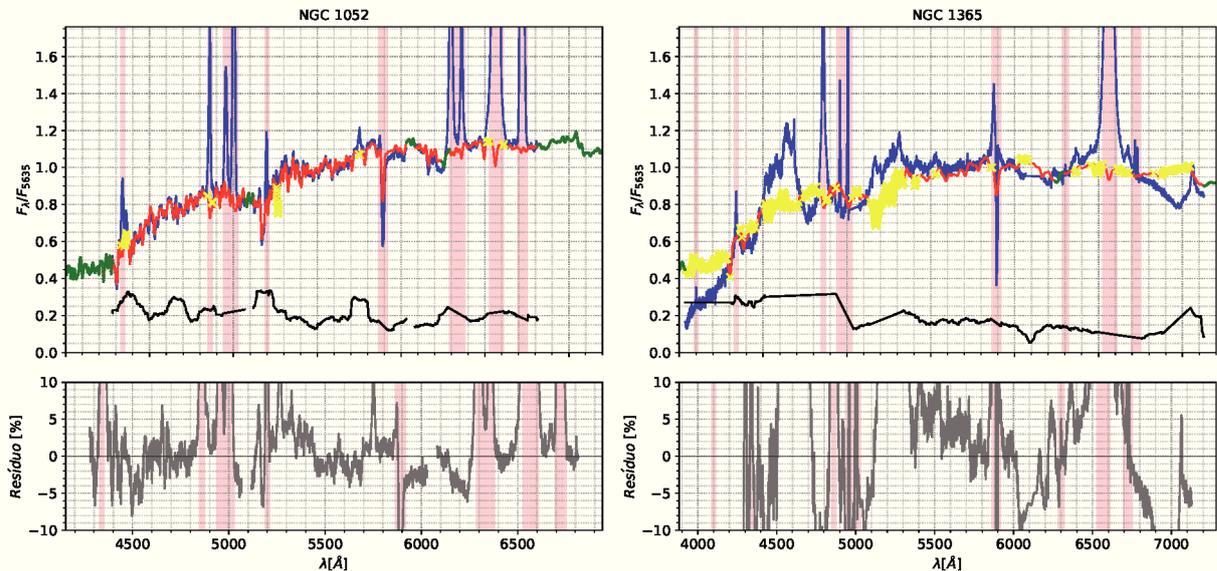
para alertar sobre a importância da verificação dos ajustes finais, visto que esse ajuste não deve ser considerado bom ou ruim, porque o espectro simplesmente não é ajustável, já que o propósito da síntese de populações estelares é recuperar a componente estelar do espectro de uma galáxia e as diversas linhas de emissão e multipletos de Fe contaminam as linhas de absorção, tornando impossível o ajuste. A visualização prévia dos espectros pode evitar tais tentativas de ajuste.

2.4.1 Artefatos instrumentais

Com essa inspeção, pode-se determinar se os pixels rejeitados estão relacionados a linhas de emissão ou artefatos instrumentais. Por artefato instrumental temos, por exemplo, que os três CCDs da câmera usada nas observações com os telescópios Gemini têm um espaçamento físico entre si, *gap*, que implica a perda de informação em duas regiões do espectro, cuja localização depende da rede de difração utilizada. Em nosso caso, esses *gaps*, a princípio, não estavam sendo etiquetados como pixels ruins ou falta de dados, de modo que o STARLIGHT tentava ajustar, sem sucesso, a região. Pontos não devidamente flagueados apenas aparecerão em *plots* como os das Figuras 5 e 6 se forem rejeitados durante o ajuste pelo STARLIGHT, o que ocorrerá

Figura 6 – Exemplos de ajustes com o STARLIGHT.

Ajuste do espectro central do cubo de dados de NGC 1052 (esquerda) e NGC 1365 (direita). Os painéis superiores indicam os espectros observado (azul), modelo (vermelho) e de erros (preto). As faixas em vermelho são regiões mascaradas; os círculos verdes são regiões sem dados observados (nas extremidades) ou sinalizam pixels ruins (ao longo do espectro; *gaps* e região de linhas telúricas); as cruzes em amarelo denotam pixels rejeitados. Os painéis inferiores exibem a variação percentual do resíduo, onde $\Delta = (O_\lambda - M_\lambda)/M_\lambda$.



Fonte: Autoria própria.

se os pontos estiverem dentro do critério de rejeição (quando o desvio entre o fluxo observado e modelo é maior que 4σ). Por isso, é importante, também, conhecer os possíveis artefatos que os dados observados podem conter, e buscar identificá-los como flagueados durante a inspeção dos ajustes.

Os *gaps* são identificados em máscaras com sua posição no espectro e mascarados no procedimento de importação do cubo de dados, feito usando o PyCASSO (§2.3.3). Essas máscaras deveriam ser padrão para cada grade, no entanto, para quase todas as galáxias a posição dos *gaps* dada pela máscara padrão é inconsistente com respectiva localização nos espectros (perceptível pelo formato estranho dos espectros e confirmado com os cubos sem processamento, nos quais as regiões dos *gaps* não têm fluxo). O posicionamento equivocado exclui regiões espectrais como as linhas do tripleto de Mg, utilizadas para obter o índice Mg *b*, como ocorre em IC 1459. Para esses casos, a solução foi identificar a posição correta dos *gaps* em cada cubo e criar máscaras específicas para cada galáxia que, então, são propriamente utilizadas no processo de importação pelo PyCASSO, sanando o problema de pixels clipados e perda de informação útil do espectro observado.

2.4.2 Mapas de adev e pixels rejeitados

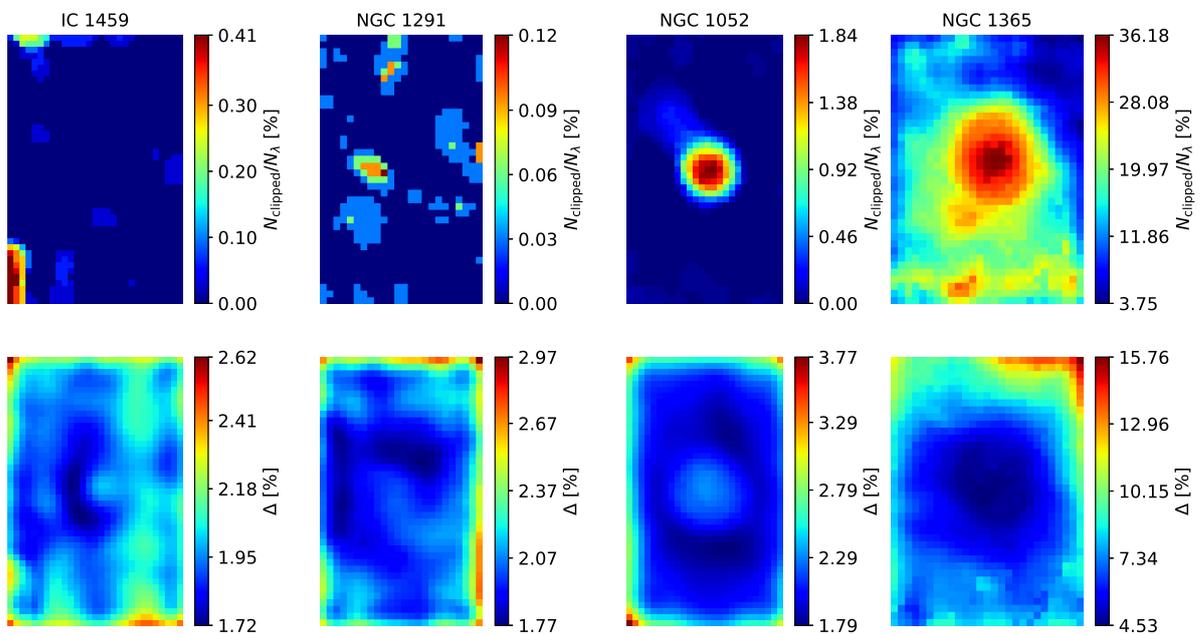
A qualidade dos ajustes pode ser avaliada a partir do indicador de qualidade adev, uma medida da variação percentual média entre os espectros observado, O_λ , e modelo, M_λ , que compara λ a λ os pixels espectrais efetivamente usados no ajuste, segundo a expressão:

$$\bar{\Delta} = \frac{1}{N_{\text{eff}}} \sum_{\lambda} \frac{|O_\lambda - M_\lambda|}{M_\lambda} \quad (4)$$

onde N_{eff} é o número total de pixels efetivamente ajustados, isto é, são excluídos do cálculo as regiões mascaradas, os pixels ruins marcados como flagueados e os pixels rejeitados no ajuste. Em vista dessa definição, é preciso cautela ao considerar um ajuste bom olhando-se apenas o adev, uma vez que o espectro pode ter tido muitos pontos rejeitados, mas aqueles que foram efetivamente ajustados fornecem um adev pequeno e a ideia, equivocada, de bom ajuste. Entendendo-se por bom ajuste aquele que reproduz o espectro observado com maior precisão possível.

Figura 7 – Mapas de indicadores de qualidade.

Os painéis superiores são mapas do percentual de pixels rejeitados durante o ajuste dos espectros. Nos painéis inferiores o índice adev indica a proximidade entre os espectros observado e modelo.



Fonte: Autoria própria.

A Figura 7 mostra o adev e o percentual de pixels rejeitados em cada pixel espacial para as galáxias IC 1459, NGC 1052, NGC 1291 e NGC 1365. Como percebido na Figura 5, os mapas indicam a boa qualidade dos ajustes de IC 1459 e NGC 1291, com menos de 0.5% de

pixels rejeitados e todo campo exibe adev menor que 3%. Em NGC 1052, o adev é superior a 3% apenas nas bordas e o máximo de pixels rejeitados foi de 1.8%, particularmente na região mais central. Nesse caso, os pixels rejeitados estão associados a linhas de emissão além das cobertas pela máscara padrão ou com alargamento maior, onde o mecanismo de *clipping* cumpre seu papel em identificar esses desvios e a qualidade final do ajuste não é afetada. Para a galáxia NGC 1365 o adev é relativamente bom, em torno de 4.5%, na região central, mas o número de pixels rejeitados por espectro é maior que 15% em quase todo campo, atingindo um máximo de 35% na região central, como esperado pelo visto na Figura 6. Lembrando que os mapas de NGC 1365 são usados apenas como um exemplo exagerado, já que o espectro não é ajustável. Isto posto, vale ressaltar a importância do uso conjunto de *plots* dos espectros, como os da Figura 6, com os mapas do adev e número de pixels rejeitados, a fim de analisar com maior segurança a qualidade dos ajustes de todo o cubo.

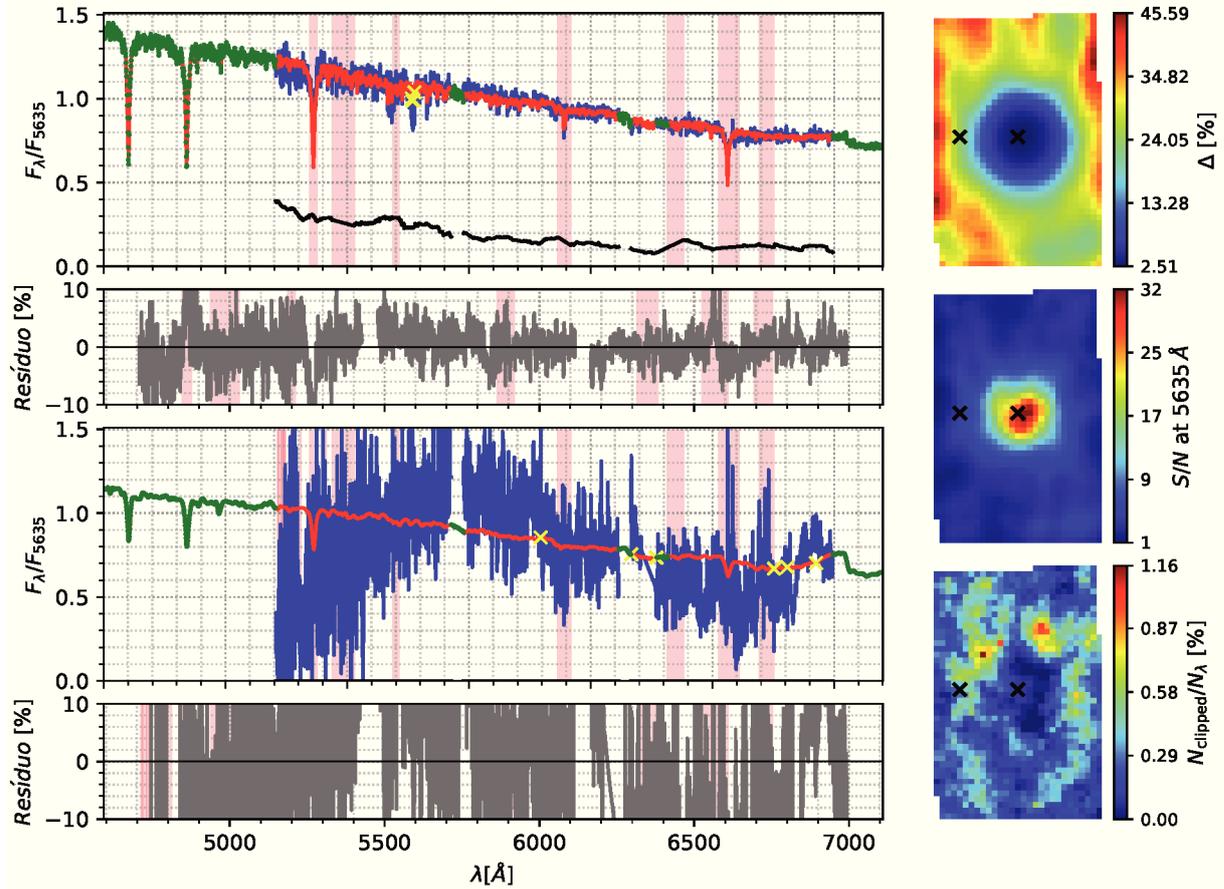
2.4.3 Baixo S/N

Outro ponto a ressaltar é que a qualidade dos dados também afeta a qualidade do ajuste, de modo que o adev será maior quanto menor o S/N (*signal to noise* – sinal sobre ruído) dentro de certo limite (em geral, S/N abaixo de 5–10). Um exemplo desse efeito é observado nos resultados da galáxia NGC 247, para a qual S/N é maior que 10 apenas na região mais central do campo. Na Figura 8 mostramos o espectro do pixel central e outro na borda, na mesma escala, bem como os mapas do adev, S/N e percentual de pixels rejeitados. Percebe-se que o adev cresce com o inverso do S/N, sendo menor quanto maior o S/N. Como o número de pixels rejeitados é pequeno ao longo de todo campo, a baixa qualidade dos ajustes se deve ao baixo S/N nas regiões mais externas. Em casos como esse, existe uma relação direta entre adev e S/N sem a influência de linhas de emissão e outros artefatos. Há outros casos semelhantes a esse dentre as espirais da amostra, as quais exibem os menores valores de S/N. Em todos os casos de $S/N < 10$ as propriedades estelares foram afetadas, de modo que os mapas são apresentados no Capítulo 4 com as regiões de baixo S/N devidamente mascaradas.

Em suma, dentre os exemplos apresentados acima, é possível ver que não há um único indicador de qualidade que possa ser usado sem o auxílio de qualquer outro. Embora ao trabalhar com centenas ou milhares de espectros seja desafiador ou impossível verificar individualmente a qualidade dos mesmos, é importante usar um conjunto de indicadores para garantir

Figura 8 – Baixo S/N nos dados da galáxia NGC 247.

Esquerda: Ajustes em dois pixels no centro (painéis superiores) e na borda (painéis inferiores), conforme indicado pelo x nos mapas à direita. Os símbolos e cores são conforme legenda da Figura 6. *Direita:* Mapas de adev, S/N no comprimento de onda de normalização, $\lambda_0 = 6535 \text{ \AA}$, e percentual de pixels rejeitados; na ordem de cima para baixo.



Fonte: Autoria própria.

que os ajustes sejam, de fato, de boa qualidade. Para isso, deve-se verificar conjuntamente a qualidade dos dados, em termos de S/N e número de pixels ruins; o número de pixels rejeitados por pixel espacial relativo ao número de pixels efetivamente usados no ajuste; e o adev. No caso da qualidade dos dados, pode-se verificar se há correlação entre S/N e adev, como um indicador de que o adev está refletindo a qualidade dos dados ao invés do grau de aproximação entre espectros observado e modelo.

3 RELEVÂNCIA DA COBERTURA ESPECTRAL PARA A SÍNTESE DE POPULAÇÕES ESTELARES

Neste capítulo verificaremos como a cobertura espectral dos dados afeta as estimativas das propriedades estelares obtidas através do STARLIGHT. Para tal, ajustaremos os espectros de uma amostra de 86 galáxias do SDSS em dois intervalos diferentes. Utilizaremos a faixa de 4500 a 7000 Å para representar a cobertura espectral nos dados do projeto DIVING^{3D}, e a faixa de 3700 a 7000 Å para a cobertura típica de estudos baseados no STARLIGHT. Ambos os ajustes serão realizados com a mesma base, e as propriedades obtidas serão comparadas, de modo a evidenciar possíveis diferenças causadas pela mudança na cobertura espectral. Além disso, investigaremos os efeitos do corte na cobertura espectral usando quatro bases de modelos de SSPs diferentes para ajustar ambos os intervalos, e assim verificar como a escolha da base pode interferir nestas estimativas.

3.1 COBERTURA ESPECTRAL E INDICADORES DE POPULAÇÕES ESTELARES

A região azul do espectro óptico contém importantes indicadores da idade e metalicidade de populações estelares. A descontinuidade em 4000 Å, em particular, é muito sensível à idade, e, em menor medida, à metalicidade. A descontinuidade de Balmer, na região $\lambda \lesssim 3650$ Å, também pode ser usada para estimar idade. A intensidade relativa das linhas de Ca II H e K (3969 e 3934 Å, respectivamente) indica qual população estelar domina o espectro – quando o espectro é dominado por populações estelares velhas, a intensidade de Ca II K é maior em relação à Ca II H, o contrário ocorre quando populações jovens dominam o espectro (SÁNCHEZ ALMEIDA et al. 2012).

A análise de índices espectrais com o método PCA, realizada por Yip et al. (2014), mostrou que a região azul do espectro contém mais informação no que tange a populações estelares, principalmente para a estimativa de idade e metalicidade, sendo os índices $D_n(4000)$, $H\beta$ e $H\delta$ (TRAGER et al. 1998) os três mais informativos, em ordem decrescente de importância. No entanto, as regiões do $D_n(4000)$ e $H\delta$ não são observadas dentro das duas faixas espectrais definidas no projeto DIVING^{3D} (4250–7000 Å e 4800–6890 Å, para galáxias *early-type* e *late-type*, respectivamente) e o índice $H\beta$ é geralmente contaminado por emissão nebular, inviabilizando sua utilização como traçador de populações estelares.

Nesse contexto, realizamos alguns experimentos que visam verificar a importância da

cobertura espectral na estimativa das propriedades das populações estelares de uma galáxia através da síntese espectral. Mais especificamente, investigamos se a ausência da região entre 3700 e 4500 Å afeta de maneira significativa as propriedades físicas obtidas através do STARLIGHT, e se o código é capaz de recuperar propriedades similares independente da cobertura espectral. Além disso, também avaliamos se e como a escolha da base de SSPs interfere nos possíveis efeitos da cobertura espectral.

3.2 AMOSTRA

Para estes experimentos, tendo em vista a similaridade entre as amostras, buscamos na base de dados do SDSS os espectros das galáxias observadas no Palomar Survey (HO; FILIPPENKO; SARGENT, 1997). No entanto, apenas 89 das 486 galáxias tinham espectro disponível. E, apesar da amostra geral do Palomar ter características semelhantes às aquelas do projeto DIVING^{3D}, essas 89 galáxias são, em maioria, espirais, e algumas exibem atividade nuclear do tipo Seyfert e LINER, de acordo com a base de dados *NASA/IPAC Extragalactic Database* (NED⁵). Ademais, não foi possível ajustar o espectro de três AGNs devido às linhas de emissão, restando apenas 86 espectros na amostra final, dentre os quais 72 são galáxias espirais, 12 lenticulares e 2 elípticas.

3.3 EFEITO DA COBERTURA ESPECTRAL

A fim de verificar se o intervalo espectral afeta as estimativas, comparamos as propriedades físicas das populações estelares (fração de luz, idade, metalicidade, extinção e dispersão de velocidade) obtidas através do STARLIGHT em duas coberturas espectrais diferentes. Os espectros do SDSS têm cobertura de aproximadamente 3700 a 9000 Å, no entanto, ajustamos cada espectro em dois intervalos distintos: de 3700 a 7000 Å (doravante R37) e de 4500 a 7000 Å (doravante R45). O intervalo R45 representa a cobertura espectral dos dados do DIVING^{3D} e o R37 representa a faixa espectral típica de estudos baseados no STARLIGHT.

Uma vez que os espectros do SDSS têm cobertura de aproximadamente 3700 a 9000 Å, esses serão os limites (comprimentos de onda inicial e final) para o ajuste de todos os espectros da nossa amostra. Para obter as faixas de interesse, usamos máscaras específicas que cobrem toda a região de 3700 a 4500 Å e acima de 7000 Å para R45; sendo esta última máscara também

⁵ NED: <http://ned.ipac.caltech.edu/>

aplicada a R37. É importante ressaltar que o STARLIGHT não ajusta as regiões mascaradas. Utilizamos tais máscaras para verificar se o modelo final obtido com a faixa R45 reproduz todo o espectro observado, bem como comparar a previsão dos ajustes da faixa R45 no intervalo entre 3700 e 4500 Å.

Nestes experimentos também consideramos diferentes bases a fim de investigar se a escolha destas minimiza ou maximiza os possíveis efeitos de uma menor cobertura espectral. Utilizamos três conjuntos de modelos distintos para compor as seguintes bases:

- ★ *BC*: $N_{\star} = 150$ SSPs; 25 idades, $t_{\star} = 10^6$ a 18×10^9 anos; e 6 metalicidades, $Z = 0.005, 0.02, 0.2, 0.4, 1$ e $2.5 Z_{\odot}$. Modelos de síntese evolucionária de Bruzual e Charlot (2003) baseados na biblioteca estelar empírica STELIB (LE BORGNE et al. 2003) e IMF de Chabrier (2003). Também usamos uma variação desta base, que será chamada *BC2*, reduzindo o número de metalicidades para 4, de onde retiramos as duas menores, restando $Z = 0.2, 0.4, 1$ e $2.5 Z_{\odot}$.
- ★ *GM*: $N_{\star} = 156$ SSPs; 39 idades, $t_{\star} = 10^6$ a 14×10^9 anos; e 4 metalicidades, $Z = 0.2, 0.4, 1$ e $1.5 Z_{\odot}$. Modelos de Vazdekis et al. (2010) baseados na biblioteca estelar empírica MILES (SÁNCHEZ1-BLÁZQUEZ et al. 2006) e modelos para estrelas jovens de González Delgado et al. (2005) baseados na biblioteca GRANADA (MARTINS et al. 2005). Utiliza IMF de Salpeter.
- ★ *MILES*: $N_{\star} = 120$ SSPs; 20 idades, $t_{\star} = 3 \times 10^7$ a 14×10^9 anos; 6 metalicidades, $Z = 0.4, 0.5, 1, 1.2, 1.5$ e $2 Z_{\odot}$, e abundância química $[\alpha/\text{Fe}]=0.4$. Modelos de síntese evolucionária com variação na abundância de elementos α de Vazdekis et al. (2015), baseados na biblioteca estelar empírica MILES (SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ et al. 2006), isócronas de Pietrinferni et al. (2006) e correções diferenciais a partir de modelos teóricos de Coelho et al. (2005, 2007). Utiliza IMF de Salpeter

3.3.1 Cor dos espectros

A maior parte da amostra (72 galáxias) é composta por galáxias espirais. No entanto, embora sejam em maioria espirais *late-type*, algumas exibem espectro semelhante ao de galáxias *early-type*. Isso é devido ao diâmetro de $3''$ das fibras do SDSS, que permite observar apenas o bojo dominado por populações estelares velhas. Os diferentes espectros refletem a população

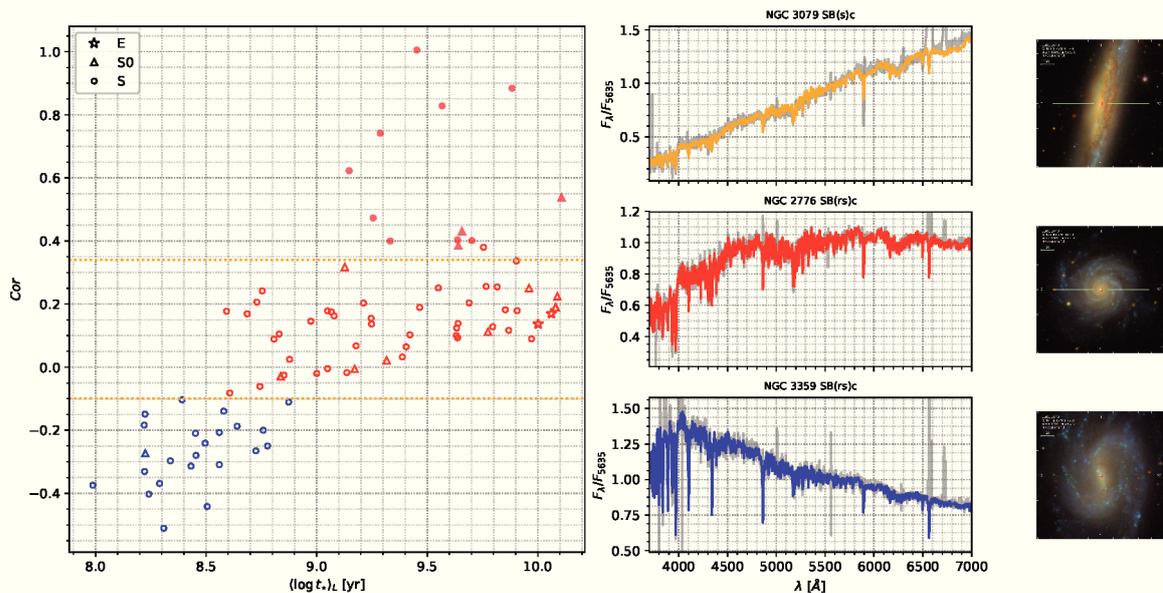
estelar dominante, assim, definimos uma cor para dividi-los quantitativamente e verificar possíveis tendências nos resultados dos ajustes de acordo com o tipo de espectro. Para tal, definimos as bandas azul e vermelha nas regiões entre 4500 e 4700 Å, e entre 6300 a 6500 Å, respectivamente, e medimos no espectro modelo, para evitar linhas de emissão, o fluxo médio nessas bandas, obtendo a cor observada a partir da expressão:

$$Cor_{\text{obs}} = -2.5 \times \log \left(\frac{F_a}{F_v} \right) \quad (5)$$

onde F_a e F_v são os fluxos médios nas bandas azul e vermelha, respectivamente.

Figura 9 – Relação cor vs idade média.

Esquerda: Relação entre cor e idade média ponderada pela luz. Estrelas, triângulos e círculos denotam galáxias elípticas, lenticulares e espirais, respectivamente, cujos espectros têm aspecto típico de galáxias *early-type* (vermelho) ou *late-type* (azul). Símbolos cheios indicam espectros avermelhados. As linhas horizontais em laranja marcam as cores -0.1 e 0.34 , definidas no texto, que separam as galáxias em três grupos. *Entre meio:* Espectros observado (cinza) e modelos representativos da amostra para cada subgrupo de cor, correspondentes aos espectros avermelhados (laranja), *early-type* (vermelho) e *late-type* (azul), na sequência de cima para baixo. *Direita:* Imagens das galáxias correspondentes aos espectros ao lado.



Fonte: Autoria própria. *Direita:* SDSS.

Como veremos posteriormente, há uma relação entre essa cor e as propriedades médias (idade e metalicidade) obtidas a partir da síntese espectral. Por ora, na Figura 9 mostramos a cor em função da idade média ponderada pela luz, ambas obtidas a partir dos ajustes com a base BC. É perceptível uma separação dos espectros em termos tanto da cor quanto da idade média. Dividimos os espectros em três grupos com cortes em -0.1 e 0.34 , conforme indicado pelas linhas horizontais em laranja na Figura 9. Nessa figura, estrelas, triângulos e círculos denotam galáxias elípticas, lenticulares e espirais, respectivamente. Os símbolos cheios denotam galáxias

com espectro avermelhado. Por simplicidade, durante o texto chamaremos de espectros azuis aqueles com cor menor que -0.1 e espectros vermelhos aqueles com cor entre -0.1 e 0.34 ; a separação em idade entre esses dois grupos é observada em $\langle \log t_* \rangle_L \sim 9.0$ dex, embora haja uma região compartilhada de ~ 0.5 dex, entre 8.5 e 9.0 dex⁶. Acima de 0.34 estão os espectros avermelhados. Cabe ressaltar que o uso dessa cor para indicar diferentes tipos de espectros é meramente ilustrativo, inserido após constatar tendências nos resultados da síntese de acordo com o aspecto do espectro, sendo típico de galáxias *early-* ou *late-type*.

Para exemplificar a composição da nossa amostra, usamos três galáxias de mesmo tipo morfológico, SB(rs)c, cujos espectros e imagens do SDSS também são mostrados na Figura 9. Na galáxia NGC 3079, o posicionamento da fibra incide sobre o disco de poeira, como sugerido pelo espectro. Em ambas as galáxias vistas de frente, a região central tem cor mais vermelha que os braços espirais, e, comparando as duas entre si, a galáxia NGC 3359 tem núcleo mais azul que NGC 2776. Nesses casos, a diferença nos espectros se deve a quantidade do bojo capturada pela fibra do SDSS.

3.3.2 Propriedades das populações estelares em diferentes coberturas espectrais

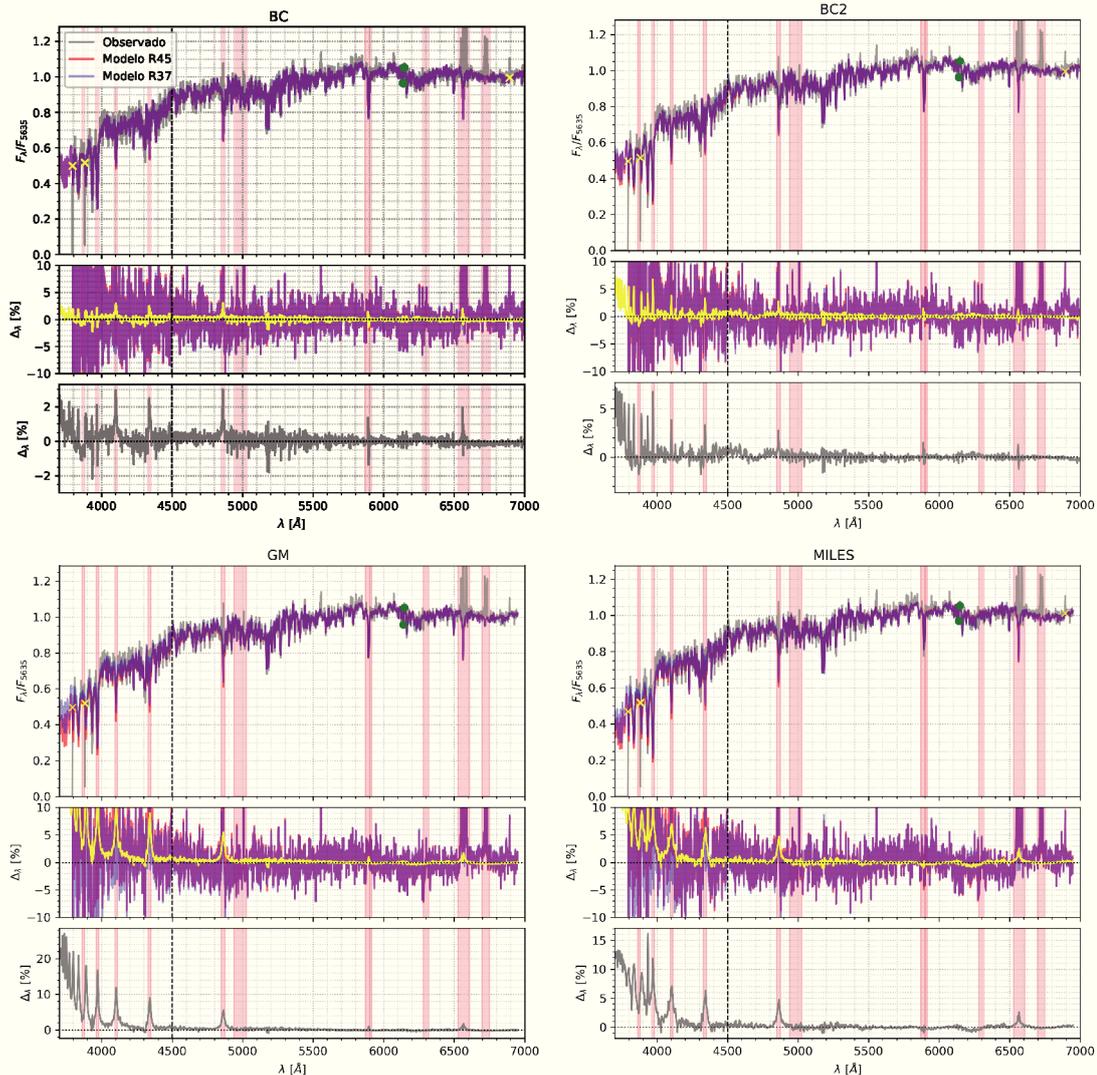
A Figura 10 mostra os resultados do ajuste para a galáxia NGC 2742 com as quatro diferentes bases (BC, BC2, GM e MILES). Para normalizar os espectros, utilizamos o fluxo mediano em uma janela de 90 \AA centrada em 5635 \AA ($5590\text{--}5680 \text{ \AA}$). Para cada base, apresentamos um conjunto de três painéis para maior clareza do espectro residual. Em cada conjunto o primeiro painel exhibe: espectros observado (preto) e modelos nas faixas R37 (azul) e R45 (vermelho); espectro de erros (cinza); pixels rejeitados no ajuste (cruz amarela); e pixels danificados (círculo verde). O segundo painel contém a variação percentual entre os espectros observado e modelos, onde $\Delta = (O - M_i)/M_i$ e o índice i referencia os modelos R37 (azul) e R45 (vermelho). A cor roxa é resultante da superposição dos modelos. Ainda assim, nos pontos de maior divergência entre os modelos é possível ver suas cores individuais, como por exemplo, na região abaixo de 4500 \AA dos ajustes com as bases GM e MILES. O terceiro painel exhibe a variação percentual (cinza; também plotado em amarelo no segundo painel) entre os dois modelos, para os quais $\Delta = (M_{R37} - M_{R45})/M_{R45}$. A linha vertical preta sinaliza o limite inicial da faixa R45 ($\lambda = 4500 \text{ \AA}$), e as faixas verticais em vermelho denotam as regiões de linhas de emissão e absorção mascaradas. Foram adotadas máscaras específicas para dez galáxias da

⁶ As idades médias serão referidas em dex, significando $\langle \log t_* \rangle$ em unidades de anos.

amostra devido a linhas de emissão além das elencadas na máscara padrão.

Figura 10 – Exemplos de ajuste com as bases BC, BC2, GM e MILES.

Espectro da galáxia NGC 2742 ajustado com as quatro bases diferentes. A base é indicada no primeiro painel de cada conjunto de três painéis, os quais contêm: 1º painel – espectros observado (preto), modelos nas faixas R45 (vermelho) e R37 (azul), espectro de erros (cinza); pixels rejeitados no ajuste (cruz amarela); e pixels danificados (círculo verde); 2º painel – variação percentual entre os espectros observado e modelos, sendo $\Delta = (O - M_i)/M_i$, onde o índice i referencia os modelos R37 (azul) e R45 (vermelho). O espectro em amarelo é a variação percentual entre os modelos, sendo $\Delta = (M_{R37} - M_{R45})/M_{R45}$, que é melhor distinto no 3º painel. As faixas verticais em vermelho presentes em todos os painéis são regiões mascaradas. A linha vertical preta marca o limite inicial da faixa R45, em $\lambda = 4500 \text{ \AA}$.



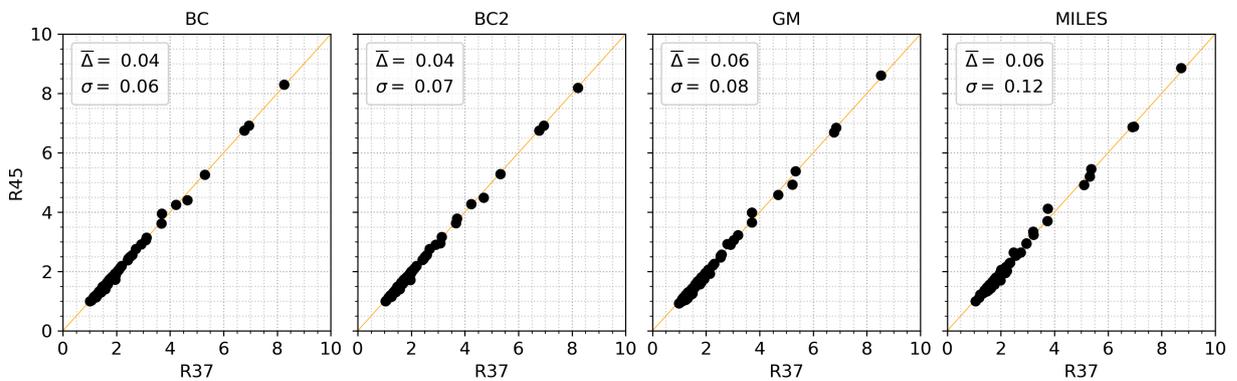
Fonte: Autoria própria.

Como dito anteriormente, o STARLIGHT não ajusta as regiões mascaradas, no entanto, é interessante notar a similaridade entre os espectros modelos na região abaixo de 4500 \AA (mascarada em R45), principalmente no ajuste com a base BC. Contudo, esse grau de similaridade não está presente nos ajustes com todas as bases, visto que há maior divergência entre os modelos das bases GM e MILES, cuja variação percentual é maior que 10% nas linhas da série de Balmer. Para a base BC2 a variação é de cerca de 5%, também maior que o obtido para a

base BC. Como as regiões mascaradas são desconsideradas no cálculo do índice adev, este demonstra a boa qualidade dos ajustes independente da cobertura espectral e base utilizadas, com valores menores que 5% para a maior parte da amostra, como mostra a Figura 11. Calculamos o adev entre 4500 e 6900 Å, que contém as regiões efetivamente ajustadas em ambas as faixas. Para todas as bases, a variação média entre os modelos é de $\sim 0.05\%$. No entanto, apesar da similaridade, considerando diferentes coberturas e bases, há múltiplas soluções em termos de propriedades das populações estelares, assim deve-se perguntar o quanto esse pequeno desvio pode alterar significativamente as propriedades derivadas.

Figura 11 – Indicador de qualidade dos ajustes.

Comparação do adev medido na região entre 4500 e 6900 Å a partir dos ajustes das faixas R37 e R45. Cada painel indica o resíduo médio, $\bar{\Delta}$, onde $\Delta = R45 - R37$, e o desvio padrão, σ .



Fonte: Autoria própria.

Vejamos agora como essas diferentes configurações de ajuste se refletem nas propriedades derivadas, a começar pelo vetor de populações, x_j , o qual compactamos em *bins* de idade, da seguinte forma: jovem, $x_Y, t_* < 10^8$ anos; idade intermediária, $x_I, 10^8 \leq t_* < 10^{10}$ anos; e velha, $x_O, t_* \geq 10^{10}$ anos. O vetor de populações condensado garante maior robustez dos resultados, visto que reúne a informação espalhada entre idades intermediárias (CID FERNANDES et al. 2005). A escolha dos limites de idade foi baseada no valor que minimiza o desvio padrão nos ajustes com a base BC, sendo estes aplicados a todos os ajustes, inclusive àqueles com a base MILES, que não contém SSPs mais jovens que 3×10^7 anos.

O efeito do corte na cobertura espectral sobre esses vetores pode ser visto na Figura 12, onde são comparados os resultados para as quatro bases. Cada painel contém os valores médios do resíduo entre os vetores, onde $\Delta = R45 - R37$, e o desvio padrão correspondente, σ , também apresentados na Tabela 1. Em geral, para todas as bases, os vetores mostram um aumento da fração de populações jovens e velhas quando se usa a faixa R45, em contrapartida, a fração de populações com idade intermediária diminui para esta faixa. Isso mostra que a fração

em populações intermediárias está sendo transferida para as outras populações, principalmente para as populações jovens, produzindo, assim, o maior espalhamento observado na Figura 12. O vetor de idade intermediária tem maior variação nos ajustes com a base GM, cuja fração é, em média, $-12 \pm 13\%$ menor quando usada a faixa R45. Os ajustes com a base MILES exibem maior dispersão em todos os vetores, sendo 17% para x_I , e têm variação média de apenas 0.2% nas populações jovens, para as quais a fração de luz atinge entre 40 e 80%, em contraste com as demais bases, onde o máximo atingido é de 40%. Esse comportamento sugere que o corte na cobertura espectral, nesta região específica, dificulta a síntese espectral na distinção de populações com idade intermediária.

Na Figura 13 comparamos as estimativas de idade e metalicidade médias ($\langle \log t_* \rangle_L$ e $\langle \log Z_*/Z_\odot \rangle_L$), extinção (τ_V) e dispersão de velocidade (σ_*). A dispersão nas estimativas varia entre 0.13 e 0.26 dex para a idade média, e entre 0.08 e 0.13 dex para a metalicidade média (Ver Tabela 1.). Nos ajustes com todas as bases percebe-se, de modo geral, uma diminuição na idade média e aumento na extinção quando usada a faixa R45.

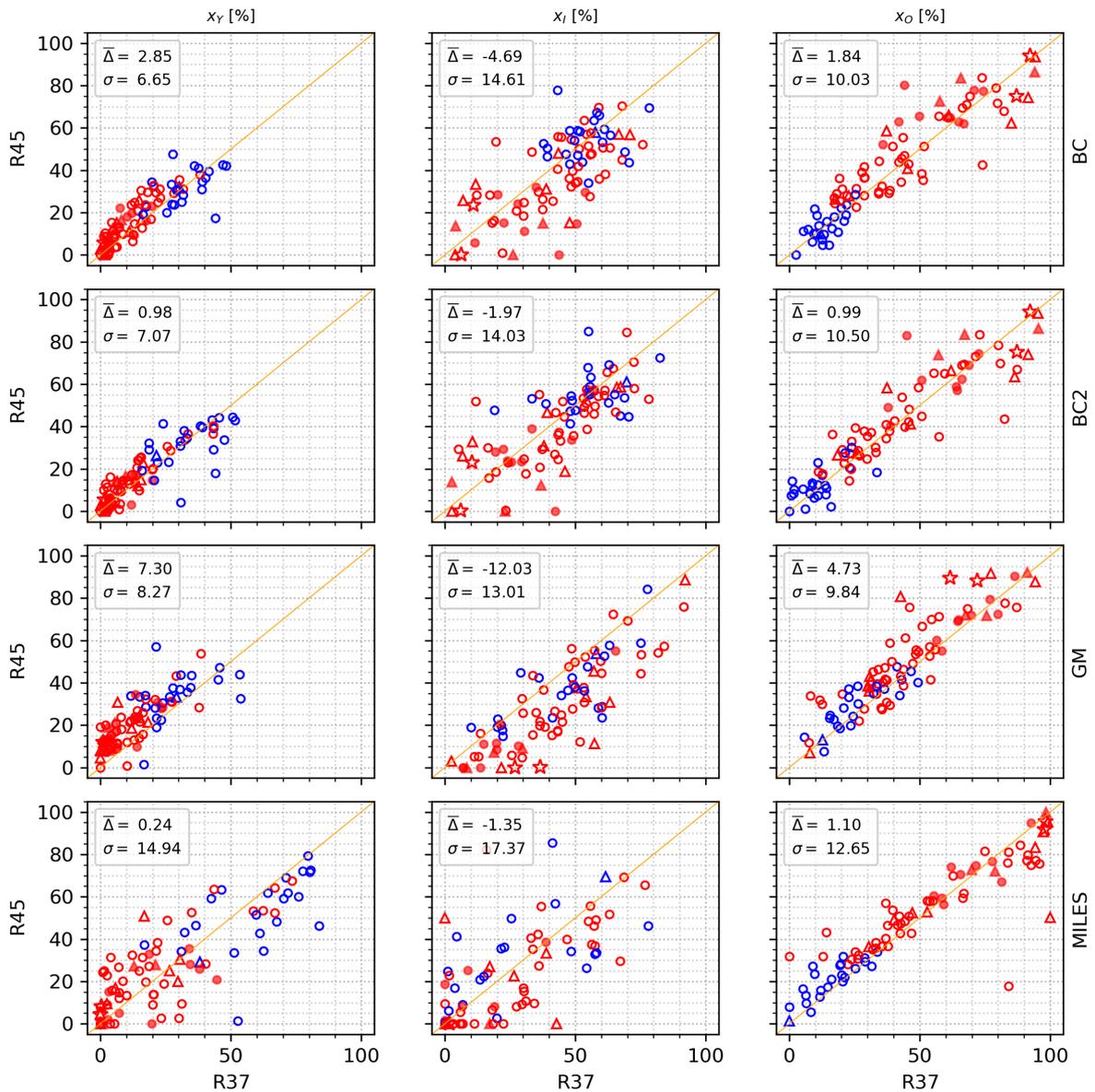
Tabela 1: Desvio médio ($\Delta = R45 - R37$) e dispersão rms entre as estimativas das propriedades estelares nas duas coberturas espectrais.

Propriedade	BC	BC2	GM	MILES
$\overline{\Delta x_Y} [\%]$	2.85 ± 6.65	0.98 ± 7.07	7.30 ± 8.27	0.24 ± 14.94
$\overline{\Delta x_I} [\%]$	-4.69 ± 14.61	-1.97 ± 14.03	-12.03 ± 13.01	-1.35 ± 17.37
$\overline{\Delta x_O} [\%]$	1.84 ± 10.03	0.99 ± 10.50	4.73 ± 9.84	1.10 ± 12.65
$\overline{\Delta} \langle \log t_* \rangle_L$ [yr]	-0.04 ± 0.13	-0.03 ± 0.16	-0.02 ± 0.20	-0.06 ± 0.26
$\overline{\Delta} \langle \log Z/Z_\odot \rangle_L$	-0.02 ± 0.13	0.00 ± 0.08	0.08 ± 0.09	0.08 ± 0.09
$\overline{\Delta} \tau_V$	0.05 ± 0.10	0.04 ± 0.09	0.11 ± 0.12	0.09 ± 0.12
$\overline{\Delta} \sigma_*$ [km s^{-1}]	9.60 ± 16.33	8.37 ± 15.50	3.79 ± 10.12	4.14 ± 12.15

Embora a variação média indique a diminuição na idade, a distribuição desta exibe um comportamento distinto entre os espectros de acordo com a cor (§3.3.1). Para espectros azuis, a idade aumenta, ao passo que diminui para os espectros vermelhos. No caso dos espectros avermelhados, o comportamento varia de acordo com a base utilizada. Em geral, a extinção aumenta sem distinção entre os espectros, de modo que a degenerescência idade-extinção pode ser sugerida para os espectros vermelhos. Além disso, nos ajustes com todas as bases, os espectros vermelhos têm idade superior a ~ 9 dex, com similar separação também perceptível na metalicidade média, embora haja maior grau de superposição entre os dois grupos. Note que, por construção, apenas para a base BC a metalicidade assume valores abaixo de -0.5 dex, sendo em média -0.02 dex menor nos ajustes da cobertura R45, em contrapartida, nos ajustes com as bases GM e MILES há um aumento médio de 0.08 dex. Já a extinção aumenta

Figura 12 – Vetor de populações.

Vetor de populações condensado em *bins* de idade (x_Y, x_I, x_O) obtido no ajuste das faixas R45 e R37. As bases são indicadas na coluna à direita dos *plots*.



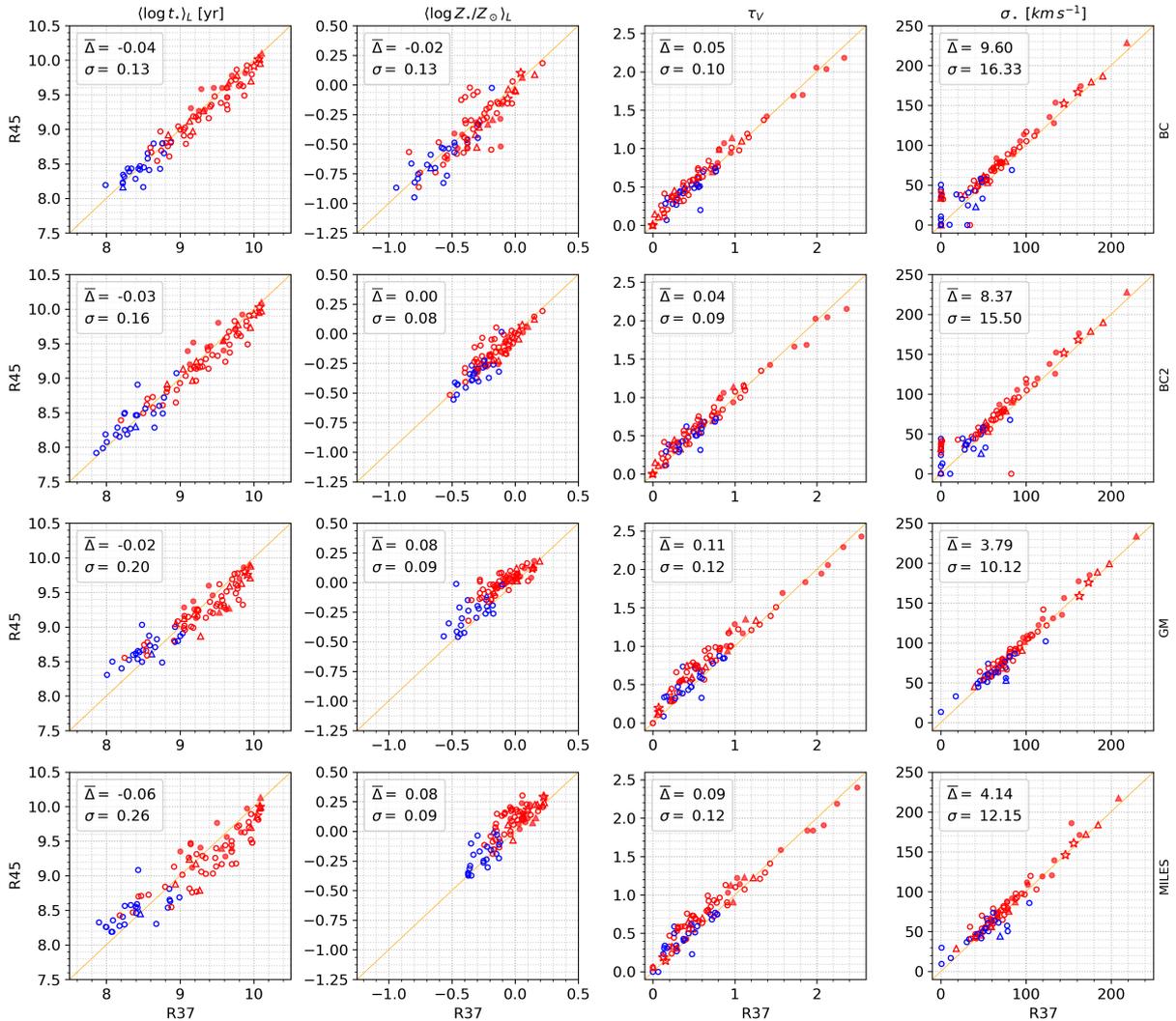
Fonte: Autoria própria.

nos ajustes da cobertura R45 com todas as bases, sendo maior com as bases GM e MILES. Curiosamente, os espectros mais avermelhados têm estimativa de extinção menor quando usada a cobertura R45.

Para todas as bases, percebe-se um aumento na dispersão de velocidade quando ajustamos a cobertura R45, sendo menor para as bases GM e MILES. Com as bases BC e BC2 alguns modelos têm dispersão de velocidade zero nos ajustes da faixa R37 e passam a ter até 50 km s^{-1} quando ajustamos a faixa R45. Em contraste, quase todos os modelos obtidos com as bases GM e MILES têm dispersão de velocidade maior que zero na faixa R37, sendo que a maior

parte dos espectros são ajustados com $\sigma_* > 50 \text{ km s}^{-1}$. Tais diferenças a baixos valores de σ_* não são relevantes se lembrarmos que a resolução espectral dos dados SDSS é de 70 km s^{-1} .

Figura 13 – Propriedades das populações estelares obtidas nos ajustes das coberturas R37 e R45. Comparação das estimativas para idade e metalicidade médias, extinção e dispersão de velocidade. Cada linha indica uma base diferente. Os símbolos e cores são conforme descritos na Figura 9. Para comparação dos resultados é adicionada uma reta 1:1.



Fonte: Autoria própria.

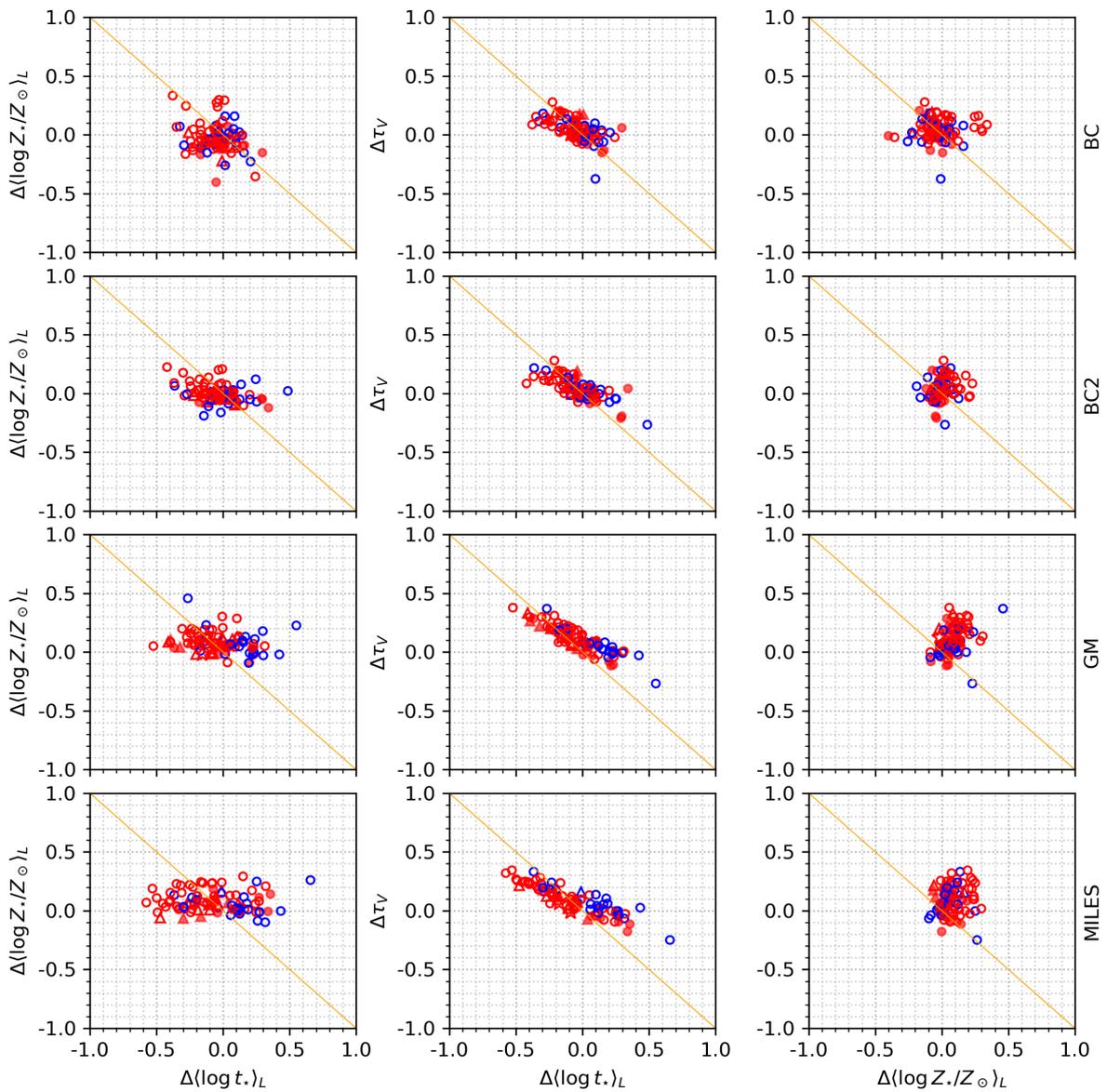
Esses resultados deixam evidente a influência da cobertura espectral nas estimativas dessas propriedades, e indica que a configuração da base também interfere nas medidas. Notamos, por exemplo, nos resultados da base BC2, como a redução da faixa de metalicidades produz maior proximidade entre as estimativas das coberturas R37 e R45, com menor variação média e dispersão, exceto pela idade média, cuja dispersão é 0.03 dex maior.

A fim de verificar se há degenerescência entre as propriedades, mostramos na Figura 14 a distribuição dos resíduos $\Delta = R45 - R37$, de modo a evidenciar possíveis correlações. Nessa

figura, é notória a anti-correlação idade-extinção, já constatada na distribuição das propriedades estelares da Figura 13, assinalando a compensação da idade mais jovem atribuída aos espectros vermelhos com um aumento na extinção. A princípio, a extinção aumenta sem distinção entre os espectros, no entanto, vê-se, a partir dos resíduos, que a variação é menor para os espectros azuis, de modo que a degenerescência idade-extinção parece afetar mais os espectros vermelhos. Já a variação na metalicidade é constante independente da variação em idade, mas note que,

Figura 14 – Relação entre resíduos das propriedades estelares.

Relação entre os resíduos das propriedades $\langle \log t_* \rangle_L$, $\langle \log Z_* \rangle_L$ e τ_V para os ajustes com as bases BC, BC2, GM e MILES. Para cada propriedade o resíduo é dado por $\Delta = R45 - R37$.



Fonte: Autoria própria.

especificamente para as bases GM e MILES, a variação em idade é, em geral, positiva para os espectros azuis e negativa para os vermelhos. Isso ocorre porque, usando essas bases, o ajuste

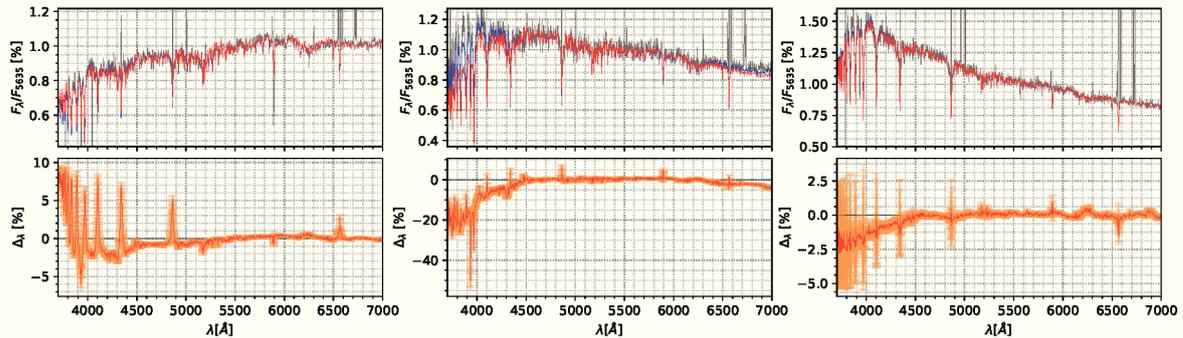
da cobertura R45 fornece maiores estimativas de idade para a maior parte dos espectros azuis.

3.3.3 Verificando efeitos da inicialização randômica

No arquivo de *grid* para usar o STARLIGHT deve-se informar um número inteiro (o “seu número de telefone”), que é usado para inicializar um gerador de números randômicos, de modo que a cada espectro no arquivo de *grid* será associado um número diferente. Nesta seção investigamos a influência desta inicialização randômica nos resultados obtidos pelo STARLIGHT, isto é, de quanto variam, estatisticamente, os resultados quando repetimos 100 vezes o ajuste do mesmo espectro, variando apenas o “número de telefone”. Com essa finalidade, foi criado um arquivo de *grid* contendo, separadamente, uma repetição de 100 vezes o espectro de três galáxias da amostra (NGC 2543, NGC 3043, NGC 3600). Utilizamos a base BC nestes ajustes.

Figura 15 – Efeitos da inicialização randômica do STARLIGHT.

Comparação entre os modelos das faixas R37 e R45 para as 100 execuções do STARLIGHT. *Painéis superiores*: Espectro observado (azul) e espectro modelo médio (vermelho). *Painéis inferiores*: Resíduo espectral médio (vermelho), $\bar{\Delta}_\lambda$, com as barras de desvio padrão (laranja), σ_λ ; sendo o resíduo $\Delta_\lambda = R45_\lambda - R37_\lambda$.



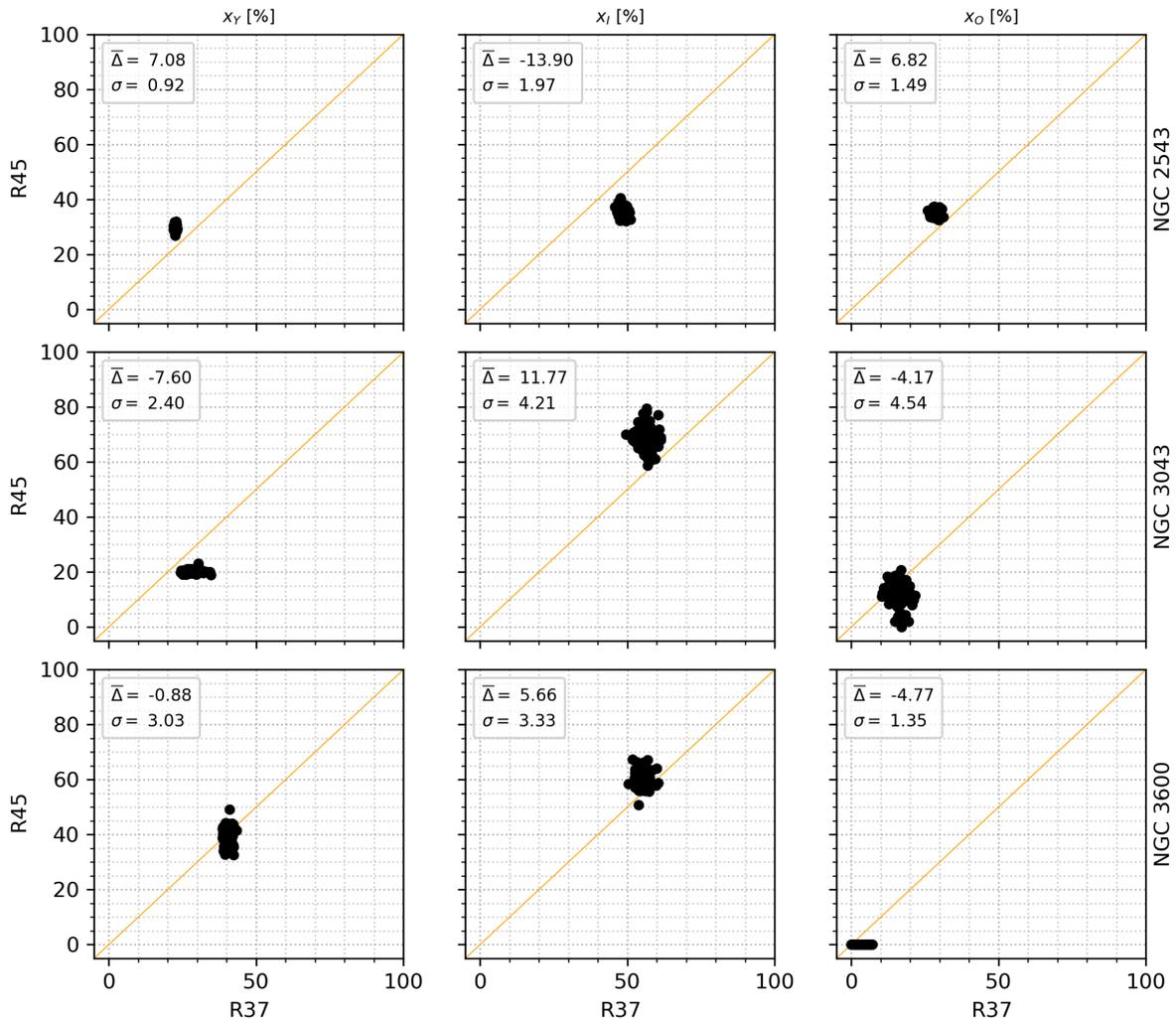
Fonte: Autoria própria.

Na Figura 15 os painéis superiores mostram o espectro observado (em azul) e a média dos 100 modelos (em vermelho); e nos painéis inferiores a curva em vermelho é o espectro residual médio com as barras indicando o desvio padrão em cada comprimento de onda, σ_λ . Nos painéis do centro (NGC 3043), vemos a diferença entre espectros observado e modelo, cuja variação percentual é cerca de 20% entre 3700 e 4000 Å, e atinge valores maiores que 40% em torno de 4000 Å. Não há grandes variações entre os modelos, como perceptível pelas barras de erro. No painel da esquerda (NGC 2543), a diferença entre espectros observado e modelo é maior que 5%, principalmente nas linhas da série de Balmer, e também não exibe grande variação entre os modelos. Já no painel da direita (NGC 3600) os modelos têm as maiores variações entre todas as 100 execuções, como notado pelas barras de erro, embora a variação média seja

de 2.5%, menor que nos outros casos. A maior divergência entre os 100 ajustes está nas regiões mascaradas, sendo ainda maior nas regiões com máscara extensa, isto é, nas regiões subadjacente às linhas de emissão ou absorção mascaradas ao longo da faixa efetivamente ajustada, o resíduo é relativamente menor que o resíduo na faixa espectral mascarada. Isso pode ser porque, apesar de não ajustar as linhas, a região circum-adjacente pode garantir maior similaridade com o nível do contínuo, já que a profundidade só é possível atingir com o efetivo ajuste da linha. Considerando apenas os comprimentos de onda efetivamente ajustados, os espectros diferem por apenas 0.4–0.7% dentro da região comum, de 4500 a 7000 Å. Em média, as variações no fluxo dos 100 espectros modelo são menores que 0.5%, sugerindo que a inicialização randômica não influencia, de maneira significativa, os resultados do STARLIGHT, isto é, os ajustes são, estatisticamente, equivalentes.

Figura 16 – Vetor de populações estelares.

Vetor de populações para a sequência de 100 ajustes das faixas R37 e R45. Cada linha indica uma galáxia.

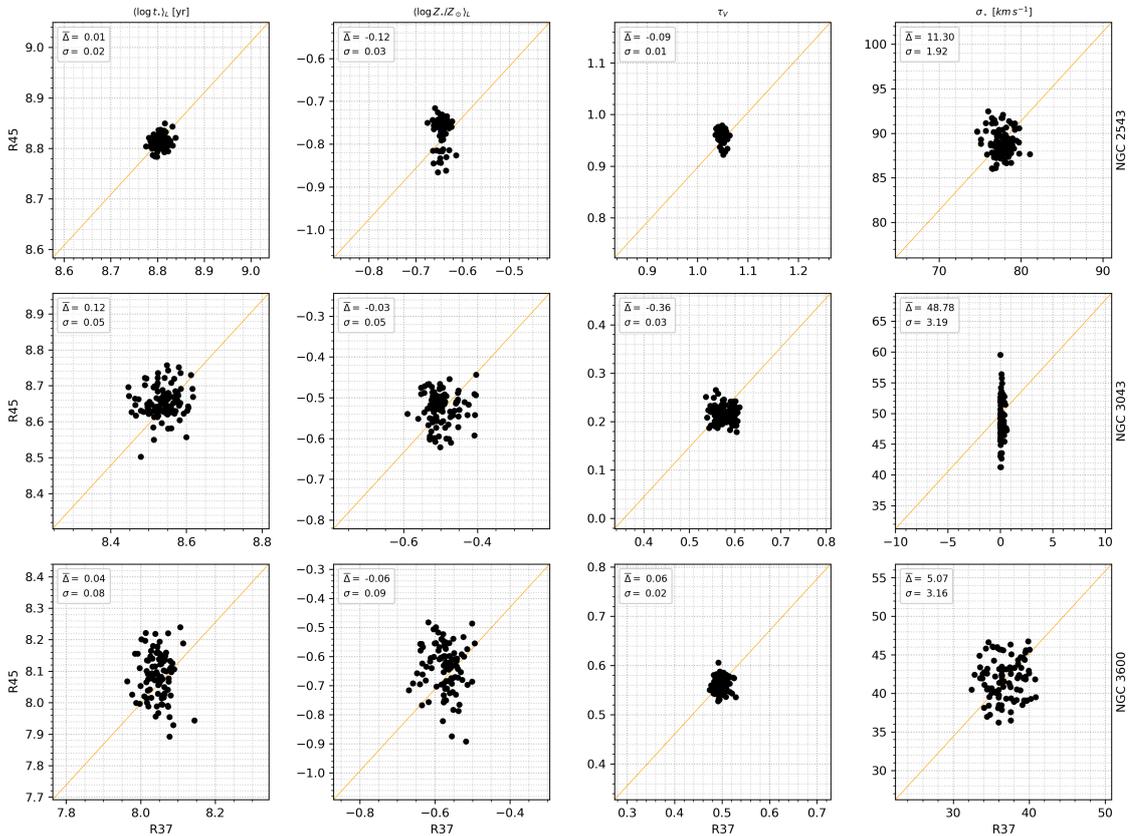


Fonte: Autoria própria.

Essa pequena variação entre os ajustes também é perceptível no vetor de populações, como visto na Figura 16. A maior variação está nos vetor de idade intermediária. No entanto, diferente do observado para a amostra completa, aqui vemos que para os espectros azuis (NGC 3043 e NGC 3600), há um aumento no vetor de populações intermediárias e diminuição nos vetores de populações jovens e velhas, enquanto para o espectro vermelho (NGC 2543) observa-se o contrário. Em geral, percebe-se que a variação em todos os vetores é no sentido vertical, isto é, para diferentes ajustes da faixa R45. Nota-se também que a dispersão entre as estimativas é menor que 5%.

Figura 17 – Propriedades das populações estelares

Comparação entre as estimativas de idade e metalicidade médias, extinção e dispersão de velocidade, obtidas em uma sequência de 100 ajustes para cada uma das faixas R37 e R45. Cada linha indica uma galáxia.



Fonte: Autoria própria.

A Figura 17 mostra as propriedades derivadas a partir dos 100 ajustes. Ao obter as propriedades médias, idade e metalicidade, a dispersão no vetor de populações é minimizada, sendo menor que 0.1 dex. Para a extinção a dispersão é menor que 0.05 e menor que 4% para a dispersão de velocidade. Curiosamente, na galáxia NGC 3043 vemos que todos os ajustes da cobertura R37 fornecem $\sigma_* = 0$, todavia nos ajustes de R45 σ_* varia entre 40 e 60 km s⁻¹,

ainda que estes valores estão abaixo da resolução espectral dos dados SDSS, que é 70 km s^{-1} . Os espectros azuis (NGC 3043 e NGC 3600) exibem maior espalhamento nas estimativas.

Com esses testes vemos que a maior variação entre os ajustes está no vetor de populações condensado em *bins* de idade, contudo as propriedades médias apresentam resultados similares, de modo que podemos afirmar que a inicialização randômica não tem efeitos significativos sobre as mesmas.

3.3.4 Sumário

Os experimentos confirmam e quantificam a noção intuitiva de que o subespaço de parâmetros (vetor de população) que produz ajustes aceitáveis é tanto menor quanto mais dados (cobertura espectral) forem fornecidos. Ou seja, para uma cobertura espectral menor o número de soluções possíveis é maior. Isso se vê, por exemplo, na Figura 17, onde os valores de dispersão são maiores ao longo do eixo R45 do que ao longo do eixo R37. Conseqüentemente, a incerteza nas estimativas das propriedades médias será maior quanto mais reduzida for a cobertura espectral.

Ao considerar cada base individualmente vemos uma variação entre os resultados do ajuste das coberturas R37 e R45, indicando que o corte na cobertura espectral afeta as propriedades derivadas a partir da síntese. No entanto, uma vez que a variação entre as medidas é maior com o uso de determinados modelos e as bases não têm elementos iguais em idade e metalicidade, deve-se investigar se a variação está sendo originada pelo *grid* de parâmetros de cada base ou se está relacionada aos elementos usados para a composição dos modelos, que podem diferir em termos dos espectros estelares, IMF e isócronas.

Comparando os resultados para as bases BC e BC2, temos um exemplo do efeito produzido pelo *grid* de parâmetros. Nesse caso, a redução da faixa de metalicidades produz maior proximidade entre as estimativas das coberturas R37 e R45, com menor variação média e dispersão, exceto pela idade média, cuja dispersão é 0.03 dex maior. O fato de os modelos de SSPs serem diferentes de uma base para a outra, sugere que tanto o *grid* de parâmetros quanto os modelos em si contribuem para o aumento da incerteza nas estimativas finais. Nesses casos, não podemos chegar a uma conclusão, já que não fizemos testes neste sentido. Entretanto, o principal ponto desses resultados é a comprovação de que a cobertura espectral afeta as estimativas da síntese. Em particular para a idade média, o efeito varia de acordo com o tipo de espectro analisado, no sentido de que, ao ajustar apenas a menor cobertura, os espectros verme-

lhos aparentarão mais jovens e os espectros azuis mais velhos, ambos tendo uma compensação pela extinção.

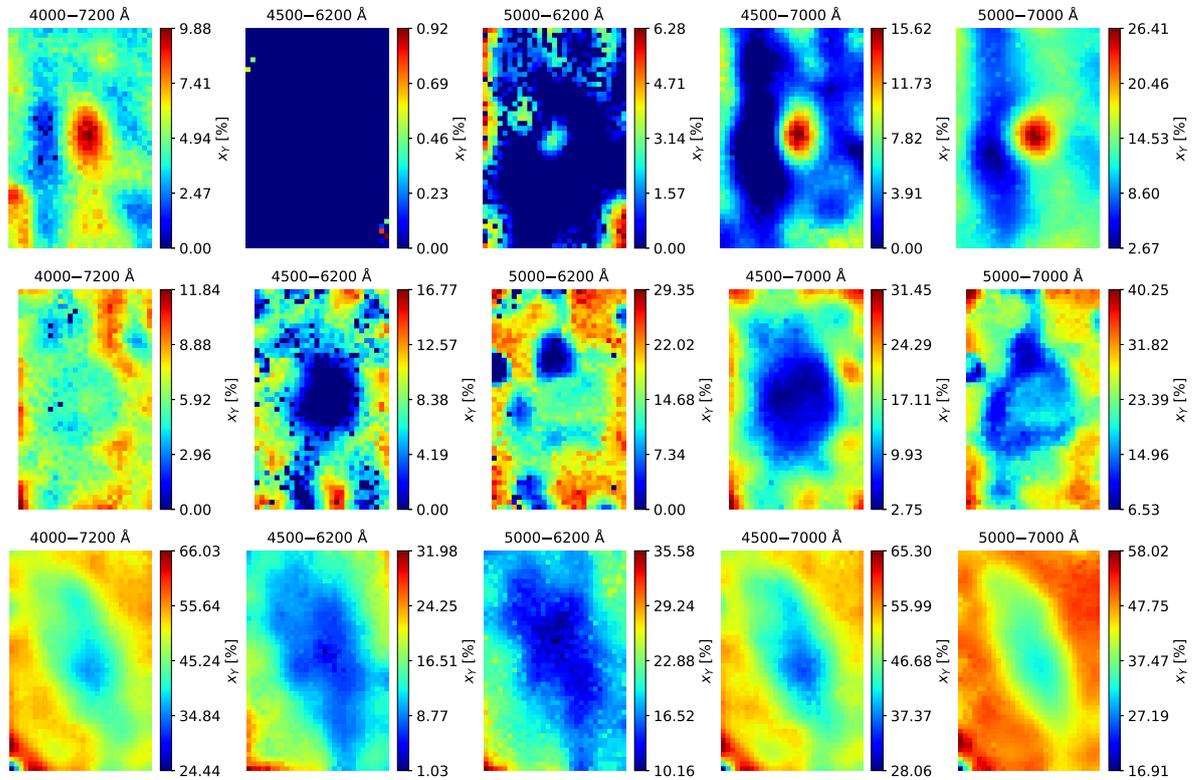
3.4 EFEITO SOBRE OS DADOS DO DIVING^{3D}

Nas seções anteriores, vimos que a redução da cobertura espectral afeta as estimativas da síntese no sentido de subestimar a idade de populações estelares velhas, que é compensada com um aumento na extinção atribuída ao espectro. Com a amostra de 86 galáxias do SDSS constatamos que a idade estimada para os espectros azuis é maior nos ajustes da faixa R45, em contrapartida, obtém-se menores valores de idade nos ajustes dos espectros vermelhos. Esse mesmo efeito de rejuvenescimento é perceptível nos cubos de dados. Como veremos no próximo capítulo, chamou-nos a atenção que todos os ajustes de galáxias *early-type* tivessem uma componente jovem, com idade de $\sim 10^7$ anos, que contribui com cerca de 13% da fração de luz. O fato de ser uma componente tão jovem em galáxias onde é esperada uma população estelar majoritariamente velha torna esse achado duvidoso e, possivelmente um artefato do corte na cobertura espectral. Para verificar essa hipótese, fizemos o ajuste para quatro cubos (duas elípticas – IC 1459 e NGC 1700; e duas espirais Sa – NGC 4594 e NGC 7213) em faixas selecionadas dentro daquela observada no projeto DIVING^{3D}, a saber: 4500–6200, 5000–6200, 4500–7000 e 5000–7000 Å.

Na Figura 18 mostramos os mapas da fração de luz na componente jovem para as quatro faixas selecionadas, incluindo o ajuste nos limites de 4000 a 7200 Å, intervalo padrão utilizado no ajuste de todas as galáxias e que abrange os limites individuais dos espectros observados. A distribuição da fração de luz varia de acordo com a cobertura espectral, sendo o comportamento similar para todas as galáxias, com maior ou menor intensidade. Percebe-se que a fração de luz aumenta conforme reduzimos a cobertura espectral de 4000–7200 para 4500 e 5000–7000 Å. Na prática, não há diferença no uso dos limites finais 7000 e 7200. Aqui o efeito é proveniente da variação no comprimento de onda inicial. Em todas as galáxias, os ajustes da faixa padrão já contém o efeito da cobertura espectral, visto que os espectros observados de IC 1459, NGC 1700 e NGC 4594 têm comprimento de onda inicial (λ_0) em 4230, 4236 e 4476 Å, respectivamente. No caso de IC 1459, a fração máxima aumenta de $\sim 10\%$ para ~ 15 e 26% , sendo ainda maior para NGC 1700 com aumento de $\sim 12\%$ para ~ 31 e 40% . A fração de luz também varia quando a parte vermelha do espectro é reduzida. Curiosamente, para IC 1459, o ajuste do intervalo 4500–6200 Å não utiliza a componente jovem. No entanto, não há uma variação significativa

Figura 18 – Fração de luz na componente de $\sim 10^7$ anos.

Fração de luz derivada no ajuste de diferentes coberturas espectrais (indicadas no topo de cada mapa). Na ordem de cima para baixo são exibidas as galáxias IC 1459, NGC 1700 e NGC 4594, para as quais $\lambda_0 = 4230$, 4236 e 4476 Å, respectivamente.



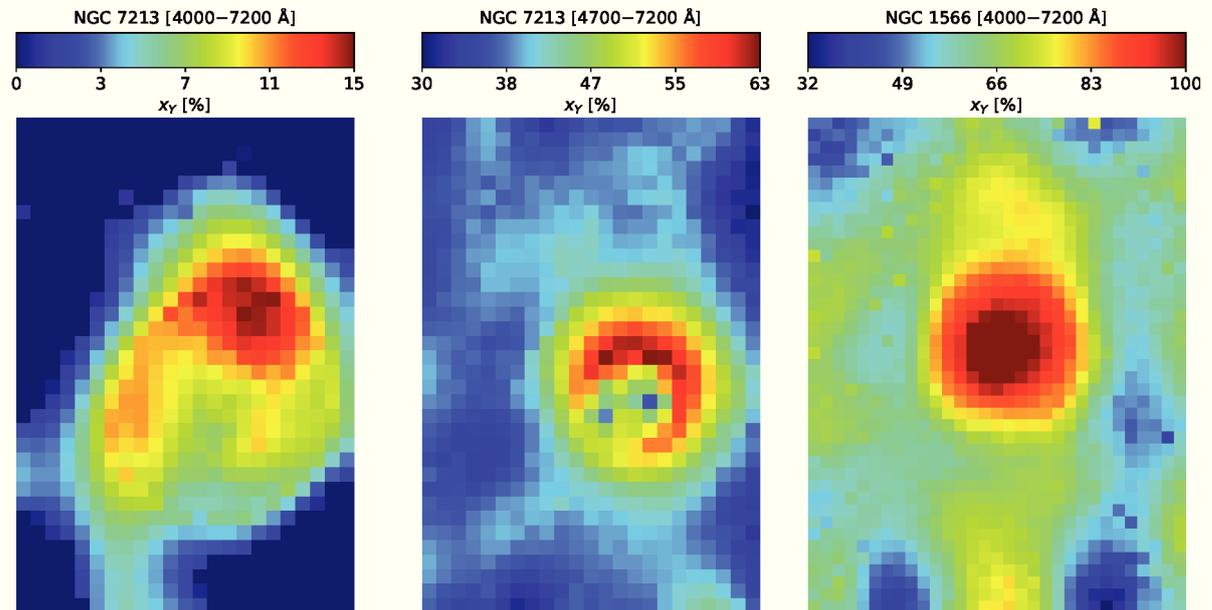
Fonte: Autoria própria.

entre esses resultados e aqueles obtidos para a faixa 4000–7200 Å, porque a idade média é similar. Apenas a dispersão nos valores diminui de 0.04 para 0.02 dex, deixando a distribuição ainda mais homogênea. No caso de NGC 1700, embora a componente jovem permaneça, a fração de luz para a faixa 4500–6200 Å é cerca de duas vezes menor se comparada à obtida com a faixa 4500–7000 Å. Em maior contraste, a distribuição em NGC 4594 parece não sofrer alterações, porque o comprimento de onda inicial é 4476 Å. Ainda assim, há uma redução de 65 para 30% na fração de luz no ajuste da faixa 4500–6200 Å.

Um caso mais extremo no uso da componente jovem é encontrado na galáxia Seyfert 1 NGC 1566 (KRISSE et al. 1991), cuja fração de luz atinge 100% na região central (raio de $\sim 0.5''$) e, curiosamente, o espectro observado começa em 4772 Å (ver Figura 19). A fim de verificar se esse percentual, além do AGN, tem parcela de contribuição da cobertura espectral, simulamos os dados de NGC 1566, através do ajuste do intervalo 4700–7200 Å, para a galáxia Seyfert 1.5 NGC 7213 (EVANS et al. 1996), em que o comprimento de onda inicial é 4017 Å. Como exposto na Figura 19, o máximo da fração de luz varia de 15 para cerca de 60% (onde o mínimo

Figura 19 – Fração de luz na componente de $\sim 10^7$ anos.

Fração de luz derivada no ajuste de diferentes coberturas espectrais (indicadas no topo de cada mapa). NGC 7213 tem comprimento de onda inicial em 4017 Å. O mapa da faixa 4700–7200 Å simula cobertura espectral dos dados da galáxia NGC 1566 (mapa à direita), cujo comprimento de onda inicial é $\lambda_0 = 4772$ Å.



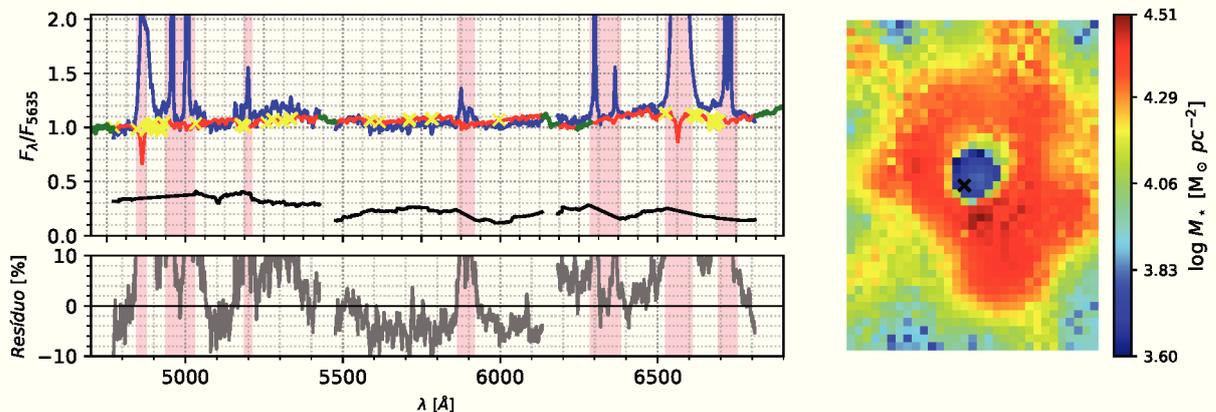
Fonte: Autoria própria.

é 30%), com maior concentração nas regiões de maior intensidade das linhas de emissão.

O ajuste de NGC 1566 oferece indícios para relacionar a componente jovem a uma atividade nuclear. No mapa da Figura 20 vemos que a densidade superficial de massa estelar é menor na região nuclear em relação à região circun-adjacente. No entanto, visto que a distribuição de massa estelar deve crescer para o centro, essa inconsistência sugere que tal componente jovem é utilizada para compensar o contínuo produzido pelo AGN. Ademais, as linhas de absorção no intervalo espectral ajustado estão contaminadas pela emissão dos multipletos de Fe, principal-

Figura 20 – Espectro central e mapa de densidade superficial de massa de NGC 1566.

Esquerda: Espectro central de NGC 1566. Os símbolos são como descritos na Figura 6. *Direita:* Mapa de densidade superficial de massa. O símbolo x indica a posição do espectro à esquerda.



Fonte: Autoria própria.

mente na região do tripleto de Mg (Figura 20). Com isso, no caso das galáxias NGC 1566 e NGC 7213, verificamos que além da cobertura espectral há a influência do contínuo do AGN nas estimativas da síntese.

Os exemplos acima reforçam os resultados obtidos com os dados do SDSS, de que quanto mais informação melhor as estimativas das propriedades derivadas a partir da síntese espectral. Assim, a partir dos resultados para os diferentes conjuntos de modelos, pode-se extrapolar um fator de incerteza de aproximadamente 0.2 dex para a idade média e 0.1 dex para a metalicidade média. Além disso, assumindo que a componente jovem seja um artefato do corte na cobertura espectral, podemos considerá-la como uma espécie de indicador da incerteza. Isso porque a maior parte dos ajustes de galáxias *early-type* utiliza apenas duas CSPs, de modo que, por construção, a idade média será menor quanto maior a fração de luz na componente jovem. Apesar dessa incerteza, as estimativas da síntese espectral permanecem qualitativamente válidas.

4 POPULAÇÕES ESTELARES EM NÚCLEOS DE GALÁXIAS

Neste capítulo apresentamos os resultados da síntese espectral para a amostra de 63 galáxias do projeto DIVING^{3D} (§2.1.3). Para estes ajustes usamos uma base (§2.3.4) com 128 modelos de populações estelares compostas (CSPs – *Composite Stellar Populations*), consistindo em 16 *bursts* quadrados separados em escala logarítmica de 10^6 a 14×10^9 anos, e 8 metalicidades, entre 0.4 e $3 Z_{\odot}$, construídos a partir de modelos de SSPs de Charlot e Bruzual (2017) com IMF de Chabrier (2003).

Os ajustes de todas as galáxias foram realizados de 4000 a 7200 Å. Algumas das galáxias têm comprimento de onda inicial por volta de 4000–4050 Å, mas a maior parte se enquadra nas faixas especificadas no projeto DIVING^{3D} (§2.1). No Apêndice A pode-se verificar o comprimento de onda inicial de cada galáxia. Para normalizar os espectros, utilizamos o fluxo mediano em uma janela de 90 Å centrada em 5635 Å (5590–5680 Å). Nestes ajustes, em particular, modificamos a configuração do STARLIGHT para permitir extinção negativa, que, na prática, entende-se como se fosse zero. Inicialmente, essa configuração teve por finalidade identificar possível relação entre extinção e a componente jovem utilizada em todos os ajustes, no entanto, nenhuma influência nesse sentido foi encontrada.

A fim de melhor explorar as características comuns e específicas das galáxias, dividimos a amostra por tipo morfológico e analisamos separadamente galáxias elípticas (§4.1), lenticulares (§4.2) e espirais (§4.3). Um quadro geral das propriedades médias derivadas a partir do STARLIGHT pode ser encontrado na Tabela 2, onde apresentamos os valores médios, desvio padrão e tipo morfológico de cada galáxia.

4.1 GALÁXIAS ELÍPTICAS

4.1.1 Idades e metalicidades

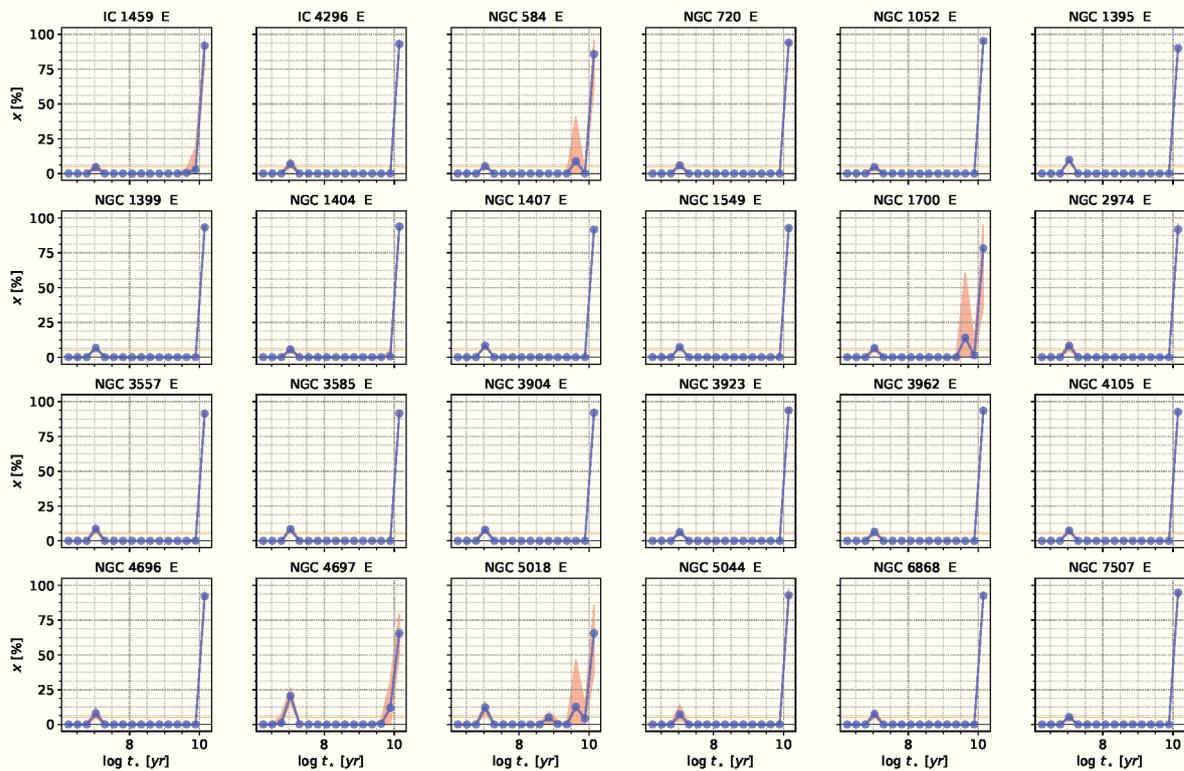
A subamostra de galáxias elípticas contém 24 objetos. Verificamos a contribuição das componentes da base para o ajuste final a fim de identificar possíveis inconsistências no que concerne ao tipo morfológico da galáxia e as propriedades (idade e metalicidade médias) derivadas. Para isso, usamos a distribuição das frações de luz e massa em função da idade e metalicidade, respectivamente, das componentes da base.

A Figura 21 mostra a história de formação estelar para a subamostra de elípticas. Os pontos da curva em azul são os valores médios da fração de luz em cada componente da base,

calculados a partir do ajuste de todos os espectros do cubo. As áreas em vermelho indicam os percentis 10 e 95%, e a linha horizontal em laranja é uma referência visual que sinaliza 5% da fração de luz. Essa distribuição revela um padrão sistemático, que consiste no uso de apenas duas componentes em idade: uma CSP de $\sim 10^7$ anos, que compõe, em média, menos que 13% da fração de luz em quase todas as galáxias, à exceção de NGC 4697, cujo valor médio é de 21%; e uma CSP de $\sim 14 \times 10^9$ anos, que abrange maior percentual da fração de luz, em média, entre 90 e 95%. Essa descrição dos resultados da síntese se aplica a 19 das 24 galáxias na Figura 21.

Figura 21 – Distribuição da fração de luz para as galáxias elípticas.

Distribuição da fração de luz (sempre em $\lambda = 5635 \text{ \AA}$) em função da idade das componentes da base. A curva azul indica os valores médios, e a área em vermelho os percentis 10 e 95%. A linha laranja destaca 5% da fração de luz.



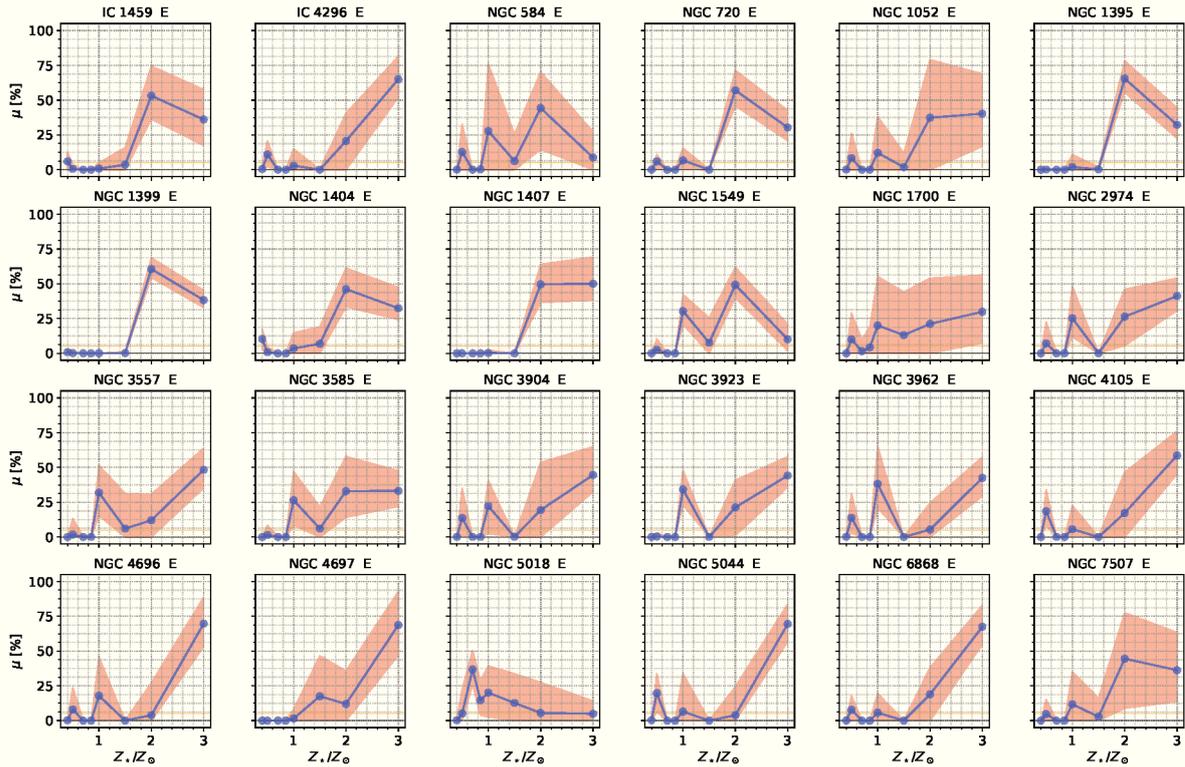
Fonte: Autoria própria.

As galáxias NGC 584, NGC 1700, NGC 4697 e NGC 5018, têm as menores frações de luz na CSP de $\sim 14 \times 10^9$ anos, sendo 86, 78, 65 e 66%, respectivamente. Estes casos são exceções ao padrão de duas componentes, descrito acima para a maior parte das galáxias elípticas, em que foram usadas entre 3 e 5 componentes, como pode ser visto na Figura 21. As galáxias NGC 1404 e IC 1459, também tiveram mais que duas componentes em seus ajustes, porém com fração de luz média menor que 5%. Dentre esses casos, NGC 5018 é a única com componente de idade intermediária, $10^8 < t_* < 10^9$ anos, embora a fração de luz associada seja

relativamente pequena. Vale ressaltar que estamos nos referindo a duas componentes em termos de idade, mas o espectro modelo pode conter a contribuição de um número maior de CSPs, a depender da metalicidade.

Figura 22 – Distribuição da fração de massa para as galáxias elípticas.

Distribuição da fração de massa em função da metalicidade das componentes da base. A curva azul indica os valores médios, e a área em vermelho os percentis 10 e 95%. A linha em laranja destaca 5% da fração de massa.



Fonte: Autoria própria.

A massa é distribuída em maior variedade de componentes, como exibido na Figura 22, mas, em geral, as componentes com $Z = 2$ e $3 Z_{\odot}$ são as que compõem maior percentual, à exceção de NGC 5018, em que estas componentes têm fração média menor que 5%. Cabe ressaltar que, embora a fração de luz na componente jovem ($\sim 10^7$ anos) varie entre 10 e 20%, seu percentual em fração de massa é da ordem de 10^{-2} , de modo que estes gráficos não permitem distinguir sua metalicidade, destacando, portanto, a metalicidade das populações mais velhas. Consoantemente, os mapas de metalicidade média (mostrados mais adiante na Figura 24) refletem a distribuição espacial das populações mais velhas. Vale notar também que as distribuições detalhadas de metalicidade da Figura 22 seguramente exorbitam o poder de resolução em Z da síntese. De qualquer modo, é seguro afirmar que as galáxias elípticas de nossa amostra são dominadas por populações de alta metalicidade (ver também Tabela 2).

Os resultados acima escondem a informação espacialmente resolvida obtida de nossa

análise dos cubos de dados. Vamos agora explorar como idade e metalicidade médias, extinção, e cinemática se comportam em termos da posição. Os mapas de idade média para cada galáxia são mostrados na Figura 23. Os painéis na metade superior da figura usam uma escala de cor automática, variável de galáxia a galáxia. Já na metade inferior os mapas têm a mesma escala de cor. A distribuição espacial da idade média nos casos em que apenas duas componentes foram usadas no ajuste tem, por construção, o mesmo padrão para ambas as componentes, uma sendo o negativo da outra, e fica evidente nas regiões em que a galáxia é mais jovem. Nos casos em que há mais de duas componentes, aquelas que contêm maior percentual de luz produzirão maior efeito na distribuição final, já que esta é a combinação linear de todas as componentes. Para a galáxia NGC 584, por exemplo, a componente com $\log t_* = 9.6$ dex compõe entre 20 e 62% da fração de luz na região nuclear, ao passo que a componente com $\log t_* = 7.04$ dex tem uma contribuição máxima de 8%, e menor fração na região nuclear. Nesse caso, a região mais jovem no mapa é devida a componente de 9.6 dex.⁷

As galáxias elípticas são majoritariamente compostas por populações estelares velhas, com idades médias superiores a 9.6 dex (~ 4 Gyr). Considerando o valor médio sobre todo o campo, estas galáxias cobrem um intervalo de $9.17 \leq \langle \log t_* \rangle \leq 9.87$ dex, com dispersão menor que 0.1 dex. As galáxias NGC 4697 e NGC 5018 são as mais jovens, com 9.17 e 9.36 dex, respectivamente, em contrapartida as demais galáxias da amostra atingem valores maiores que 9.6 dex. A Tabela 2, lista as estimativas para todas as propriedades derivadas a partir do STARLIGHT, indicando valores médios e desvio padrão correspondente. Devido à escala automática, os mapas na parte superior da Figura 23 destacam o efeito de uma pequena fração de luz em populações jovens, tornando-o aparentemente significativo, embora a dispersão na idade média seja menor que 0.1 dex. Por isso, na metade inferior da figura, apresentamos uma versão dos mapas com escala fixa em 1 dex de variação, entre 9 e 10 dex, o que permite ponderar a relevância das estruturas, bem como comparar os resultados entre diferentes galáxias. Tomamos o cuidado de não extrapolar muito os limites da escala fixa, mantendo-os dentro dos valores observados considerando todas as galáxias da subamostra. A imposição da escala fixa mostra que a distribuição da idade média é aproximadamente constante para as galáxias com dispersão menor que 0.025 dex, como NGC 1395, NGC 1399, NGC 1407 e NGC 1549, por exemplo. Algumas estruturas permanecem evidentes nos mapas das galáxias NGC 584, NGC 1700, NGC 4697, NGC 5018 e NGC 5044, para as quais a dispersão na idade média é ~ 0.1 dex. O quadro

⁷ As idades médias serão referidas em dex, significando $\langle \log t_* \rangle$ em unidades de anos.

Tabela 2: Propriedades das populações estelares derivadas a partir do STARLIGHT.

Galáxia	$\langle \log t_{\star} \rangle_L$ [yr]	$\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$	τ_V	σ_{\star} [km s $^{-1}$]	Morfologia	Tipo
IC1459	9.86 ± 0.04	0.34 ± 0.03	0.05 ± 0.11	309 ± 12	E	-4.8
IC4296	9.80 ± 0.05	0.36 ± 0.03	-0.04 ± 0.10	337 ± 12	E	-4.9
NGC134	8.96 ± 0.30	0.34 ± 0.14	0.99 ± 0.29	113 ± 20	SBb	4.0
NGC247	6.69 ± 0.46	0.21 ± 0.14	1.45 ± 0.46	203 ± 129	SBc	6.9
NGC253	9.02 ± 0.18	0.48 ± 0.04	1.53 ± 0.43	182 ± 44	SBc	5.1
NGC300	8.69 ± 0.23	-0.18 ± 0.16	-0.10 ± 0.26	72 ± 29	Scd	6.9
NGC584	9.81 ± 0.06	0.17 ± 0.08	0.43 ± 0.10	194 ± 7	E	-4.7
NGC613	8.18 ± 0.59	0.14 ± 0.19	1.50 ± 0.45	94 ± 42	SBbc	4.0
NGC720	9.83 ± 0.03	0.32 ± 0.02	0.15 ± 0.03	266 ± 6	E	-4.9
NGC908	8.72 ± 0.78	0.24 ± 0.13	1.44 ± 0.46	88 ± 30	SBc	5.1
NGC936	9.58 ± 0.07	0.20 ± 0.06	0.01 ± 0.08	191 ± 10	SB(r)0-a	-1.2
NGC1052	9.87 ± 0.04	0.30 ± 0.04	0.23 ± 0.16	209 ± 10	E	-4.7
NGC1097	9.25 ± 0.14	0.29 ± 0.08	0.83 ± 0.06	199 ± 15	SB(r)b	3.3
NGC1187	8.04 ± 0.32	0.26 ± 0.19	1.41 ± 0.66	123 ± 62	SB(r)c	5.0
NGC1291	9.72 ± 0.09	0.18 ± 0.02	0.21 ± 0.12	173 ± 7	SB(r)0-a	0.1
NGC1300	9.29 ± 0.13	0.05 ± 0.12	0.68 ± 0.23	77 ± 10	SBbc	4.0
NGC1316	9.17 ± 0.13	0.31 ± 0.03	0.63 ± 0.10	230 ± 8	SB0	-1.8
NGC1332	9.78 ± 0.03	0.40 ± 0.02	0.08 ± 0.07	325 ± 14	S0	-2.9
NGC1380	9.87 ± 0.08	0.27 ± 0.06	0.14 ± 0.24	218 ± 11	SB0	-2.3
NGC1395	9.71 ± 0.02	0.37 ± 0.02	0.13 ± 0.09	281 ± 6	E	-4.9
NGC1398	9.66 ± 0.07	0.22 ± 0.04	0.31 ± 0.04	217 ± 12	SB(r)ab	2.0
NGC1399	9.81 ± 0.02	0.38 ± 0.01	-0.04 ± 0.02	365 ± 15	E	-4.6
NGC1404	9.84 ± 0.04	0.28 ± 0.03	-0.05 ± 0.04	254 ± 8	E	-4.8
NGC1407	9.76 ± 0.02	0.41 ± 0.02	0.13 ± 0.03	304 ± 11	E	-4.5
NGC1433	8.95 ± 0.07	0.34 ± 0.03	0.61 ± 0.18	86 ± 4	SB(r)a	1.5
NGC1549	9.79 ± 0.02	0.22 ± 0.02	0.21 ± 0.03	230 ± 5	E	-4.3
NGC1553	9.66 ± 0.05	0.18 ± 0.04	0.42 ± 0.12	173 ± 8	S0	-2.3
NGC1566	7.64 ± 0.28	0.02 ± 0.13	1.61 ± 0.24	56 ± 11	SBc	4.0
NGC1574	9.84 ± 0.07	0.22 ± 0.07	0.27 ± 0.22	202 ± 13	SB0	-2.9
NGC1700	9.74 ± 0.11	0.22 ± 0.09	0.19 ± 0.11	233 ± 9	E	-4.7
NGC1792	8.32 ± 0.27	0.48 ± 0.05	1.40 ± 0.16	58 ± 27	SBbc	4.0
NGC1808	8.28 ± 0.30	0.43 ± 0.04	2.41 ± 0.19	111 ± 16	SB(r)a	1.2
NGC2217	9.62 ± 0.07	0.37 ± 0.04	0.40 ± 0.18	232 ± 7	SB(r)0-a	-0.6
NGC2784	9.80 ± 0.03	0.29 ± 0.04	0.14 ± 0.05	223 ± 8	S0	-2.1
NGC2974	9.76 ± 0.07	0.28 ± 0.05	0.17 ± 0.12	233 ± 8	E	-4.3
NGC2997	8.71 ± 0.26	0.20 ± 0.10	0.79 ± 0.12	37 ± 13	SBc	5.1
NGC3115	9.82 ± 0.03	0.30 ± 0.03	-0.01 ± 0.04	252 ± 24	S0	-2.9
NGC3557	9.75 ± 0.05	0.29 ± 0.04	0.10 ± 0.09	260 ± 10	E	-4.9
NGC3585	9.75 ± 0.04	0.29 ± 0.03	-0.01 ± 0.07	212 ± 8	E	-4.8
NGC3621	8.99 ± 0.36	0.04 ± 0.24	0.61 ± 0.34	20 ± 25	SBcd	6.9
NGC3904	9.77 ± 0.04	0.25 ± 0.05	-0.03 ± 0.07	210 ± 7	E	-4.8
NGC3923	9.69 ± 0.03	0.30 ± 0.02	-0.03 ± 0.02	262 ± 6	E	-4.8
NGC3962	9.69 ± 0.04	0.20 ± 0.05	0.25 ± 0.12	231 ± 8	E	-4.8
NGC4105	9.79 ± 0.03	0.30 ± 0.05	-0.02 ± 0.08	250 ± 12	E	-4.7
NGC4546	9.03 ± 0.12	0.48 ± 0.03	0.38 ± 0.16	184 ± 16	SB0	-2.7
NGC4594	8.37 ± 0.16	0.49 ± 0.01	1.00 ± 0.08	195 ± 22	Sa	1.1
NGC4696	9.77 ± 0.08	0.34 ± 0.06	0.12 ± 0.06	280 ± 16	E	-3.8
NGC4697	9.17 ± 0.10	0.42 ± 0.06	0.24 ± 0.04	149 ± 9	E	-4.5
NGC4699	9.77 ± 0.04	0.08 ± 0.04	0.02 ± 0.09	160 ± 9	SBb	2.9
NGC4753	9.21 ± 0.26	0.22 ± 0.07	0.94 ± 0.38	143 ± 10	S0-a	-1.3
NGC5018	9.36 ± 0.11	0.00 ± 0.06	0.22 ± 0.14	193 ± 12	E	-4.4
NGC5044	9.66 ± 0.10	0.30 ± 0.05	0.15 ± 0.13	256 ± 13	E	-4.8
NGC5101	9.67 ± 0.07	0.25 ± 0.05	0.14 ± 0.19	150 ± 5	SB(r)0-a	0.2
NGC5102	8.44 ± 0.24	-0.19 ± 0.09	0.23 ± 0.19	47 ± 18	S0	-2.8
NGC5128	7.82 ± 0.43	0.11 ± 0.31	2.63 ± 0.16	142 ± 59	S0	-2.1
NGC5236	8.44 ± 0.16	0.22 ± 0.08	1.13 ± 0.33	58 ± 9	SBc	5.0
NGC5643	8.54 ± 0.31	0.23 ± 0.13	1.44 ± 0.29	38 ± 20	SB(r)c	5.0
NGC6744	9.11 ± 0.26	0.26 ± 0.15	1.06 ± 0.25	79 ± 16	SB(r)bc	4.0
NGC6868	9.78 ± 0.05	0.38 ± 0.03	0.09 ± 0.20	292 ± 9	E	-4.9
NGC7049	9.66 ± 0.05	0.33 ± 0.03	0.11 ± 0.07	247 ± 8	S0	-1.9
NGC7213	9.72 ± 0.14	-0.07 ± 0.08	0.77 ± 0.14	173 ± 11	Sa	0.9
NGC7507	9.72 ± 0.03	0.32 ± 0.02	0.15 ± 0.05	238 ± 9	E	-4.5
NGC7793	7.44 ± 0.61	-0.22 ± 0.14	0.93 ± 0.29	71 ± 99	Scd	7.4

geral refletido na Figura 23 é de que a região central (nuclear e circum-nuclear) das galáxias elípticas é majoritariamente composta por populações estelares velhas.

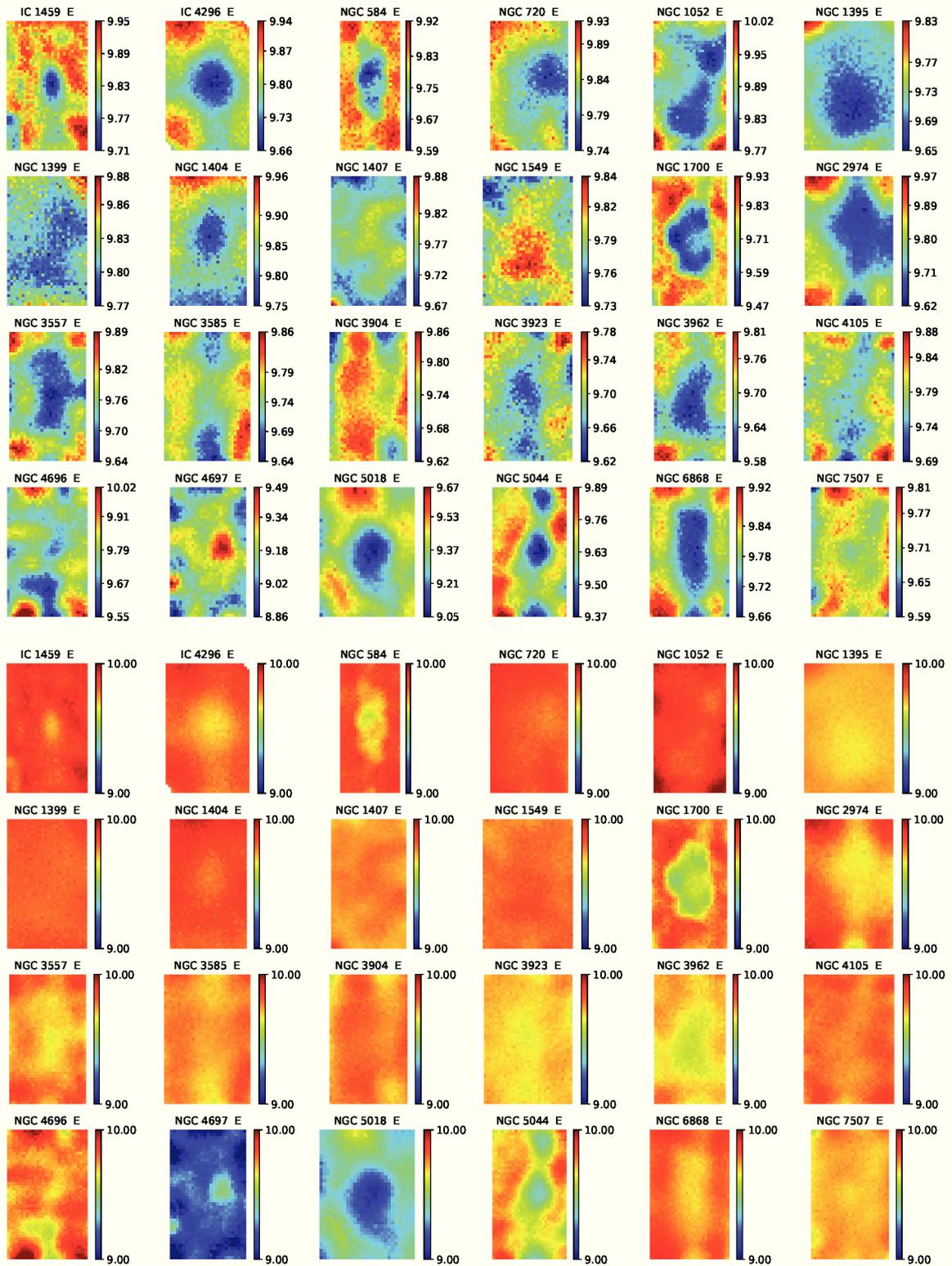
Essa variação na idade média pode indicar a presença de outras populações, no sentido de que uma população estelar mais jovem reduz o valor médio estimado, mas não necessariamente a região contém aquela população estelar com $\sim 10^7$ anos, que pode ter sido usada ou por falta de elementos adequados na base ou por degenerescência, como poderia ocorrer entre estrelas velhas na fase evolutiva do ramo horizontal e estrelas jovens. Além disso, nos casos em que a região nuclear é mais jovem que a região circum-nuclear, também pode haver emissão não estelar produzida por um núcleo ativo, por exemplo, cujo contínuo dilui o contínuo estelar, produzindo efeito similar ao que seria observado no caso de populações estelares jovens.

A distribuição espacial da metalicidade média, em várias galáxias, apresenta concentração na região central do campo, como exposto nos mapas da metade superior da Figura 24. Percebe-se que, além de velhas, as populações estelares nas galáxias elípticas são ricas em metais, exibindo metalicidade média superior a $\sim 1.48 Z_{\odot}$, exceto apenas pela galáxia NGC 5018, cuja estimativa é de $\sim 1 Z_{\odot}$. A cobertura em metalicidade varia entre $0.0 < \langle \log Z/Z_{\odot} \rangle < 0.42$ dex, ou de 1 a $2.6 Z_{\odot}$, com dispersão menor que 0.06 dex para a maior parte da amostra. Para as galáxias NGC 584 e NGC 1700 a dispersão na idade média é de 0.084 e 0.094 dex, respectivamente (ver Tabela 2), os maiores valores dentre a amostra. Diante de uma dispersão menor que 0.06 dex, percebemos que as estruturas nos mapas de metalicidade média da Figura 24 são realçadas pela escala individual, de modo que também estabelecemos uma escala fixa no intervalo de -0.2 a 0.5 dex, como visto na metade inferior da figura. Nessa escala, as estruturas permanecem evidentes apenas para as galáxias com maior dispersão na metalicidade média (NGC 584, NGC 1700 e NGC 5018). Os mapas em escala fixa para idade e metalicidade das galáxias NGC 584, NGC 1700 e NGC 5018, mostram variação significativa, sugerindo a presença de uma população estelar jovem e rica em metais na região nuclear dessas galáxias. Nesses casos, o percentual da fração de luz na componente de 9.6 dex é maior em relação à componente de $\sim 10^7$ anos.

Apesar de realçar pequenas variações, o uso da escala individual nos mapas de idade (Figura 23) e metalicidade (Figura 24) permite verificar, de maneira imediata, possíveis degenerescências idade-metalicidade através do padrão da distribuição destas propriedades, isto é, onde a distribuição de dada propriedade tem comportamento contrário ao da outra. Esse padrão de anti-correlação é perceptível nos mapas das galáxias IC 4296, NGC 584, NGC 1052, NGC

Figura 23 – Mapas de idade média $\langle \log t_{\star} \rangle_L$.

Mapas de idade média ponderada pela luz para a subamostra de 24 galáxias elípticas. A parte superior da figura utiliza uma escala de cores ajustada para cada galáxia (“*auto-scale*”), e na metade inferior todos os mapas utilizam a mesma escala.



Fonte: Autoria própria.

1395, NGC 1404, NGC 1700, NGC 2974, NGC 3557, NGC 3923, NGC 3962, NGC 4696, NGC 5018 e NGC 6868.

4.1.2 Extinção

A Figura 25 mostra os mapas de extinção para as galáxias elípticas, nas escalas automática e fixa. Os valores estimados para a profundidade óptica variam entre $-0.05 < \tau_V < 0.43$, com dispersão menor que 0.2. A maior parte da amostra tem extinção entre 0.05 e 0.25. Apenas 7 das 24 galáxias atingem valores de extinção menores que zero, o que é, na prática, o mesmo que zero. A extinção estimada para as galáxias elípticas é menor que ~ 0.4 , exibindo maiores valores na região nuclear (Figura 25). Em alguns casos, imagens do Hubble no óptico evidenciam a presença de poeira em faixas ou discos, a exemplo de IC 1459, IC 4296, NGC 3557 (LAUER et al. 2005) e NGC 4697 (DAVIS et al. 2017). O disco de poeira na galáxia NGC 3557 é delineado pela estrutura do mapa de extinção. No entanto, no caso de NGC 4697, o campo de visão não abrange parte significativa do disco, o que podemos perceber pela distribuição de luminosidade da galáxia (Ver Apêndice A.).

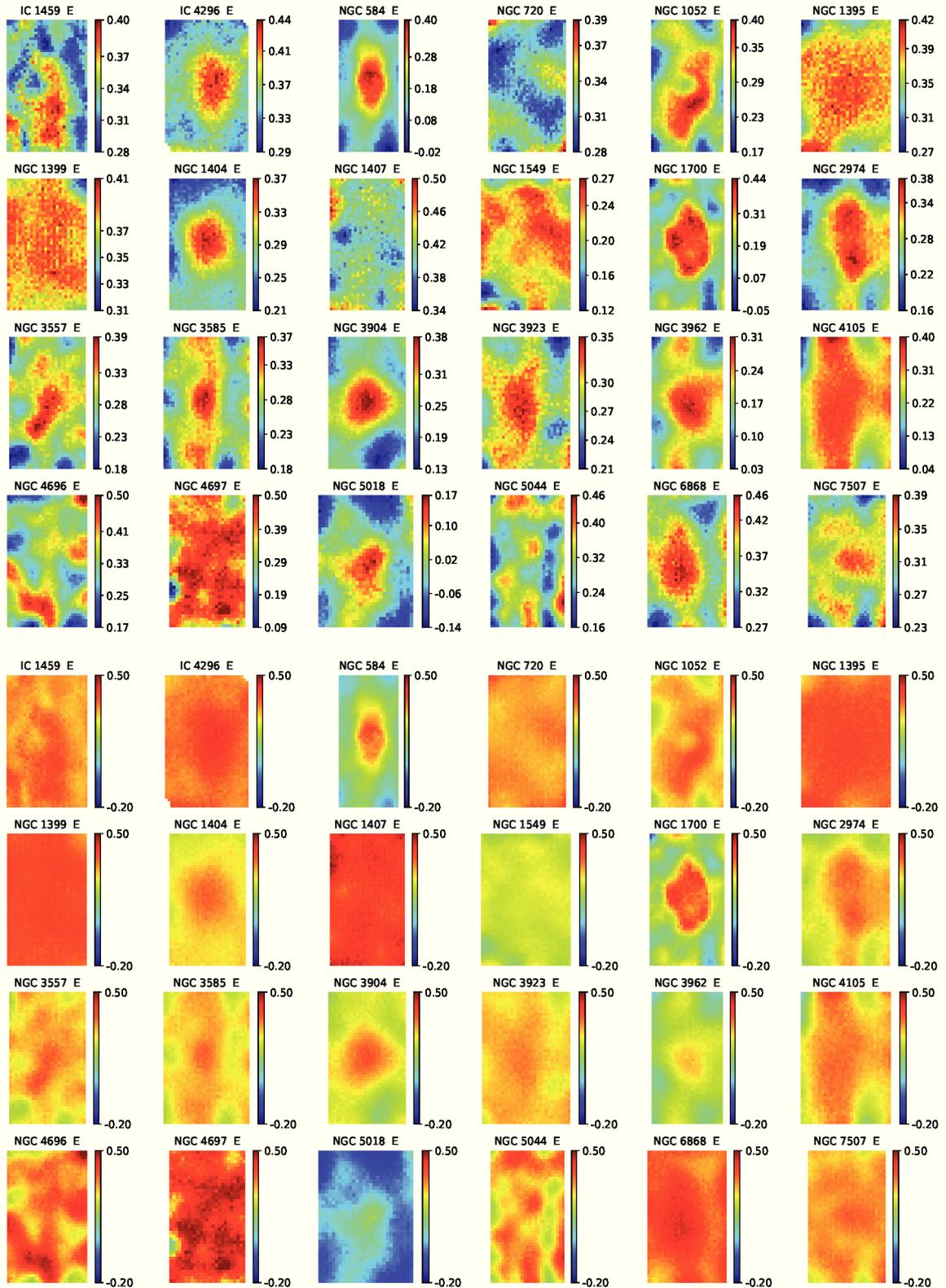
Na metade inferior da Figura 25 mostramos os mapas de τ_V em uma escala fixa entre -0.2 e 0.8 . Nas galáxias NGC 720, NGC 1399, NGC 1404, NGC 1407, NGC 1549, NGC 3923 e NGC 4697, cuja dispersão é menor que 0.05 em τ_V , a distribuição da extinção é aproximadamente constante, em contrapartida as estruturas permanecem evidentes nas galáxias onde a dispersão é maior que 0.1, como em IC 1459, NGC 584, NGC 1052, NGC 1700, NGC 2974, NGC 3962, NGC 5018, NGC 5044 e NGC 6868. Comparando a distribuição nos mapas de extinção e idade média, podemos identificar similaridades que sugerem a degenerescência idade-extinção nas galáxias IC 4296, NGC 1395, NGC 1404 e NGC 2974, para as quais os mapas destas propriedades aparecem em anti-correlação. Nesses casos, a idade também aparece em anti-correlação com a metalicidade, não sendo possível distinguir entre as componentes.

4.1.3 Cinemática

Embora as propriedades das populações estelares (idade, metalicidade e extinção) sejam bastante semelhantes dentre a amostra de elípticas, os mapas da cinemática estelar revelam maior diversidade, contemplando galáxias em que as regiões nucleares são dominadas por movimentos desordenados, ordenados em rotação e a presença de discos estelares e núcleos

Figura 24 – Mapas de metalicidade média $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$.

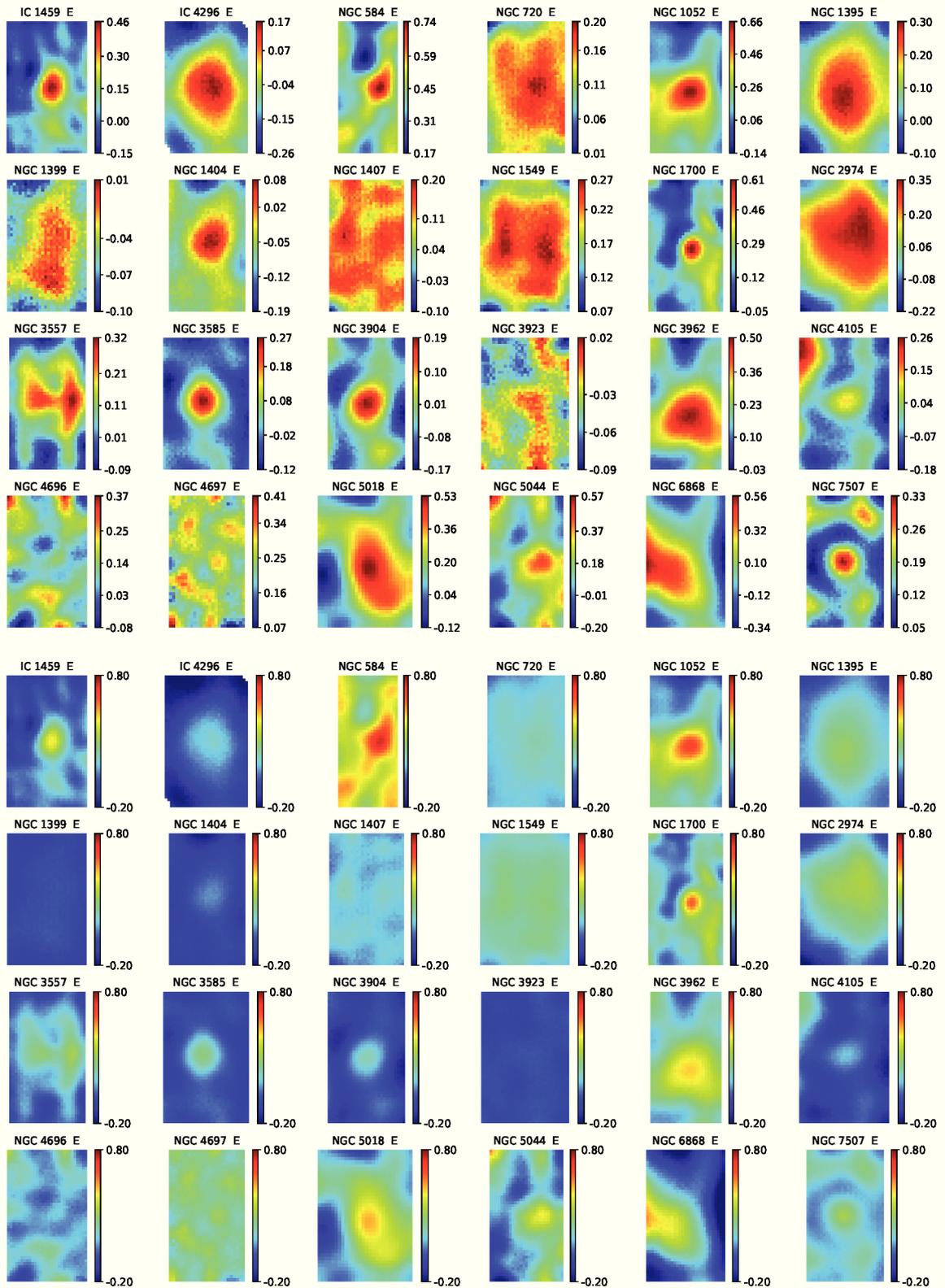
Mapas de metalicidade média ponderada pela massa para a subamostra de galáxias elípticas. Como na Figura 23, a parte superior utiliza uma escala de cores automática e na metade inferior todos os mapas utilizam a mesma escala.



Fonte: Autoria própria.

Figura 25 – Mapas de extinção τ_V .

Mapas de extinção para subamostra de 24 galáxias elípticas. A parte superior utiliza uma escala de cores automática e na metade inferior todos os mapas utilizam a escala no intervalo entre -0.2 e 0.8 .



Fonte: Autoria própria.

cinematicamente desacoplados. Cabe salientar que nosso campo de visão contém apenas a região mais central da galáxia e, portanto, não é possível, sem o auxílio da literatura, afirmar que algumas galáxias têm componente nuclear cinematicamente desacoplada.

É importante destacar que os mapas de dispersão de velocidade exibem os valores fornecidos pelo STARLIGHT sem correções. Para obter os valores corrigidos, σ , deve-se considerar o alargamento instrumental, σ_{inst} , e da base, σ_{base} , segundo a expressão:

$$\sigma = \sqrt{\sigma_{\star}^2 - \sigma_{\text{inst}}^2 + \sigma_{\text{base}}^2}, \quad (6)$$

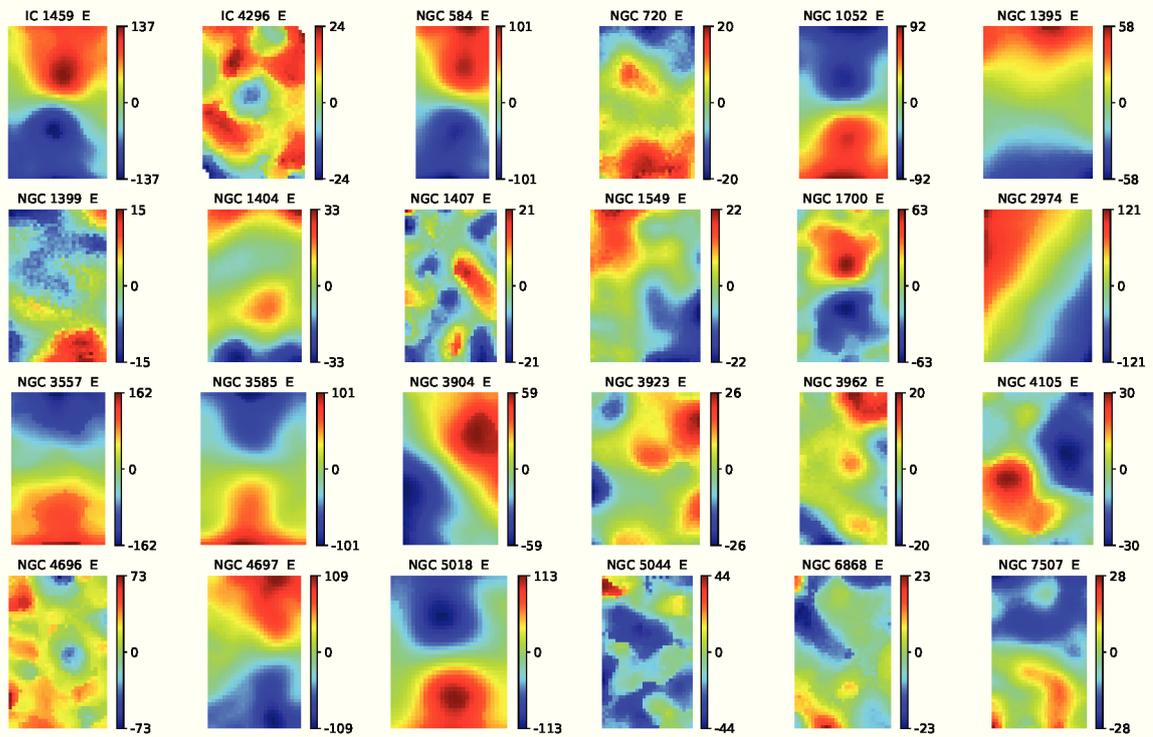
onde σ_{\star} é a dispersão de velocidade derivada pelo STARLIGHT. Os modelos de CSPs utilizam a biblioteca empírica MILES (SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ et al. 2006), para a qual $\sigma_{\text{base}} = 125 \text{ km s}^{-1}$ em 5500 \AA . No caso das galáxias *early-type*, $\sigma_{\text{inst}} = 98 \text{ km s}^{-1}$, considerando a resolução espectral de 1.8 \AA em 5500 \AA .

As Figuras 26 e 27 exibem os mapas de velocidade e dispersão de velocidade, respectivamente. Essa diversidade cinemática pode ser contraposta a partir de dois exemplos extremos: na galáxia NGC 1399 a velocidade atinge valores menores que 15 km s^{-1} , em contraste com NGC 3557, onde a amplitude de rotação é $\sim 150 \text{ km s}^{-1}$. A dispersão de velocidade para quase todas as galáxias elípticas da amostra é maior que 200 km s^{-1} , com variação de ~ 32 a 83 km s^{-1} ao longo do campo. As exceções são as galáxias NGC 584 e NGC 4697, em que a dispersão de velocidade na região nuclear ($r < 0.5''$) é de 199 e 168 km s^{-1} , respectivamente. Em particular para NGC 4697, o valor médio da dispersão de velocidade é de 158 km s^{-1} ao longo de todo o campo.

Dentre as galáxias em que não há rotação aparente, estudos com espectroscopia de fenda longa revelam que há rotação de baixa amplitude em IC 4296, NGC 1407, NGC 3923, NGC 5044 e NGC 6868. No entanto, estamos limitados a concluir apenas que, com a resolução dos nossos dados, não foi detectado movimento de rotação na região central dessas galáxias. Por exemplo, no caso de NGC 1399 também não é detectada rotação a partir de dados de alta resolução do Hubble (GEBHARDT et al. 2007) e SINFONI (LYUBENOVA; KUNTSCHNER; SILVA, 2008), mas revelam um mínimo central na dispersão de velocidade. Outro exemplo é o da galáxia NGC 1407, para a qual dados do SINFONI mostram rotação na região central (RUSLI et al. 2013).

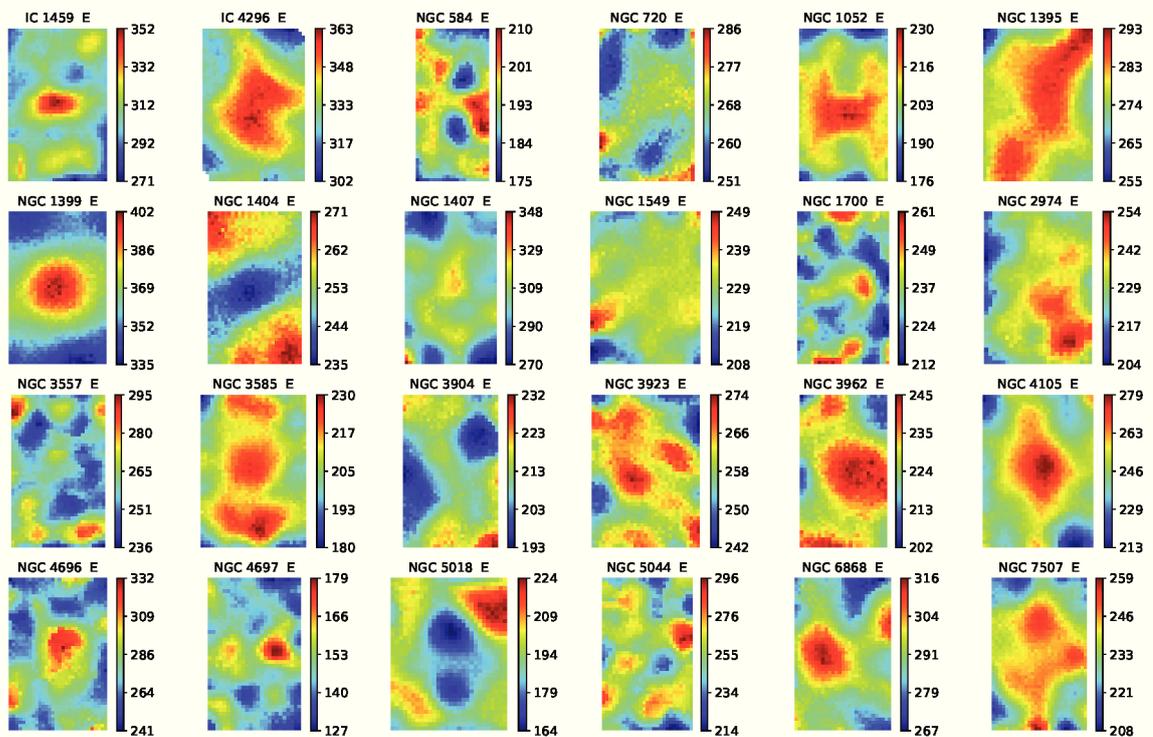
Através de estudos de espectroscopia de fenda longa também confirmamos a existência de componentes nucleares cinematicamente desacopladas, em especial para as galáxias onde

Figura 26 – Mapas de velocidade v_* [km s^{-1}].
Mapas de velocidade para subamostra de 24 galáxias elípticas.



Fonte: Autoria própria.

Figura 27 – Mapas de dispersão de velocidade σ_* [km s^{-1}].
Mapas de dispersão de velocidade para subamostra de 24 galáxias elípticas.



Fonte: Autoria própria.

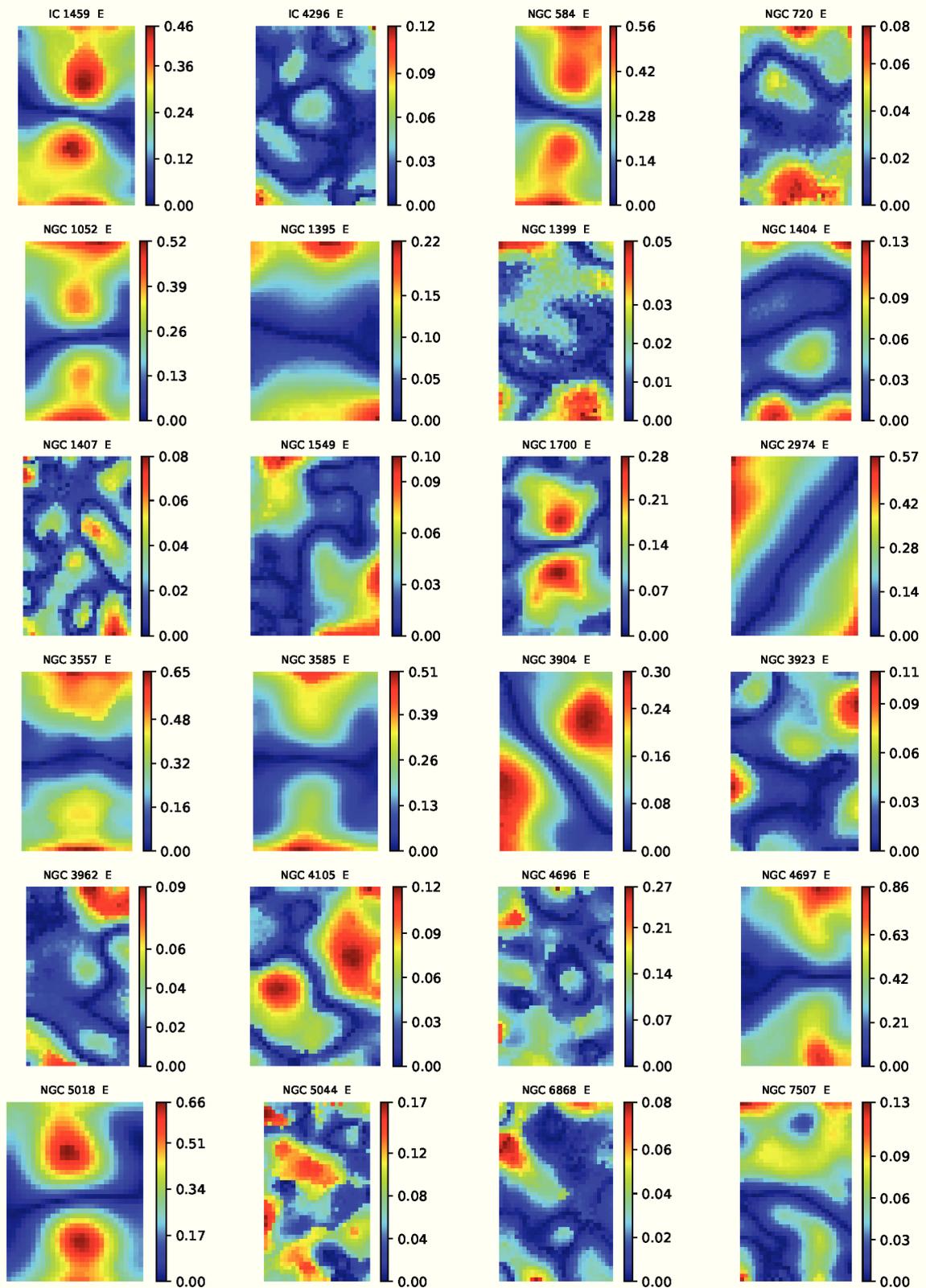
não há estudos da cinemática baseados em dados de IFS. Nas galáxias NGC 1700 e NGC 4105, por exemplo, a componente cinematicamente desacoplada foi evidenciada por Franx, Illingworth e Heckman (1989b) e Koprolin e Zeilinger (2000), respectivamente. Nos mapas dessas galáxias vemos uma região em rotação cujo entorno não exhibe rotação aparente, o que sugere uma componente desacoplada, mas também poderia ser a única região com rotação nas galáxias. Já em NGC 3904, a componente desacoplada (KOPROLIN; ZEILINGER, 2000) não é tão facilmente perceptível no mapa de velocidade, mas é indicada pelo mínimo central no mapa de dispersão de velocidade. Em IC 1459, a mudança no sinal da velocidade entre a componente desacoplada e as partes mais externas da galáxia ocorre em um raio de $10''$ (FRANX; ILLINGWORTH, 1988), que é o dobro do nosso campo. Em IC 4296, vemos um mínimo central circundado por um anel de maiores velocidades, cuja curva de rotação foi interpretada por Killeen, Bicknell e Ekers (1986b) como contra-rotação do núcleo dentro de um raio de $2''$. Em NGC 1404, Koprolin e Zeilinger (2000) identificaram uma componente nuclear cinematicamente desacoplada, que já foi relatada com os dados do DIVING^{3D} por Ricci, Steiner e Menezes (2016). Nesse caso, a distribuição da velocidade ao longo do campo é senoidal, similar ao que ocorre em NGC 720 e vai de encontro ao proposto por Cappellari et al. (2007) sobre a existência de uma componente em contra-rotação devido a baixa velocidade da galáxia.

Em NGC 584, os máximos de velocidade próximos ao centro indicam uma componente de disco em alta rotação, a qual é confirmada pelo padrão do mapa de dispersão de velocidade, que exhibe menores valores ao longo do eixo de rotação. Estudos já haviam cogitado a possibilidade de esta galáxia conter um disco e não ser uma elíptica, mas uma lenticular (DAVIES; ILLINGWORTH, 1983; DRESSLER; SANDAGE, 1983). Padrão semelhante encontra-se na galáxia NGC 1052, tanto no mapa de velocidade quanto no mapa de dispersão de velocidade, embora a região de menor dispersão de velocidade ao longo do eixo de rotação seja menos evidente, se comparada à NGC 584. A curva de rotação obtida a partir de espectroscopia de fenda longa indica a existência de um disco estelar interno com raio entre 4 e $7''$ (MILONE; RICKES; PASTORIZA, 2007). Em ambas as galáxias (NGC 584 e NGC 1052), Michard e Marchal (1994) encontraram evidência de um disco a partir de análise fotométrica. Um disco estelar também é sugerido pelo padrão de rotação e mínimo no mapa de dispersão de velocidade de NGC 5018. Os mapas também deixam evidente o disco interno em NGC 3585, pela forma afunilada das isocurvas de velocidade, o qual já foi estudado com espectroscopia de fenda longa, e cujo suporte é anisotrópico, como indicado pela alta dispersão de velocidade ao longo

do eixo de rotação (SCORZA; BENDER, 1995). Padrão de disco semelhante é observado em NGC 3557, embora este tenha uma inclinação diferente, perceptível pela forma das isocurvas de velocidade e também sugerido pelo disco de poeira em imagens do Hubble (LAUER et al. 2005).

Apresentamos na Figura 28 uma combinação dos mapas de velocidade e dispersão de velocidade através da razão v_*/σ_* a fim de evidenciar as estruturas nos mapas de velocidade. A razão $(v/\sigma)^*$ é uma medida do nível de anisotropia na dispersão de velocidade, amplamente utilizada para classificação das galáxias elípticas (BENDER, 1988) antes da reformulação do esquema de classificação baseado em mapas da cinemática estelar com dados IFS, desenvolvido por Emsellem et al. (2007) na série de estudos do levantamento SAURON (BACON et al. 2001). Como não dispomos de cobertura espacial suficiente para usar este esquema de classificação, iremos adaptar a ideia de Spiniello et al. (2015), e considerar diretamente os valores absolutos das velocidades, obtendo um mapa da razão v_*/σ_* que permite melhor distinguir entre as regiões dominadas por movimento ordenado daquelas dominadas por movimento desordenado, dado um valor de corte. Entretanto, não é possível determinar um valor de corte que seja associado a todas as galáxias simultaneamente, ao contrário, deve-se verificar individualmente onde há maior influência de uma componente de disco ou do bojo. Embora possa parecer pouco objetivo, tendo como parâmetro comparativo as galáxias sem rotação aparente, percebe-se que nestes casos, em geral, a razão atinge valores menores que 0.1 em todo campo, o que caracteriza a predominância de movimentos desordenados. No caso da galáxia NGC 1549, que tem rotação ao longo de ambos os eixos, vemos uma separação no sentido da rotação a partir da região com valores menores ~ 0.025 , que cruza o campo na diagonal. Para esses casos, o mapa de velocidade por si, evidencia a falta de movimento ordenado, porém nas galáxias com padrão de rotação definido, podemos separar visualmente a contribuição do disco e do bojo. No caso das galáxias com disco estelar interno (NGC 584, NGC 1052, NGC 3585 e NGC 5018) a razão cobre um intervalo comparável entre 0 e 0.6, com predominância do disco onde os valores são maiores que 0.3. Nesses casos, o disco parece ter orientação *edge-on*, já no caso de NGC 3557, há uma pequena variação se considerarmos o mesmo valor de corte. Nas galáxias NGC 1700 e NGC 4105, com componente nuclear cinematicamente desacoplada, vemos duas estruturas imersas em uma região de baixos valores da razão ($\lesssim 0.12$ e 0.025), considerando os respectivos limites de cada galáxia. Para NGC 3904 este limite é similar ao de NGC 1700 (~ 0.12). Em IC 1459, o valor de corte é de ~ 0.2 . Na galáxia NGC 4697, com disco estelar conhecido de in-

Figura 28 – Mapas da razão v_*/σ_* .
Mapas da razão v_*/σ_* para subamostra de 24 galáxias elípticas.



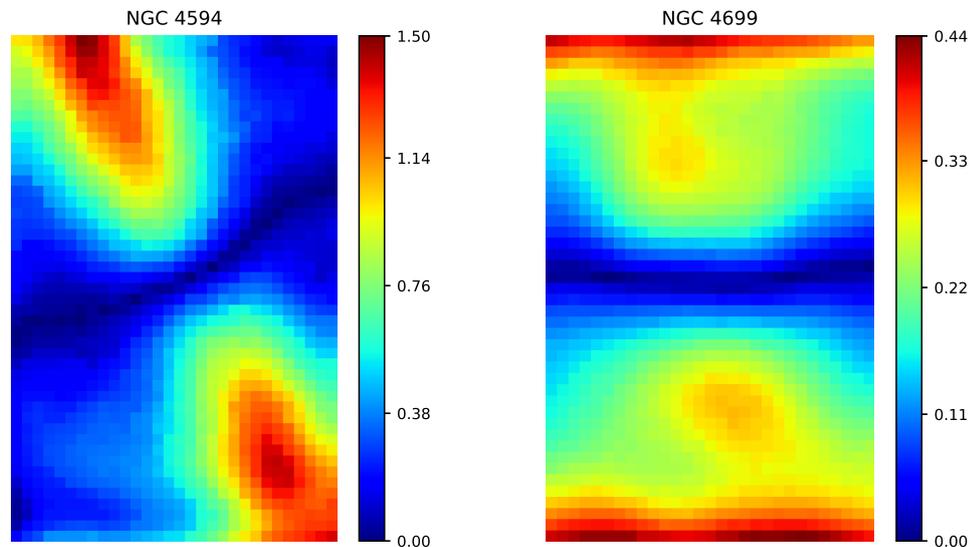
Fonte: Autoria própria.

clinação 76° (DAVIS et al. 2017), vemos maior influência do bojo na parte esquerda do campo, e a região do disco onde a razão é $\gtrsim 0.4$. Apesar da escolha de um valor de corte baseada no aspecto visual dos mapas não ser muito objetiva, qualitativamente as estruturas são semelhantes entre as galáxias com disco interno e galáxias com componente desacoplada. Nas componentes com disco, as variações podem ocorrer a depender da inclinação do disco e da localização e amplitude dos máximos de velocidade.

Como exemplo, mostramos a razão para as espirais *early-type* NGC 4594 e NGC 4699 na Figura 29. Em NGC 4594, a separação entre bojo e disco é ~ 0.6 , onde vemos claramente a estrutura do disco, enquanto a galáxia NGC 4699 não exibe um padrão tal qual os associados às galáxias com disco estelar interno, o que pode ser devido ao ângulo de inclinação da mesma, que é vista de frente. Esses exemplos estão qualitativamente de acordo com a nossa análise para as galáxias elípticas.

Figura 29 – Razão v_*/σ_* .

Mapas da razão v_*/σ_* para as galáxias espirais NGC 4594 e NGC 4699.



Fonte: Autoria própria.

4.2 GALÁXIAS LENTICULARES

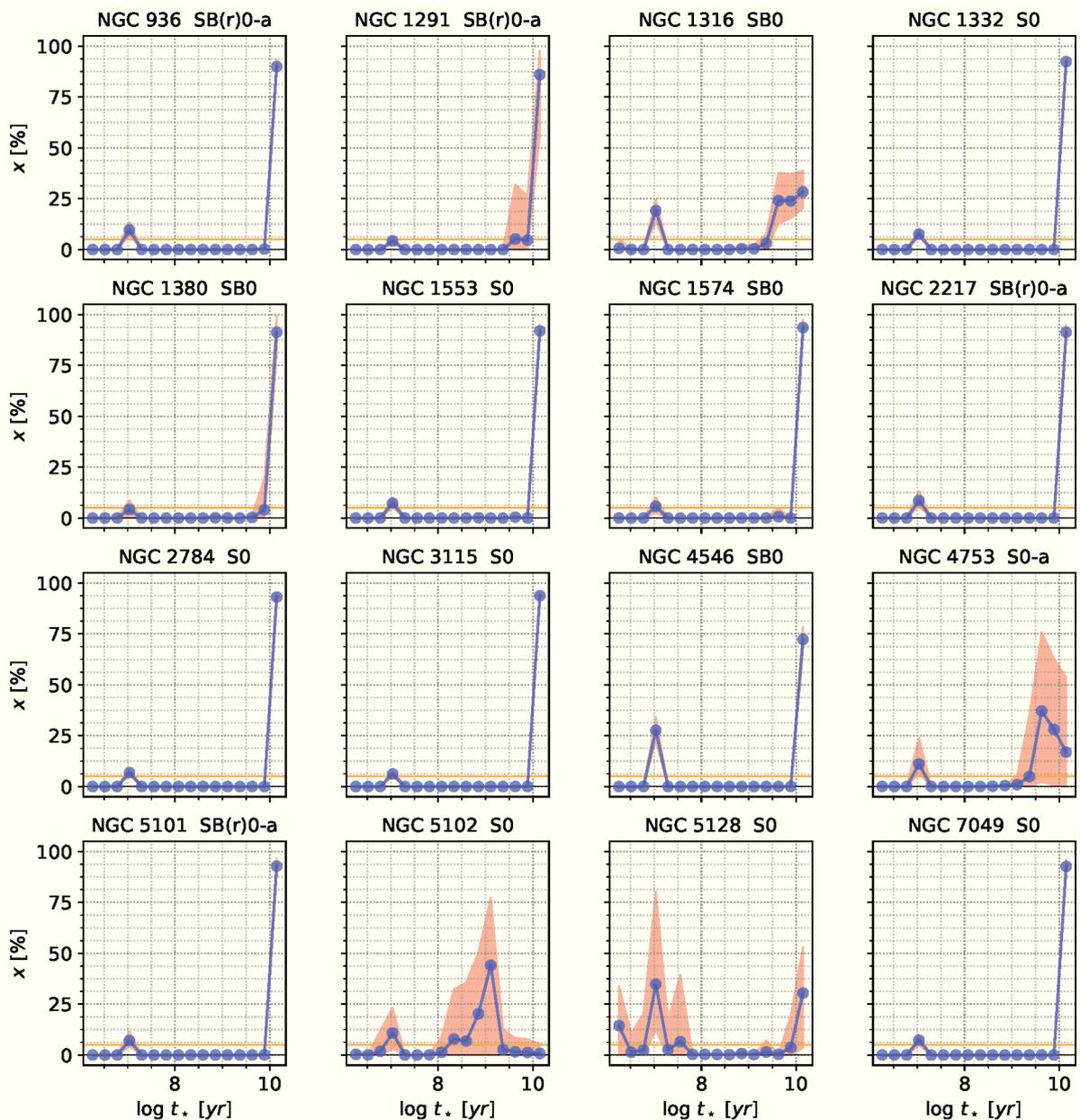
4.2.1 Idades e metalicidades

Examinando as histórias de formação estelar das galáxias lenticulares na Figura 30, nota-se que, assim como para as galáxias elípticas, o ajuste é obtido pela combinação das CSPs de $\sim 10^7$ e 14×10^9 anos. Nestes ajustes, a fração de luz na CSP de $\sim 10^7$ anos é, em média,

menor que 11%, exceto nas galáxias NGC 1316, NGC 4546 e NGC 5128, onde o percentual é de 19, 28 e 35%, respectivamente. Já a CSP de $\sim 14 \times 10^9$ compõe, em média, entre 90 e 94% da fração de luz em 10 das 16 galáxias da subamostra. As galáxias NGC 1316, NGC 4753, NGC 5102 e NGC 5128 têm as menores frações de luz nesta componente, sendo 28, 17, 1 e 30%, respectivamente, e história de formação estelar mais complexa que as demais lenticulares. Note que na galáxia NGC 5102 apenas 1% da fração de luz provém da componente mais velha, tendo maior percentual em populações com idade intermediária ($7 < \log t_{\star} < 9$ dex).

Figura 30 – Distribuição da fração de luz.

Como descrito na Figura 21 para a subamostra de 16 galáxias lenticulares.



Fonte: Autoria própria.

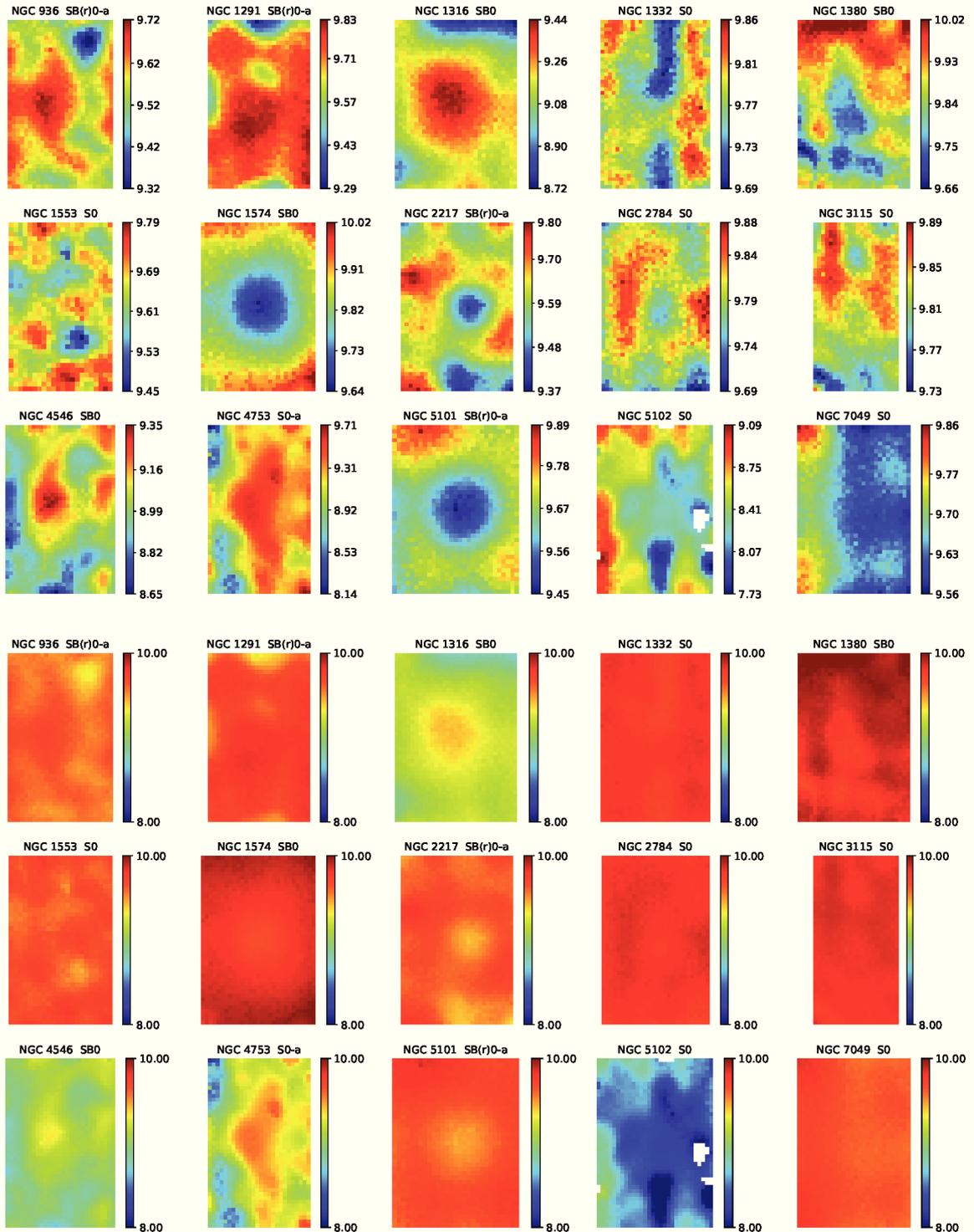
A galáxia NGC 4546, cuja fração de luz na CSP jovem é de 28%, exibe os demais 72% na componente de 14×10^9 anos, sendo este o maior valor médio na componente jovem dentre os ajustes com apenas duas componentes em idade. Em NGC 5128, há contribuição similar das componentes de $\sim 10^7$ e 14×10^9 anos, com fração média de 35 e 31%, respectivamente, além de uma componente mais jovem da base, que compõe 14% da fração de luz.

As 16 galáxias lenticulares da amostra exibem uma cobertura mais ampla em idade média, entre $7.82 \leq \langle \log t_\star \rangle \leq 9.87$ dex, sendo que a maior parte da amostra (10 galáxias) tem idade média superior a 9.6 dex. A dispersão na idade média é menor que 0.1 dex para 11 das 16 galáxias da amostra, e é maior que 0.2 dex em apenas três destas (ver Tabela 2.). As galáxias NGC 5102 e NGC 5128 são as mais jovens, com 8.44 e 7.82 dex, respectivamente. O espectro de NGC 5102 é notoriamente jovem, embora haja a hipótese de degenerescência entre estrelas jovens massivas e estrelas velhas no ramo horizontal (VÉRON; VÉRON-CETTY, 1985). Em NGC 5128, o espectro é avermelhado devido a faixa de poeira extensa que cruza o núcleo da galáxia, com profundidade óptica estimada em $\tau_V = 2.6$, e, possivelmente envolve regiões de formação estelar. Nesse caso, a distribuição da idade média (Figura 33) exibe pequenas estruturas, que devem ser um efeito da grande quantidade de poeira. Nos mapas de idade média ponderada pela luz para as galáxias lenticulares, mostrados na Figura 31, o padrão onde a região central é mais jovem que a região circum-adjacente, tal qual visto para as elípticas, é observado apenas em três das galáxias (NGC 1574, NGC 2217 e NGC 5101). Nos mapas em escala fixa (painéis inferiores da Figura 31) as galáxias com dispersão menor que 0.05 na idade média (NGC 1332, NGC 2784 e NGC 3115) têm distribuição aproximadamente constante. Em NGC 4753, é perceptível a estrutura do disco à esquerda do campo, onde a idade é menor.

A Figura 32 mostra os mapas de metalicidade média ponderada pela fração de massa. As galáxias lenticulares têm metalicidades semelhantes às elípticas, cobrindo um intervalo entre $0.1 < \langle \log Z/Z_\odot \rangle < 0.4$, ou, aproximadamente, 1.3 e 2.5 Z_\odot , para quase todas as galáxias da amostra. A galáxia NGC 5102, além de ser uma das mais jovens, também tem a menor metalicidade, 0.65 Z_\odot . Os padrões nos mapas de NGC 1574 e NGC 5101 indicam degenerescência idade-metalicidade. Em NGC 3115, a metalicidade é maior em uma estrutura alongada na mesma orientação que o disco da galáxia, e a região circum-adjacente tem metalicidade aproximadamente menor, em concordância com os resultados de Guérou et al. (2016). Na galáxia NGC 1380 é perceptível uma variação na metalicidade, que é acompanhada pela idade média no sentido oposto, onde a região central do disco tem maior metalicidade que a região circum-

Figura 31 – Mapas de idade média $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ [yr].

Mapas de idade média ponderada pela luz para 15 galáxias lenticulares da subamostra, organizado como na Figura 23.



Fonte: Autoria própria.

adjacente, e na parte superior do campo a metalicidade é ainda menor, sugerindo diferentes populações estelares entre o disco e o bojo da galáxia.

As estruturas nos mapas de metalicidade média são menos evidentes quando utilizamos uma escala fixa no intervalo de -0.5 a 0.5 , como se vê nos painéis inferiores da Figura 32. Ainda assim, é possível observar certo grau de variação nas galáxias NGC 936, NGC 1380, NGC 1574, NGC 4753, e a maior variação na galáxia NGC 5102. Nestes mapas também é possível observar a diferença em metalicidade entre as galáxias, onde NGC 4546 é a mais rica em metais.

4.2.2 Extinção

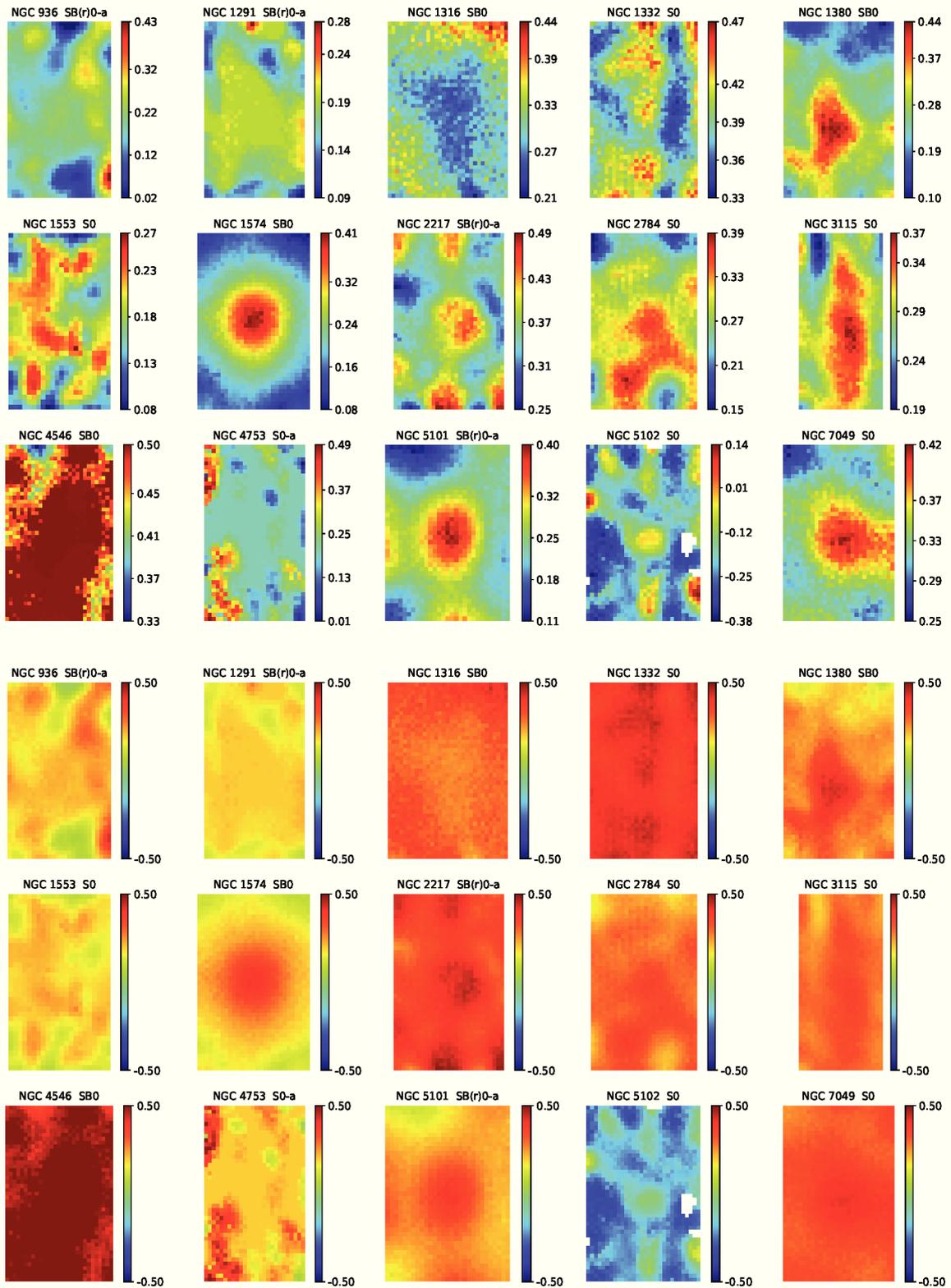
A Figura 34 mostra a extinção, τ_V , para a subamostra de galáxias lenticulares. Para os mapas da parte inferior fixamos escala entre $\tau_V = -0.2$ e 2.0 . A extinção dentre as galáxias lenticulares é menor que 1, exceto para a galáxia NGC 5128 onde $\tau_V \sim 2.6$, evidente pela extensa faixa de poeira que cruza o centro da galáxia. De maneira geral, a extinção é mais pronunciada na região nuclear em 9 das 16 galáxias.

Em NGC 1380 é possível identificar o disco de poeira, visível em imagens do Hubble no óptico, com a região de maior extinção, que permanece evidente no mapa em escala fixa. Esse resultado está de acordo com o encontrado por Viaene et al. (2018), que mostram a extinção distribuída ao longo de um disco com valores crescentes para o centro. Em contraste, o disco de poeira em NGC 1332, também visível em imagens do Hubble no óptico, não é perceptível no mapa de extinção, cuja distribuição é marcada por uma região central de maior intensidade, $\tau_V \sim 0.3$. Guiando-se pelas imagens do Hubble, o disco coincide com a faixa vertical no meio do campo, que é mais jovem e rica em metais em relação à região adjacente (ver Figuras 31 e 32). A extinção nessa região é menor que zero, no entanto, pelo mapa em escala fixa, vemos que as variações ao longo do campo são muito pequenas.

Em uma escala entre $\tau_V = -0.2$ e 2.0 (parte inferior da Figura 34), a distribuição da extinção é praticamente constante para as galáxias NGC 3115 e NGC 7049. Excetuando-se essas duas galáxias, os mapas de extinção em escala fixa ainda deixam evidente a variação na distribuição espacial desta propriedade, em destaque para NGC 4753, com dispersão de 0.38 em τ_V . Nessa galáxia, a faixa vertical de maior extinção coincide com a região de menor idade e maior metalicidade, além de exibir distorções no mapa de velocidade, sugerindo um efeito da poeira nestas estimativas. Nas galáxias NGC 4546 e NGC 5102, estruturas semelhantes a anéis

Figura 32 – Mapas de metalicidade média $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$.

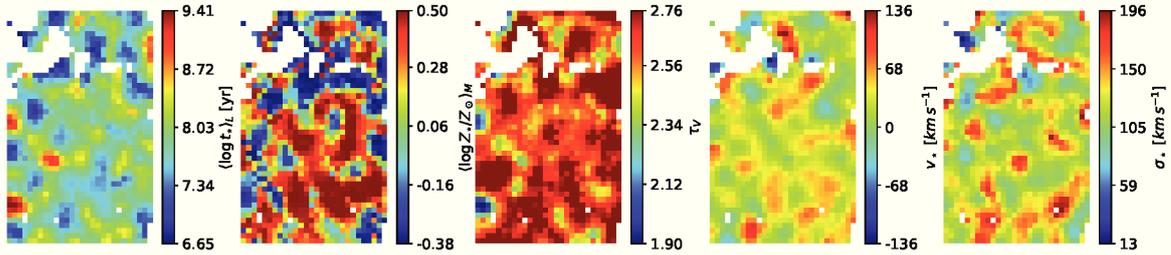
Mapas de metalicidade média ponderada pela massa para 15 galáxias lenticulares da subamostra. A parte superior utiliza uma escala de cores automática e na metade inferior todos os mapas utilizam a escala no intervalo entre -0.5 e 0.5 dex.



Fonte: Autoria própria.

Figura 33 – Mapas das propriedades para NGC 5128.

Estimativas de idade, metalicidade, extinção, velocidade e dispersão de velocidade para a galáxia NGC 5128.



Fonte: Autoria própria.

de poeira são também perceptíveis. Curiosamente, NGC 1316, que exibe uma extensa faixa de poeira, parece não ter a região nuclear muito afetada, onde $\tau_v = 0.6$, e atinge valores maiores em pequenas partes do campo.

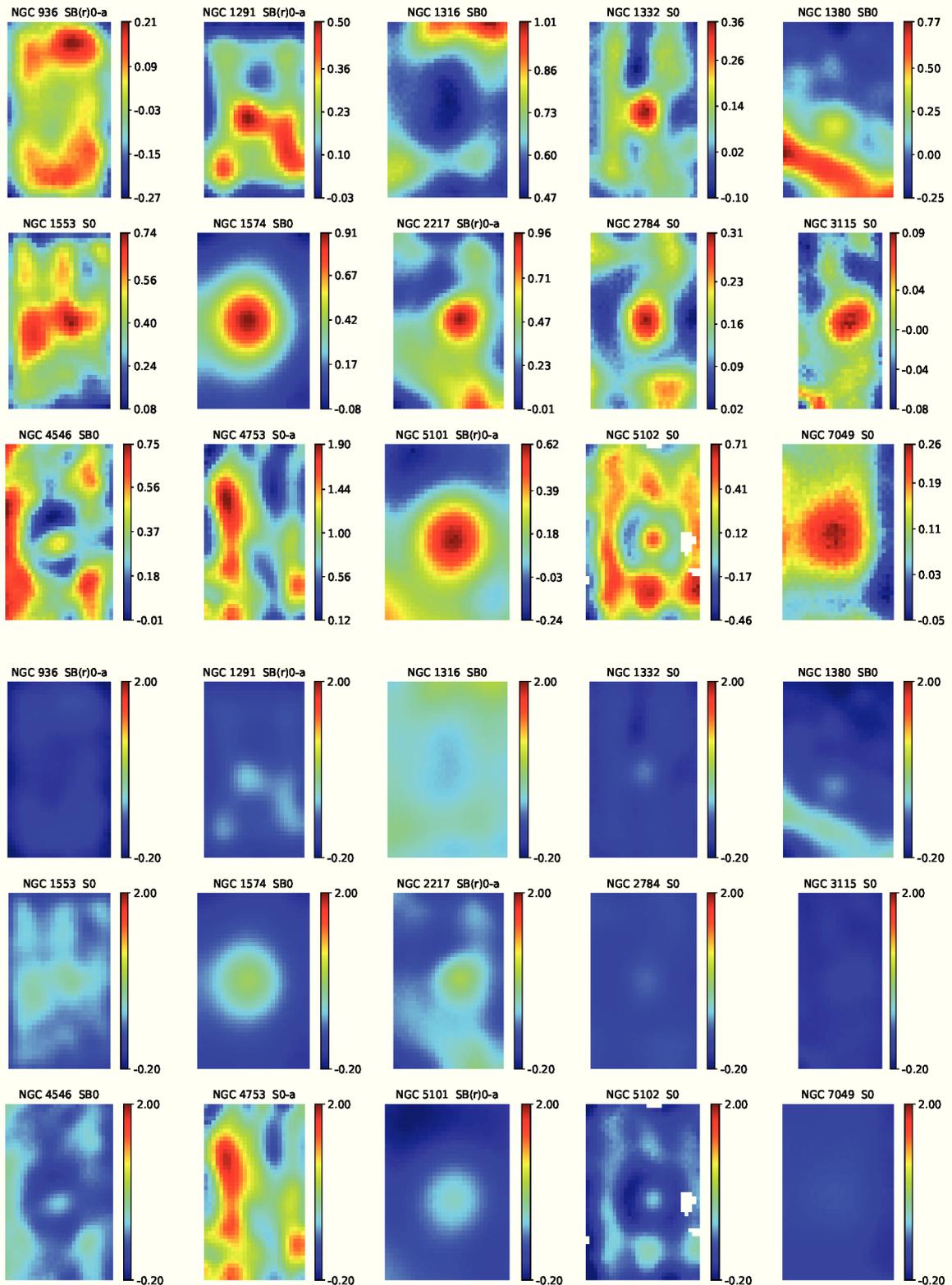
Os mapas para a galáxia NGC 5128 são expostos separadamente na Figura 33, porque os valores de suas propriedades são bastante diversos das demais galáxias da subamostra, ficando saturados nos mapas em escala fixa. As regiões em branco nos mapas foram mascaradas com base no mapa de dispersão de velocidade, cujos valores acima de 300 km s^{-1} divergem significativamente do valor médio ao longo do campo. Essas regiões coincidem com uma faixa muito espessa de poeira, perceptível em imagens do Hubble e no mapa de luminosidade (ver Apêndice A). A extinção é maior que 2.5 na maior parte do campo, o que, possivelmente produz o efeito granuloso, isto é, as pequenas estruturas nos mapas. Ainda assim, os resultados indicam a presença de uma população estelar jovem e rica em metais, como esperado para uma região que está em atual atividade de formação estelar.

4.2.3 Cinemática

As Figuras 35 e 36 mostram os mapas de velocidade e dispersão de velocidade para as galáxias lenticulares. Quase todas as galáxias exibem padrão de rotação bem definido, à exceção das galáxias NGC 1291, NGC 1316 e NGC 5128. Estudos da cinemática estelar a partir de dados de IFS mostraram que há rotação em todas estas três (NGC 1291, MÉNDEZ-ABREU et al. 2019; NGC 1316, BELETSKY et al. 2011; NGC 5128, CAPPELLARI et al. 2009), mas isso não é claro em nosso campo de visão. Segundo Beletsky et al. (2011), NGC 1316 contém uma componente nuclear cinematicamente desacoplada, sugerida pelo mínimo central no mapa de dispersão de velocidade. No entanto, apesar de os autores detectarem rotação em um campo de raio $4''$, também destacam o fato de não haver rotação em um raio menor que $1.5''$ –

Figura 34 – Mapas de extinção τ_V .

Mapas de extinção para 15 galáxias lenticulares da subamostra. A parte superior utiliza uma escala de cores automática e na metade inferior todos os mapas utilizam a escala no intervalo entre -0.2 e 2 .

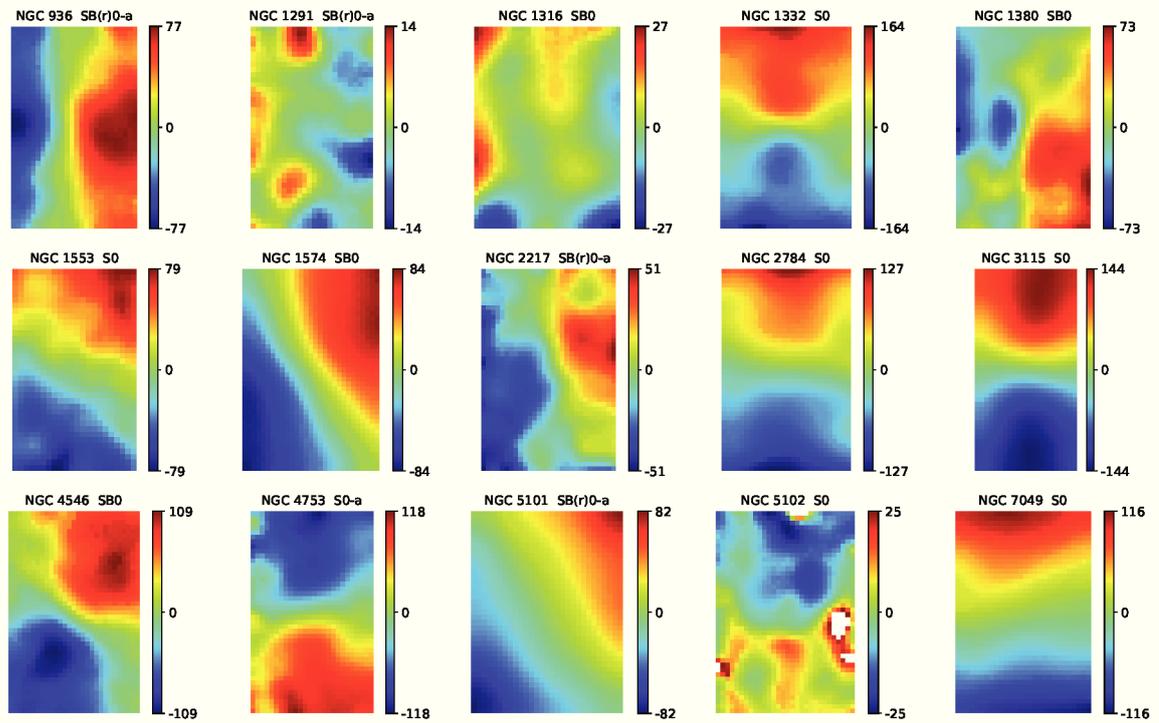


Fonte: Autoria própria.

2.0". Em NGC 5128, a quantidade de poeira, sinalizada por um $\tau_V = 2.6$, afeta a estimativa da cinemática a partir do espectro óptico da galáxia. Em NGC 5102, pequenas regiões com altos valores de velocidade e dispersão de velocidade divergem consideravelmente dos valores médios ao longo do campo, e, por isso, foram mascaradas em todos os mapas. Assim, no mapa de velocidade vê-se um padrão de rotação com pequenas perturbações, que pode estar relacionado à existência de dois discos estelares que têm rotação em sentidos opostos (MITZKUS; CAPPELLARI; WALCHER, 2017). Em NGC 4753, o mapa de velocidade exhibe pequenas distorções na parte esquerda do campo, que coincide com a faixa de poeira que cruza o campo de visão (STEIMAN-CAMERON; KORMENDY; DURISEN, 1992; DEWANGAN; SINGH; BHAT, 1999). O estreitamento das isocurvas de velocidade em NGC 1332 na direção do centro do campo sugere a presença de um disco estelar, que coincide com o disco de poeira com orientação *edge-on* visível em imagens do Hubble. O pico em dispersão de velocidade corresponde a região de influência do buraco negro central, cujo raio é $\sim 0.38''$ (RUSLI et al. 2011). Em NGC 1380, o formato das isocurvas de velocidade também sinalizam o disco estelar interno, embora haja maior influência do bojo devido a inclinação. O mínimo central nos mapas de dispersão de velocidade das galáxias NGC 1291, NGC 1316 e NGC 5101 pode estar relacionado a presença de uma componente estelar interna. Nesses casos, vemos um gradiente de velocidade compatível com rotação apenas em NGC 5101, com amplitude de $\sim 80 \text{ km s}^{-1}$. Na galáxia NGC 1574 há rotação em ambos os eixos, sendo mais significativa ao longo do eixo menor, e quase constante ao longo do eixo maior (JARVIS et al. 1988), o que pode ser percebido pela distribuição das isocurvas de velocidade sem aparente movimento desordenado. O respectivo mapa de dispersão de velocidade exhibe um crescimento para o centro do campo, que também é evidenciado por Jarvis et al. (1988) em um raio de $\sim 20''$ para ambos os eixos de rotação. A galáxia NGC 3115 possui um disco estelar interno já estudado com espectroscopia de fenda longa (CAPACCIOLI et al. 1987; KORMENDY; RICHSTONE, 1992) e de campo integral (GUÉROU et al. 2016). Aqui percebe-se a assinatura do disco no padrão de rotação do mapa de velocidade e a baixa dispersão de velocidade ao longo do eixo de rotação. Na galáxia NGC 936 a barra é projetada pela inclinação das isocurvas de velocidade em relação ao eixo de rotação. Na galáxia NGC 2217, com sistema de duas barras, nota-se certo grau de movimento desordenado na direção perpendicular ao eixo de rotação.

Figura 35 – Mapas de velocidade v_* [km s^{-1}].

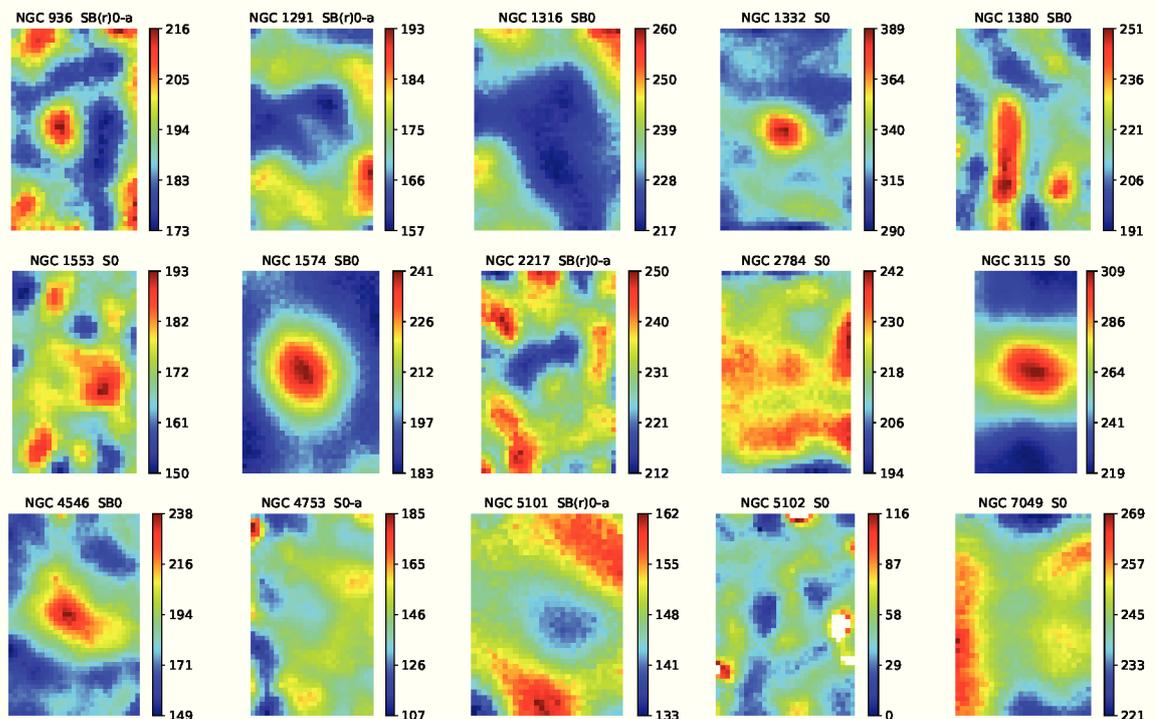
Mapas de velocidade para 15 galáxias lenticulares da subamostra.



Fonte: Autoria própria.

Figura 36 – Mapas de dispersão velocidades σ_* [km s^{-1}].

Mapas de dispersão de velocidade para 15 galáxias lenticulares da subamostra.



Fonte: Autoria própria.

4.3 GALÁXIAS ESPIRAIS

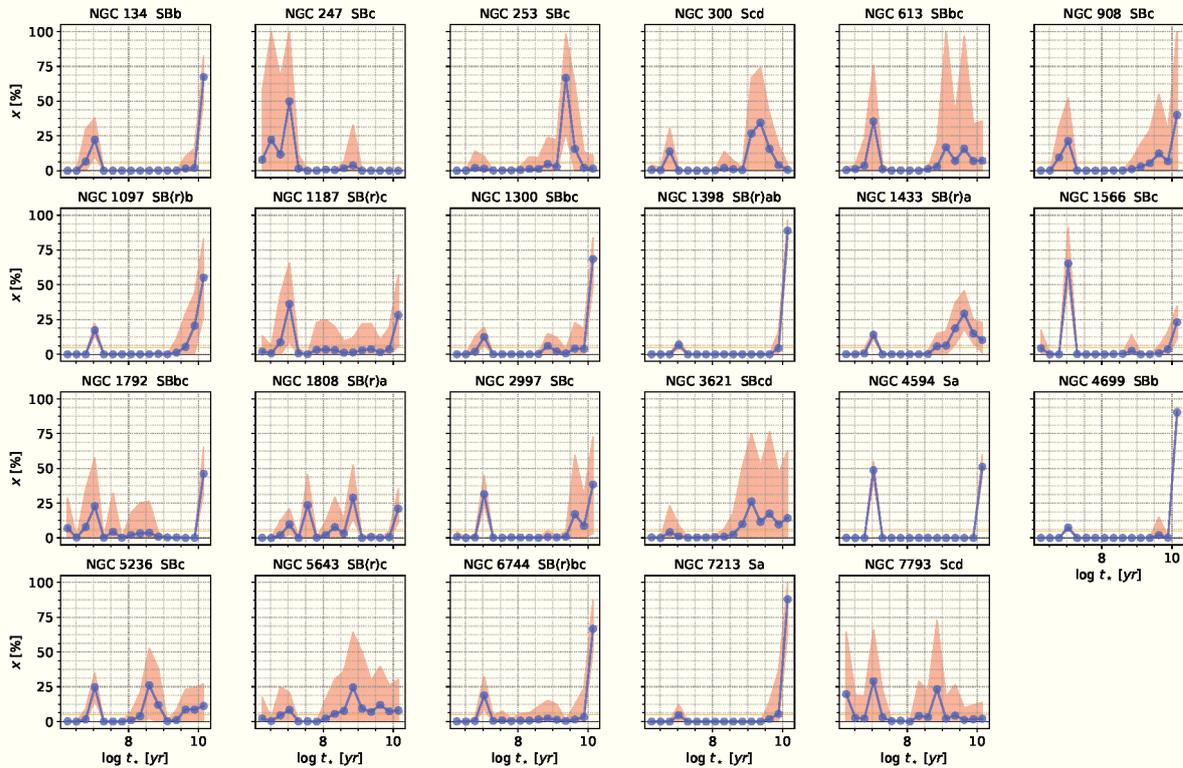
4.3.1 Idades e metalicidades

A história de formação estelar das galáxias espirais é diversificada, composta por populações estelares de diferentes idades, como se vê na Figura 37. Apenas as galáxias NGC 1398, NGC 4594 e NGC 4699 têm comportamento semelhante ao da maior parte das galáxias elípticas e lenticulares. Isso se justifica pelo fato de serem espirais *early-type*, caracterizadas por um bojo semelhante ao de galáxias *early-type* elípticas e lenticulares (BINNEY; MERRIFIELD, 1998). As CSPs de $\sim 10^7$ e 14×10^9 anos também são usadas no ajuste da maior parte das galáxias desta subamostra, mas a fração de luz que abrangem é bastante diferente. A componente de $\sim 10^7$ anos compõe, em média, até 65% da fração de luz das galáxias espirais, onde as maiores frações são observadas nas galáxias NGC 1566 e NGC 4594, com 65 e 49%, respectivamente. Em NGC 1566, o percentual atinge 100% na região nuclear ($r < 0.5''$). Nesse caso a componente sinaliza a contribuição do AGN (§3.4). Nas espirais *early-type* NGC 1398 e NGC 4699 a fração de luz na componente jovem é de 8 e 7%, respectivamente, o que deixa cerca de 90% da luz na componente mais velha. Esta última contém menos que 30% da fração de luz em 14 das 23 galáxias da subamostra.

As estimativas da idade média ponderada pela luz cobrem um intervalo entre $7.64 \leq \langle \log t_* \rangle \leq 9.77$ dex. A dispersão nesses valores é maior que 0.1 dex, exceto para as espirais *early-type* NGC 1398, NGC 1433 e NGC 4699, cuja dispersão é menor que 0.07 dex (ver Tabela 2). Para a maior parte das galáxias da subamostra a idade média varia entre 8 e 9 dex. Novamente as espirais *early-type* NGC 1398 e NGC 4699 são as mais velhas da subamostra (9.66 e 9.77 dex, respectivamente) e as mais jovens são as espirais *late-type* NGC 247 e NGC 1566 (7.86 e 7.64 dex, respectivamente).

Apresentamos na Figura 38 os mapas de idade média para a subamostra de 23 galáxias espirais. A região central das galáxias NGC 613, NGC 1808 e NGC 4699 é mais jovem em relação à região circum-adjacente, sendo que as duas primeiras estão em atual atividade de formação estelar. Em NGC 1097, o mínimo central em idade coincide com a região de maior intensidade das linhas de emissão devida ao AGN (STORCHI-BERGMANN; BALDWIN; WILSON, 1993; IYOMOTO et al. 1996), sugerindo uma contaminação do contínuo. Um padrão oposto, onde a região central é mais velha em relação à região adjacente, é encontrado nas galáxias NGC 1398, NGC 2997, NGC 4594 e NGC 5236. Cabe salientar que, embora possamos distinguir estas

Figura 37 – Distribuição da fração de luz.
Como descrito na Figura 21, mas para a subamostra de 23 galáxias espirais.



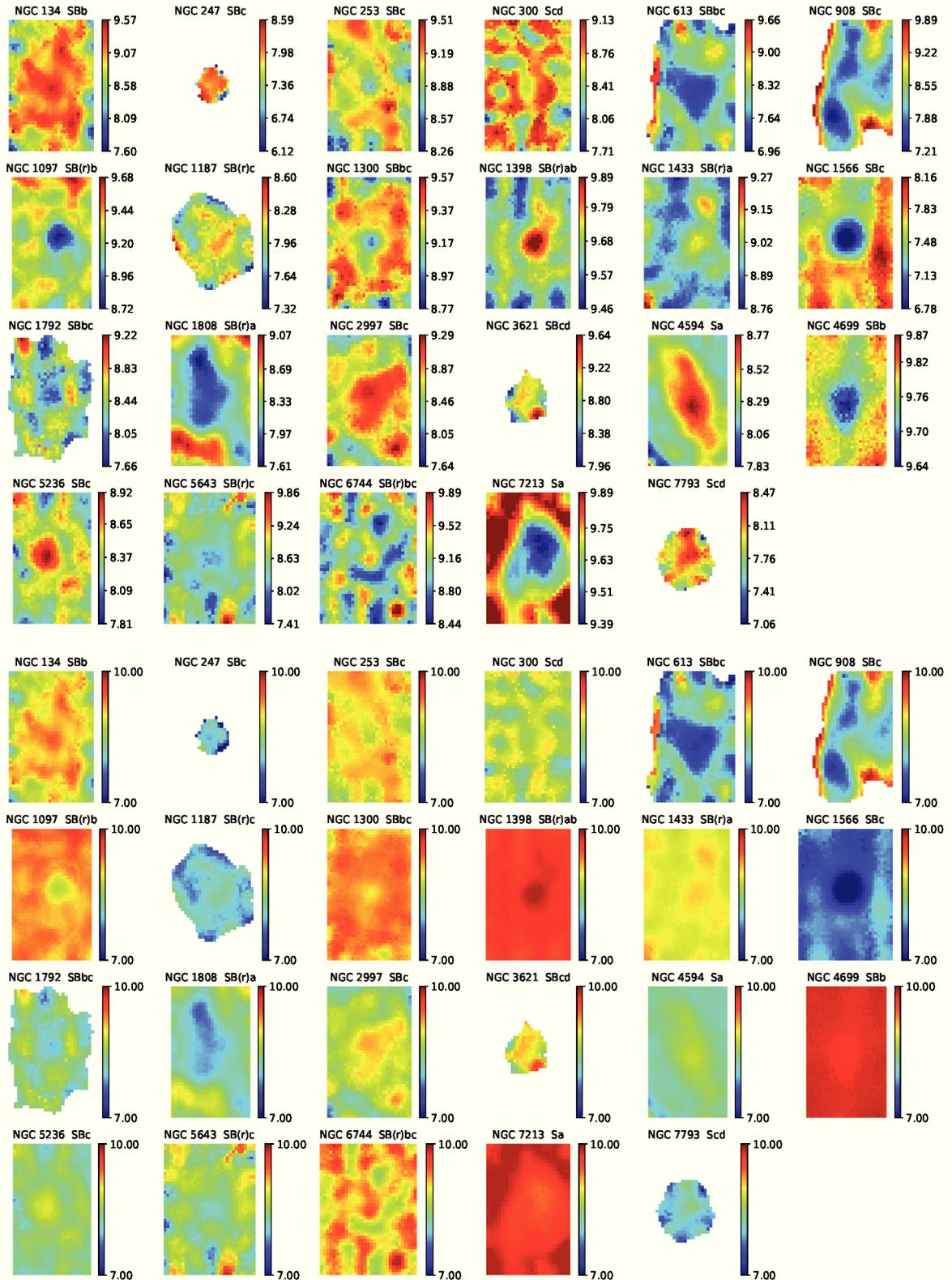
Fonte: Autoria própria.

estruturas no mapa em escala individual, e a despeito da dispersão ser maior que 0.1 dex para quase todas as galáxias da subamostra, nos mapas em escala fixa de 7 a 10 dex (metade de baixo da Figura 38) as variações ao longo do campo são menos significativas, ainda que perceptíveis. A distribuição é aproximadamente constante para as espirais *early-type* NGC 1398, NGC 1433 e NGC 4699. Particularmente, os mapas de NGC 613 e NGC 908 cobrem todo o intervalo em idade, permanecendo quase inalterados na escala fixa.

A metalicidade média cobre o intervalo entre $-0.27 \leq \langle \log Z/Z_{\odot} \rangle \leq 0.49$, ou de 0.5 a $3.1 Z_{\odot}$, considerando os valores médios sobre todo o campo. A maior parte desta subamostra tem metalicidade média entre 1 e $2.2 Z_{\odot}$, sendo a dispersão menor que 0.2 dex (ver Tabela 2 para mais detalhes). Apresentamos os mapas de metalicidade média na Figura 39, a diversidade entre as galáxias pode ser notada desde as mais pobres em metais, NGC 300 e NGC 7793 ($\sim 0.5 Z_{\odot}$), até as mais ricas em metais, NGC 253, NGC 1792, NGC 1808 e NGC 4594 ($Z > 2.5 Z_{\odot}$). Para estas últimas, os mapas de metalicidade são completamente saturados, indicando o uso da componente da base de maior metalicidade com diferentes idades, conforme visto na Figura 37. Em NGC 4699 parece haver degenerescência idade-metalicidade. Os mapas de metalicidade em uma escala fixa entre $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle = -0.4$ e 0.5 permitem distinguir, dentro desse intervalo,

Figura 38 – Mapas de idade média $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ [yr].

Mapas de idade média ponderada pela luz para a subamostra de 23 galáxias espirais. A parte superior utiliza uma escala de cores automática e na metade inferior todos os mapas utilizam a escala no intervalo entre 7 e 10 dex.



Fonte: Autoria própria.

entre galáxias de baixa, intermediária e alta metalicidade.

4.3.2 Extinção

As estimativas de extinção variam entre $\tau_V = 0.5$ e 1.6 para a maior parte das espirais da amostra. Valores menores que 0.3 são encontrados nas espirais *early-type* NGC 1398 e NGC 4699, e na espiral *late-type* NGC 300. A galáxia NGC 1808 tem a maior extinção, $\tau_V \sim 2.4$, e nas demais galáxias $\tau_V < 2$ (ver Tabela 2). Os mapas de extinção das galáxias espirais, expostos na Figura 40, exibem pequenas estruturas em algumas galáxias *late-type*. Nos casos de NGC 1300, NGC 1566 e NGC 5643, a extinção delinea as estruturas de braços espirais nucleares. Já em NGC 4594, a estrutura no mapa de extinção corresponde à faixa de poeira que cruza o núcleo da galáxia, conforme evidenciado por Emsellem e Ferruit (2000). Essas estruturas são menos aparentes nos mapas de extinção em escala fixa, onde as variações são mais significativas nas galáxias NGC 134, NGC 253 e NGC 1566.

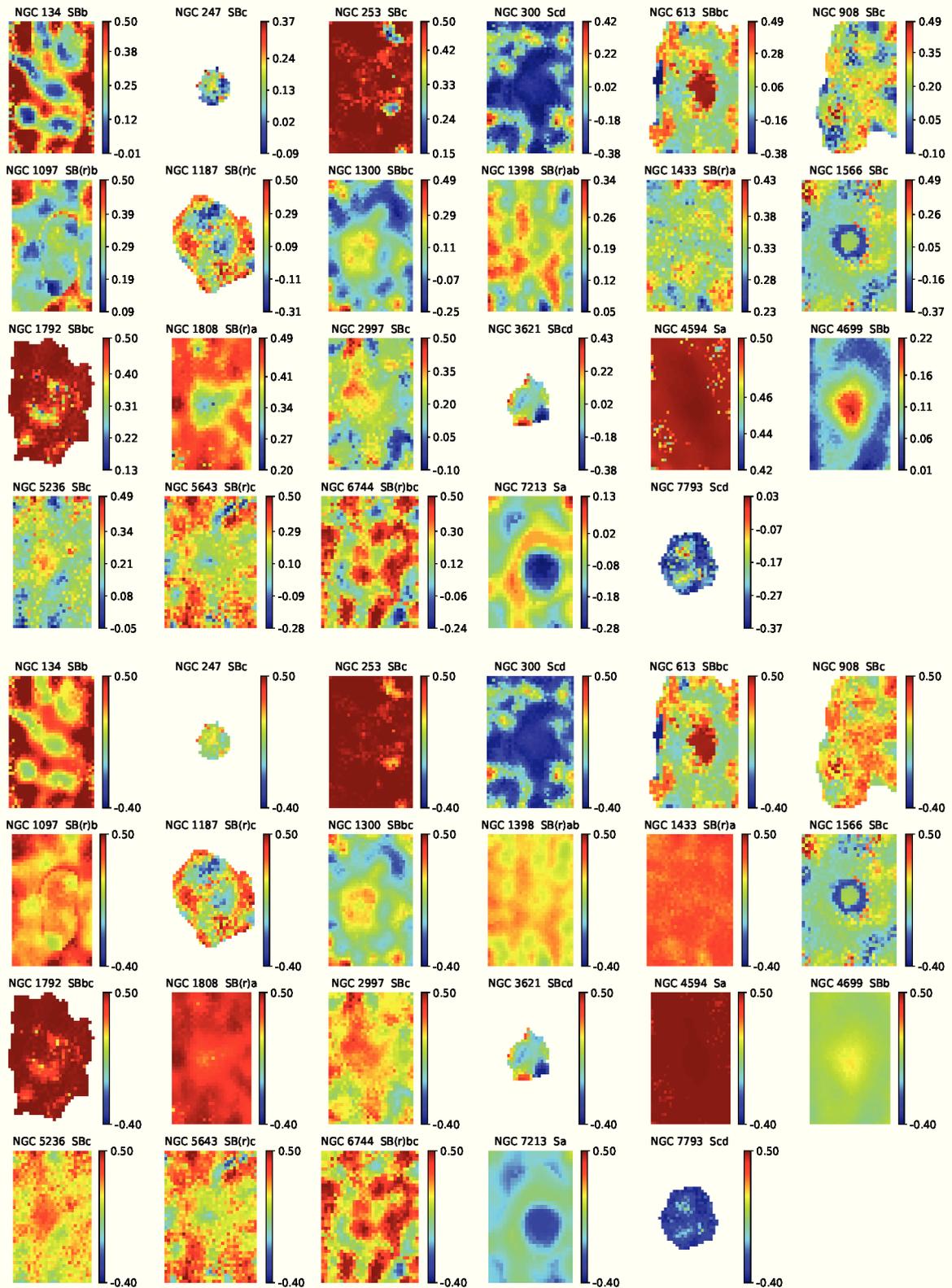
4.3.3 Cinemática

Assim como indicado na seção 4.1, é necessário aplicar a Equação 6 para corrigir os valores de dispersão de velocidade derivados pelo STARLIGHT. Para as galáxias *late-type* a dispersão instrumental é $\sigma_{\text{inst}} = 70 \text{ km s}^{-1}$, considerando a resolução espectral de 1.3 \AA em 5500 \AA .

As Figuras 41 e 42 mostram os mapas de velocidade e dispersão de velocidade, respectivamente, para as galáxias espirais. As galáxias NGC 908, NGC 1398, NGC 1566, NGC 2997, NGC 4594, NGC 4699 e NGC 5643 exibem padrão de rotação bem definido. Em NGC 1792, NGC 5236 e NGC 6744, o gradiente de velocidade sugere rotação em raios maiores. O campo de velocidade de quase todas as galáxias contém certo grau de perturbação, possivelmente devido a poeira ou dinâmica de barras. Em NGC 4594, os padrões dos mapas de velocidade e dispersão de velocidade são característicos de um disco em rotação. Em NGC 4699, Bower et al. (1993) mostraram que a dispersão cresce ao longo de ambos os eixos dentro de um raio de $3''$, com uma variação de 160 para 260 km s^{-1} . Nosso mapa mostra que a dispersão de velocidade tem pico em $\sim 180 \text{ km s}^{-1}$ na região nuclear ($r < 0.5''$) e uma distribuição assimétrica, em concordância com Bower et al. (1993). Nas galáxias NGC 247, NGC 3621 e NGC 7793, embora parte do campo esteja mascarada, o gradiente de velocidade indica rotação. Nas galáxias

Figura 39 – Mapas de metalicidade média $\langle \log Z/Z_{\odot} \rangle_M$.

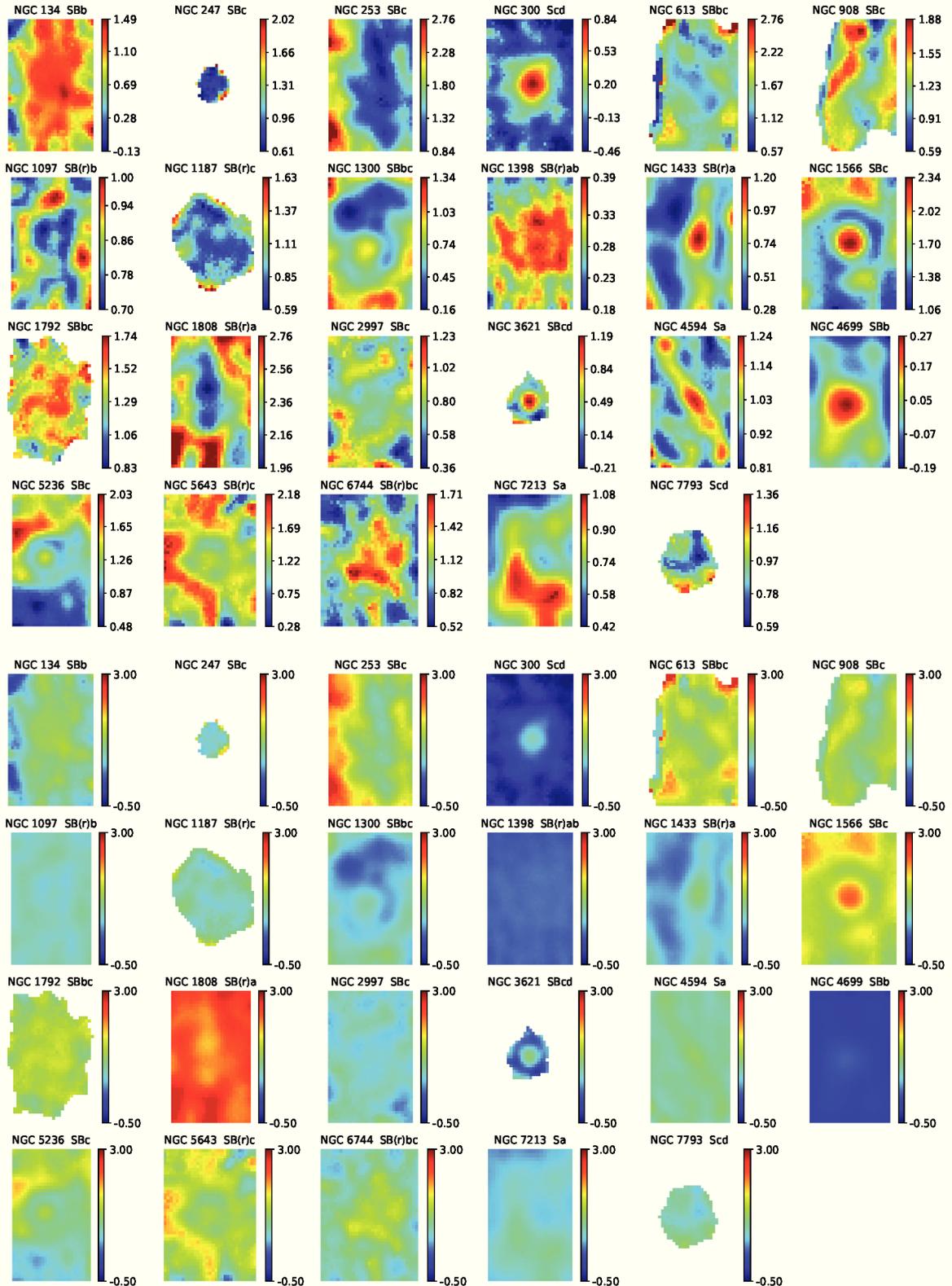
Mapas de metalicidade média ponderada pela massa para a subamostra de 23 galáxias espirais. A parte superior utiliza uma escala de cores automática e na metade inferior todos os mapas utilizam a escala no intervalo entre -0.4 e 0.5 dex.



Fonte: Autoria própria.

Figura 40 – Mapas de extinção τ_V .

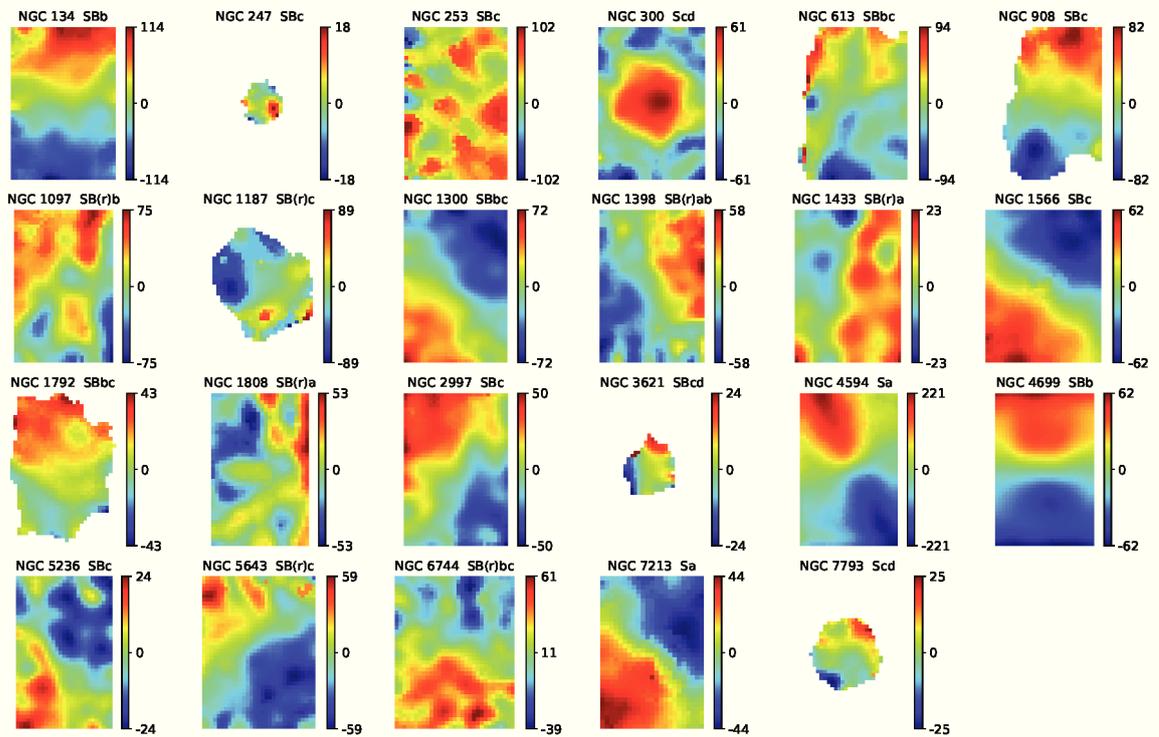
Mapas de extinção para a subamostra de 23 galáxias espirais. A parte superior utiliza uma escala de cores automática e na metade inferior todos os mapas utilizam a escala no intervalo entre -0.5 e 3 .



Fonte: Autoria própria.

Figura 41 – Mapas de velocidade v_* [km s^{-1}].

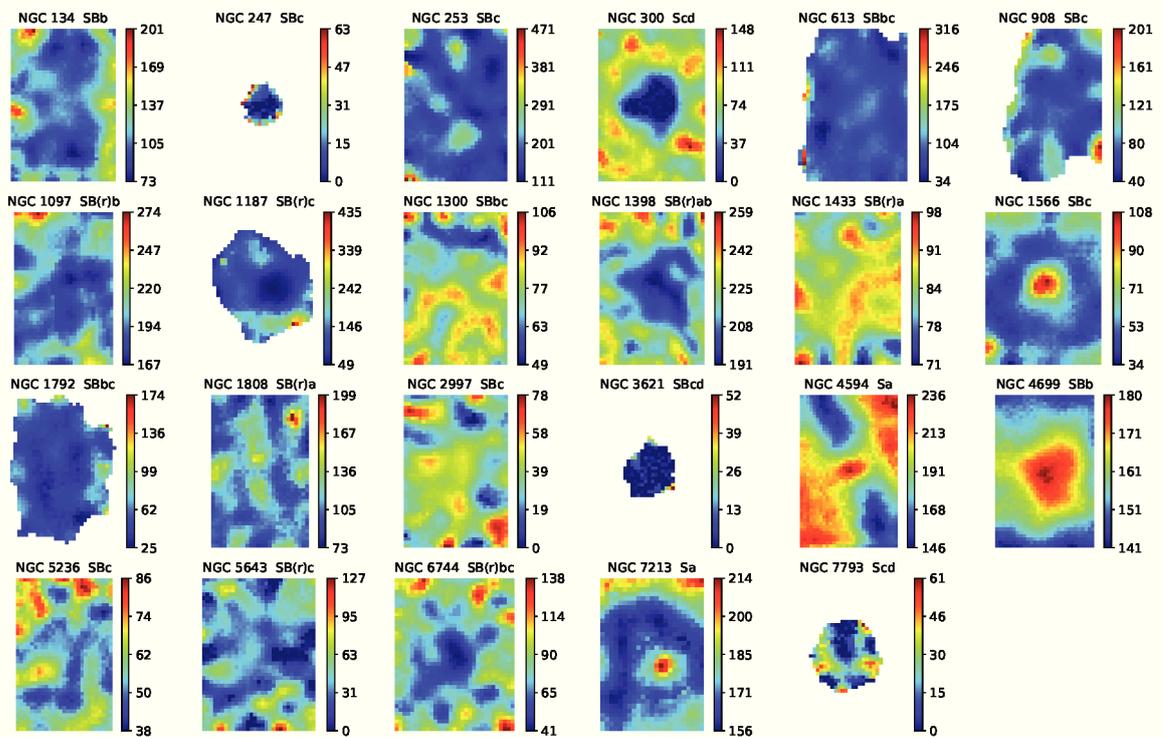
Mapas de velocidade para a subamostra de 23 galáxias espirais.



Fonte: Autoria própria.

Figura 42 – Mapas de dispersão de velocidade σ_* [km s^{-1}].

Mapas de dispersão de velocidade para a subamostra de 23 galáxias espirais.



Fonte: Autoria própria.

que exibem um gradiente de velocidade, caracterizando um padrão de rotação, as distorções são possivelmente devidas a poeira, cuja extinção atinge valores maiores que 1. Efetivamente, para a galáxia NGC 1808, Busch et al. (2017) utiliza as bandas do CO em $2.3 \mu\text{m}$, no infravermelho, para derivar o mapa da velocidade estelar, onde vemos o padrão de rotação sugerido pelo gradiente no respectivo mapa da Figura 41. Também para NGC 5236, estimativas a partir de bandas do CO mostram rotação de $\sim 32 \text{ km s}^{-1}$ (PIQUERAS LÓPEZ et al. 2012), de acordo com nossos resultados. Em NGC 1433, vemos um gradiente de velocidade, sugerindo rotação no campo, conforme obtido por Smajick et al. (2014).

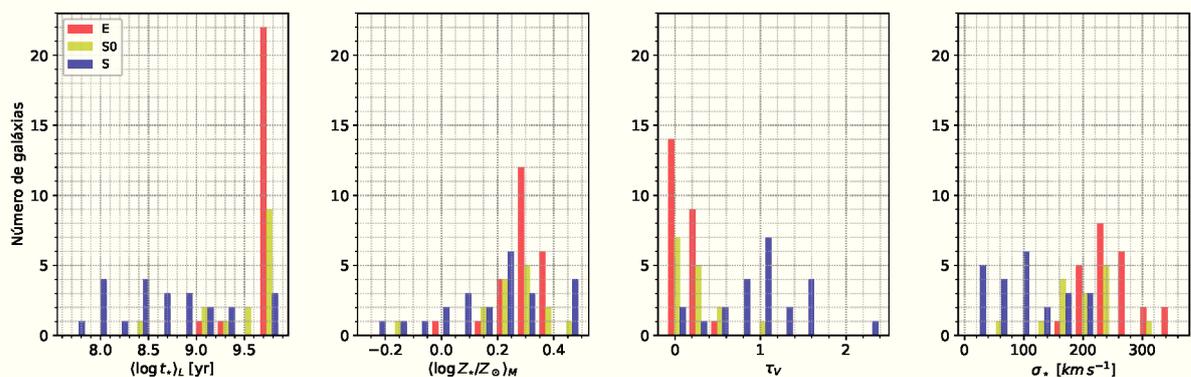
A dispersão de velocidade no núcleo dessas galáxias é menor que 150 km s^{-1} para a maior parte da amostra (15 galáxias). Apenas as galáxias NGC 1097 e NGC 4594 exibem dispersão de velocidade maior que 200 km s^{-1} . A estimativa de 155 km s^{-1} para dispersão de velocidade em NGC 253 difere significativamente do valor de $95 \pm 17 \text{ km s}^{-1}$ encontrado na base de dados *HyperLeda*. Esta divergência pode ser devido a quantidade de poeira na região observada, que afeta as estimativas da cinemática da galáxia. Os valores de dispersão de velocidade para todas as galáxias da amostra estão listados na Tabela 2.

4.4 DISTRIBUIÇÃO DAS PROPRIEDADES ESTELARES POR TIPO MORFOLÓGICO

Nesta seção trazemos um resumo do exposto no capítulo a fim de visualizar os resultados de modo comparativo. Para isso, apresentamos na Figura 43 a distribuição de idade, metalicidade, extinção e dispersão de velocidade de acordo com o tipo morfológico das galáxias da amostra. A figura sintetiza o explanado nas seções anteriores: as galáxias *early-type* (elípticas

Figura 43 – Distribuição das propriedades estelares.

Distribuição de idade, metalicidade, extinção e dispersão de velocidade, respectivamente, destacando as subamostras de galáxias elípticas (vermelho), lenticulares (amarelo) e espirais (azul).



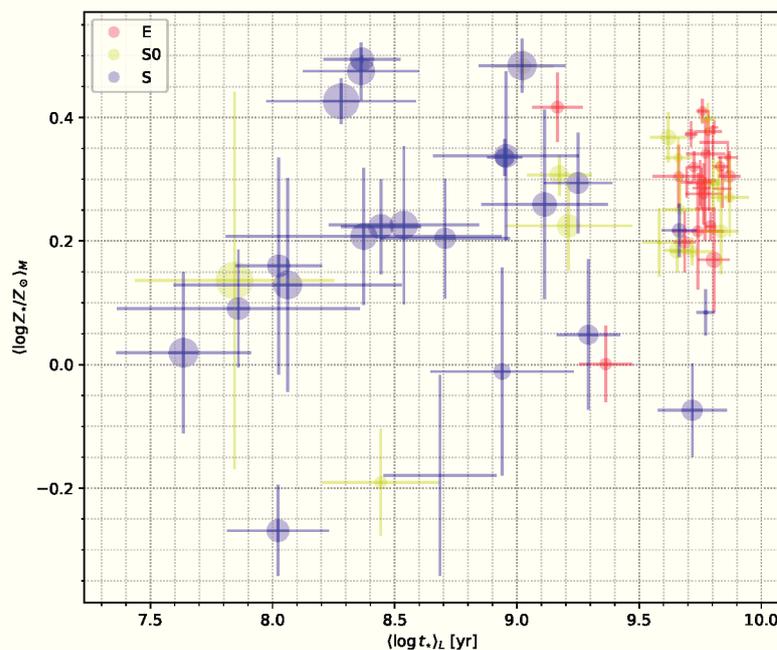
Fonte: Autoria própria.

e lenticulares) são compostas por populações estelares majoritariamente velhas e ricas em metais, e têm baixo conteúdo em poeira; já nas galáxias espirais, de modo geral, as populações estelares são mais jovens, ricas em metais, e exibem os maiores valores de extinção. Considerando idade média, extinção e dispersão de velocidade pode-se separar as galáxias em dois extremos: jovem/velho, muita/pouca poeira, baixa/alta dispersão de velocidade, dividindo os tipos morfológicos *early* e *late*. Apenas em metalicidade as três subamostras compartilham valores similares.

Vista de outra forma, a Figura 44 exibe a relação entre idade, metalicidade e extinção. Cada ponto é a média sobre todo o cubo e as barras de erro sinalizam o desvio padrão. O tamanho do símbolo varia segundo os valores de extinção, de modo que onde vê-se apenas as barras de erro a extinção média é negativa ou igual a zero. Como visto na Figura 43, as galáxias *early-type* estão concentradas nos maiores valores de idade ($\langle \log t_* \rangle_L > 9.5$ dex) e metalicidade ($0.2 \lesssim \langle \log Z_*/Z_\odot \rangle_M \lesssim 0.4$ dex). Em contraste, as galáxias espirais abrangem maior diversidade de valores em ambas as propriedades, e estão em maior número entre as idades de 8.0 a 9.5 dex, com metalicidades maiores que $1 Z_\odot$. Curiosamente, como exceções ao quadro geral observado para galáxias *early-type*, as galáxias lenticulares mais jovens (NGC 5102 e NGC 5128, com 8.44 e 7.82 dex, respectivamente) têm propriedades similares àquelas das espirais.

Figura 44 – Relação entre idade, metalicidade e extinção.

A extinção é sinalizada pelo tamanho do símbolo. As barras indicam o desvio padrão; e onde aparecem apenas as barras, a extinção é negativa ou igual a zero.



Fonte: Autoria própria.

Cabe ainda ressaltar a variação nas propriedades médias ao longo do campo das galáxias, que também difere entre os tipos morfológicos. O tamanho das barras de erro na Figura 44 fornece uma ideia da dispersão em idade e metalicidade ao longo do campo das galáxias, sendo esta menor nas galáxias *early-type*, principalmente em idade. Essa mesma ideia foi favorecida pelos mapas em escala fixa, que permitiram determinar a significância das variações tanto em cada campo quanto dentre as diferentes galáxias, de modo que, no caso das espirais, pode-se distinguir galáxias mais pobres e mais ricas em metais.

Em suma, as Figuras 43 e 44 deixam evidente a distribuição homogênea das propriedades das populações estelares nas regiões nuclear e circum-nuclear das galáxias *early-type*, em contraste com a heterogeneidade observada dentre as galáxias espirais. Ademais, para além das tendências globais desses valores médios, percebe-se nos mapas das propriedades e cinemática das populações estelares como as características individuais de cada galáxia refletem suas histórias de formação estelar e evolução química distintas.

5 CONCLUSÃO

Neste trabalho aplicamos o método de síntese espectral de populações estelares usando o código STARLIGHT para estudar as regiões nuclear e circum-nuclear de uma amostra de 63 galáxias do Hemisfério Sul do céu observadas no projeto DIVING^{3D}. Os dados foram obtidos através de espectroscopia de campo integral com o espectrógrafo GMOS nos telescópios Gemini Norte e Sul.

Os dados do projeto DIVING^{3D} abrangem as regiões de 4250 a 7000 Å (para galáxias *early-type*) e de 4800 a 6890 Å (para galáxias *late-type*), as quais não incluem importantes indicadores de idade e metalicidade de populações estelares. Por isso, inicialmente investigamos os possíveis efeitos decorrentes da falta da região mais azul do espectro sobre as estimativas obtidas a partir da síntese. Utilizamos a faixa de 4500 a 7000 Å (R45) para representar a cobertura espectral nos dados do projeto DIVING^{3D}, e a faixa de 3700 a 7000 Å (R37) para a cobertura típica de estudos baseados no STARLIGHT. Nesses dois intervalos, ajustamos uma amostra de 86 espectros de galáxias do SDSS usando quatro bases diferentes (BC, BC2, GM e MILES). A dispersão nas estimativas varia entre 0.13 e 0.26 dex para a idade média, e entre 0.08 e 0.13 dex para a metalicidade média. Ao comparar os resultados para ambas as faixas, percebe-se, em geral, nos ajustes com todas as bases, que a faixa R45 fornece menores estimativas de idade, às quais correspondem maiores valores de extinção. Essa degenerescência, isto é, o aumento na extinção como compensação para menores valores de idade, está associada, principalmente aos espectros típicos de galáxias *early-type*. Em espectros *late-type* ocorre o oposto, particularmente, quando usadas as bases GM e MILES, sendo as idades maiores nos ajustes da faixa R45, e a extinção é maior para quase todas as galáxias da amostra, sem a compensação relativa à idade, onde, no caso de degenerescência, esperaríamos menores valores de extinção para contrabalançar os altos valores de idade nos espectros *late-type*. A base BC fornece o menor desvio entre as estimativas, sendo este maior nos ajustes com as bases GM e MILES. Por conseguinte, a incerteza devida ao corte na cobertura espectral é afetada pela escolha da base. No entanto, uma vez que utilizamos bases com diferentes *grids* de parâmetros e modelos, não podemos concluir qual desses fatores oferece maior contribuição para o aumento da incerteza. Uma pista nesse sentido é fornecida pelos resultados com as bases BC e BC2, em que a redução da faixa de metalicidades produz maior proximidade entre as estimativas de ambas as faixas. A base BC2 fornece menor variação média e dispersão entre as propriedades, à exceção da idade média, cuja dispersão é 0.03 dex maior. Essa diferença sugere que tanto

o *grid* de parâmetros quanto os modelos de SSPs podem contribuir para o aumento da incerteza, entretanto, mais experimentos seriam necessários para quantificar os efeitos. Em síntese, o principal objetivo dos experimentos é satisfeito na medida em que verificamos que o corte na cobertura espectral afeta as estimativas das propriedades das populações estelares obtidas através do STARLIGHT, produzindo um falso rejuvenescimento, principalmente em espectros típicos de galáxias *early-type*.

Nos cubos de dados, o efeito do corte na cobertura espectral está associado ao uso de uma componente da base com idade $\sim 10^7$ anos, que é utilizada em quase todos os ajustes. A fim de confirmar essa assertiva, realizamos o ajuste de alguns cubos em diferentes cortes na cobertura espectral dos dados do DIVING^{3D}. Verificamos que o percentual da componente jovem aumenta conforme diminui-se a parte azul do espectro. No caso da galáxia com núcleo ativo NGC 7213, cujo comprimento de onda inicial é 4017 Å, percebe-se que a fração de luz aumenta de aproximadamente 15 para 60% (com mínimo de 30%), quando ajustada a faixa de 4700 a 7200 Å. Quadro similar ao da galáxia Seyfert 1 NGC 1566, cujo espectro começa em 4772 Å. A fração de luz na componente jovem é, em média, 65% e atinge um máximo de 100% em um raio de $\sim 0.5''$. Esses dois resultados sugerem que o efeito é maior em galáxias com núcleo ativo. Além disso, cortes na parte vermelha do espectro também afetam as estimativas. Nesse caso, o aumento do percentual da componente jovem é menor quando a região vermelha do espectro é reduzida. Considerando cortes tanto na parte azul quanto vermelha, o melhor resultado é obtido nos ajustes da faixa entre 4500 e 6200 Å. Nessa faixa, em particular no caso da galáxia IC 1459, a componente jovem deixa de ser usada. Entretanto, o mesmo não ocorre com as galáxias NGC 1700 e NGC 4594, o que deixa a questão em ponto inconclusivo, já que não realizamos esse experimento para todas as galáxias da amostra a fim de investigar se há mais casos em que a componente jovem não é usada ou se é frequente apenas a redução na fração de luz.

Assim, considerando as estimativas obtidas com os dados do SDSS para as diferentes bases, pode-se extrapolar um fator de incerteza de aproximadamente 0.2 dex para a idade média e 0.1 dex para a metalicidade média. Além disso, assumindo que a componente jovem seja um artefato da cobertura espectral, podemos considerá-la como uma espécie de indicador da incerteza. Isso porque a maior parte dos ajustes de galáxias *early-type* utilizam apenas duas CSPs, de modo que, por construção, a idade média será menor quanto maior a fração de luz na componente jovem. Apesar dessa incerteza, as estimativas da síntese espectral permanecem

qualitativamente válidas: a partir da análise dos mapas das propriedades médias percebe-se pequena variação ao longo do campo das galáxias *early-type*, cuja população estelar é predominantemente velha e rica em metais, exibindo pouca poeira. Em contraste, as galáxias espirais abrangem maior variedade em idade e metalicidade.

A homogeneidade observada nas propriedades médias das galáxias *early-type* não se estende à cinemática destas. Contrariamente, há uma variedade de estruturas, compreendendo núcleos cinematicamente desacoplados, discos estelares e regiões nucleares sem quaisquer sinais de movimento ordenado. Nas galáxias NGC 584, NGC 1700 e NGC 5018, o padrão cinemático parece estar relacionado com a variação, ainda que pequena, nas propriedades médias. Nesses casos, os valores de $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ são menores na região mais central em relação às regiões circum-adjacentes, acompanhadas por um comportamento oposto em $\langle \log Z_{\star}/Z_{\odot} \rangle_M$. A distribuição dessas propriedades associada à estrutura cinemática compatível com disco estelar interno (NGC 584 e NGC 5018) e núcleo cinematicamente desacoplado (NGC 1700), sugere a ocorrência de formação estelar provocada por evento de fusão recente. Essa perspectiva está de acordo com observações em raios-X, a partir das quais NGC 1700 e NGC 5018 são classificadas como galáxias na última fase do processo de fusão (SMITH et al. 2018). Para a galáxia NGC 3115, que contém um disco estelar interno, a associação das propriedades das populações estelares com a estrutura cinemática foi demonstrada com dados do MUSE por Guérou et al. (2016). No entanto, aqui estamos observando uma pequena região central da galáxia, para a qual os autores encontraram a predominância de uma população estelar com idade entre 10 e 14 Gyr e metalicidade superior a solar, o que está de acordo, dentro das incertezas, com nossos resultados.

Em diversos casos as estruturas cinemáticas foram confirmadas a partir de estudos baseados em espectroscopia de fenda longa, uma vez que o campo de visão dos cubos de dados não permite determinar se estamos observando a continuidade da rotação da galáxia ou uma componente interna. Em IC 1459, o sinal do campo de velocidade muda em um raio de $10''$, que é o dobro do campo observado em nossos dados. Assim, a componente cinematicamente desacoplada é confirmada a partir dos resultados de Franx e Illingworth (1988). No caso das galáxias que aparentemente não têm movimento ordenado também estamos restritos à qualidade dos dados, visto que estudos com melhor resolução podem mostrar um quadro diferente dentro do nosso campo de visão. Por exemplo, não detectamos movimento ordenado aparente na galáxia NGC 1407, no entanto, utilizando dados do VLT/SINFONI, Rusli et al. (2013; ver

também JOHNSTON et al. 2018) mostraram que essa mesma região está em rotação com amplitude de $\sim 40 \text{ km s}^{-1}$. Nesse caso, embora os campos tenham tamanhos similares, a maior resolução e o uso de óptica adaptativa permitem acessar a cinemática com maior precisão. Já no caso de NGC 1399, outros estudos observam o mesmo campo sem movimento ordenado (LYUBENOVA; KUNTSCHNER; SILVA, 2008; SCOTT et al. 2014). Ainda assim, dados do Hubble revelaram a mesma ausência de rotação, porém a existência de um mínimo central na dispersão de velocidade em um raio de $1''$ (GEBHARDT et al. 2007), que não observamos aqui.

Se a diversidade observada nas estruturas cinemáticas das galáxias elípticas constituírem evidências dos processos de formação e evolução, vemos que, apesar dos diferentes eventos por que passaram, as propriedades médias acabam por homogeneizar-se, pelo menos nas regiões nuclear e circum-nuclear das galáxias. A ideia geral que podemos tirar desses resultados é que, apesar das similaridades globais, em escalas pequenas cada galáxia pode apresentar suas particularidades.

REFERÊNCIAS

- [1] ABELL, G.O, CORWIN, H.G, Jr.; OLOWIN, R.P. A catalog of rich clusters of galaxies. **ApJS**, U.S.A., 70, 1-138, May 1989.
- [2] AMBLARD, A. et al. Star formation bimodality in early-type galaxies. **ApJ**, 783, 135-166, March 2014.
- [3] AMBLARD, A. *et al.* Spectral energy distribution mapping of two elliptical galaxies on sub-kpc scales. **ApJ**, 834, 20, January 2017.
- [4] AMORIM, A.L. *et al.* The PyCASSO database: spatially resolved stellar population properties for CALIFA galaxies. **MNRAS**, Oxford, 471, 3727, July 2017.
- [5] ANDO, R. *et al.* Diverse Nuclear Star-forming Activities in the Heart of NGC 253 Resolved with 10-pc-scale ALMA Images. **ApJ**, 849, 81, November 2017.
- [6] ANNIBALI, F. *et al.* Nearby early-type galaxies with ionized gas IV. Origin and powering mechanism of the ionized gas. **A&A**, France, 519, A40, September 2010.
- [7] ARNOLD J.A. *et al.* The SLUGGS Survey: Wide-field stellar kinematics of early-type galaxies. **ApJ**, U.S.A. 791, 80, August 2014.
- [8] ASARI, N.V. *et al.* The history of star-forming galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. **MNRAS**, Oxford, 381, 263-279, May 2007.
- [9] BACON, R. *et al.* The SAURON project – I. The panoramic integral-field spectrograph. **MNRAS**, Oxford, 326, 23-35, September 2001.
- [10] BAJAJA, E. Observations of CO lines in southern spiral galaxies. **A&AS**, 114, 147-166, November 1995.
- [11] BALDRY, I.K. *et al.* Quantifying the bimodal color-magnitude distribution of galaxies. **ApJ**, U.S.A., 600, 681-694, January 2004.
- [12] BALOGH, M.L. *et al.* Differential Galaxy Evolution in Cluster and Field Galaxies at $z \sim 0.3$. **ApJ**, U.S.A, 527, 54-79, December 1999.
- [13] BENDO, G.J. *et al.* ALMA observations of 99 GHz free-free and H40 α line emission from star formation in the centre of NGC 253. **MNRAS**, Oxford, 450, L80-L84, June 2015.
- [14] BELETSKY, Y. *et al.* Looking inside the nest: the hidden structure of the merger galaxy NGC 1316 (Fornax A). **MNRAS**, Oxford, 418, L6-L10, October 2011.
- [15] BETTONI, D.; GALLETTA, G.; OOSTERLOO, T. Stellar and gas kinematics of NGC 4546, the double-spin SB0. **MNRAS**, Oxford, 248, 544-554, February 1991.
- [16] BINNEY, J.; MERRIFIELD, M. **Galactic Astronomy**. Princeton University Press: Princeton, New Jersey, 1998.
- [17] BIRKINSHAW, M.; DAVIES, R.L. The orientations of the rotation axes of radio galaxies. I. Radio morphologies of bright elliptical galaxies. **ApJ**, U.S.A., 291, 32, April 1985.
- [18] BLAND-HAWTHORN, J. *et al.* NGC 300: An Extremely Faint, Outer Stellar Disk Observed to 10 Scale Lengths. **ApJ**, U.S.A., 629, 239-249, August 2005.
- [19] BOIZELLE, B.D. *et al.* ALMA Observations of Circumnuclear Disks in Early-type Galaxies: ¹²CO(2–1) and Continuum Properties. **ApJ**, U.S.A., 845, 170, August 2017.
- [20] BOSMA, A. *et al.* Kinematics of the Barred Spiral Galaxy NGC 1291. **ASPC**, San Francisco, 421, 53, October 2010.

- [21] BOWER, G.A. *et al.* A search for dead quasars among nearby luminous galaxies. I - The stellar kinematics in the nuclei of NGC 2613, NGC 4699, NGC 5746, and NGC 7331. **ApJ**, U.S.A., 402, 76-94, January 1993.
- [22] BROWN, R.J.N. *et al.* Imaging of the protoelliptical NGC 1700 and its globular cluster system. **MNRAS**, Oxford, 317, 406-420, September 2000.
- [23] BRUZUAL G.; CHARLOT S.; Stellar population synthesis at the resolution of 2003. **MNRAS**, Oxford, 344, 1000-1028, October 2003.
- [24] BUSCH, G. *et al.* Star formation and gas flows in the centre of the NUGA galaxy NGC 1808 observed with SINFONI. **A&A**, France, 598, A55, February 2017.
- [25] BUTA, R. *et al.* A classificcal morphological analysis of galaxies in the *SPITZER* Survey of stellar structure in galaxies (S^4G). **ApJS**, U.S.A., 217, 32, April 2015.
- [26] CAON, N.; MACCHETTO, D.; PASTORIZA, M. A Survey of the Interstellar Medium in Early-Type Galaxies. III. Stellar and Gas Kinematics. **ApJS**, U.S.A., 127, 39-58, March 2000.
- [27] CAPACCIOLI, M.; HELD, E.V.; NIETO, J-L. Two-dimensional photographic and CCD photometry of the S0 galaxy NGC 3115. **AJ**, U.S.A., 94, 1519-1537, December 1987.
- [28] CAPPELLARI M. *et al.* The SAURON project – X. The orbital anisotropy of elliptical and lenticular galaxies: revisiting the (V/σ , ϵ) diagram with integral-field stellar kinematics. **MNRAS**, Oxford, 379, 418-444, July 2007.
- [29] CAPPELLARI M. *et al.* The ATLAS 3D project – I. A volume-limited sample of 260 nearby early-type galaxies: science goals and selection criteria. **MNRAS**, Oxford, 413, 813-836, April 2011.
- [30] CARDELLI, J.A.; CLAYTON, G.C.; MATHIS, J.S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **ApJ**, U.S.A., 345, 245-256, October 1989.
- [31] CARIGNAN, C.; PUCHE, D. H I Studies of the Sculptor Group Galaxies. IV. NGC 247. **AJ**, U.S.A., 100, 641, September 1990.
- [32] CARSON, D.J. *et al.* The Structure of Nuclear Star Clusters in Nearby Late-type Spiral Galaxies from Hubble Space Telescope Wide Field Camera 3 Imaging. **AJ**, U.S.A., 149, 170, May 2015.
- [33] CARTER, D.; THOMSON, R.C.T.; HAU, G.K.T. Minor axis rotation and the intrinsic shape of the shell elliptical NGC 3923. **MNRAS**, Oxford, 294, 182-186, February 1998.
- [34] CASO, J.P.; BASSINO, L.P.; GÓMEZ, M. Footprints in the sand: What can globular clusters tell us about NGC 4753 past? **MNRAS**, Oxford, 453, 4421-4430, November 2015.
- [35] CASSISI, S.; *et al.* Galactic globular clusters as a test for very-low-mass stellar models. **MNRAS**, Oxford, 315, 679-688, July 2000.
- [36] CHABRIER G. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. **PASP**, San Francisco, 115, 763-795, July 2003.
- [37] CHARLOT, S.; BRUZUAL, G. 2017 comunicação privada.
- [38] CID FERNANDES, R.; JR.; STORCHI-BERGMANN, T.; SCHMITT, H. R. The Stellar Content of Active Galaxies. **MNRAS**, Oxford, 297, 579-616, June 1998.
- [39] CID FERNANDES R. *et al.* Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method. **MNRAS**, Oxford, 358, 363, April 2005.
- [40] CID FERNANDES R. *et al.* Resolving galaxies in time and space. I. Applying STAR-LIGHT to CALIFA datacubes. **A&A**, France, 557, A86, September 2013.

- [41] COELHO, P. *et al.* A library of high resolution synthetic stellar spectra from 300 nm to 1.8 μm with solar and α -enhanced composition. **A&A**, France, 443, 735-746, November 2005.
- [42] COELHO, P. *et al.* Spectral models for solar-scaled and α -enhanced stellar populations. **MNRAS**, Oxford, 382, 498-514, December 2007.
- [43] CONROY, C. Modeling the Panchromatic Spectral Energy Distributions of Galaxies. **ARA&A**, France, 51, 393-455, August 2013.
- [44] CORDIER, D. *et al.* A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. III. Inclusion of the Full Asymptotic Giant Branch Phase and Web Tools for Stellar Population Analyses. **AJ**, U.S.A., 133, 468-478, February 2007.
- [45] CORSINI, E.M. *et al.* Minor-axis velocity gradients in spirals and the case of inner polar disks. **A&A**, France, 408, 873-885, September 2003.
- [46] CRAWFORD, C.S. *et al.* The extended H α -emitting filaments surrounding NGC 4696, the central galaxy of the Centaurus cluster. **MNRAS**, Oxford, 363, 216-222, October 2005.
- [47] CRESCI, G. *et al.* The MAGNUM survey: positive feedback in the nuclear region of NGC 5643 suggested by MUSE. **A&A**, France, 582, A63, October 2015.
- [48] DAHLEM, M. NGC 1792 - Surprising radio properties. **A&A**, France, 264, 483-488, October 1992.
- [49] DAHLEM, M.; EHLE, M.; RYDER, S.D. A search for intergalactic H I gas in the NGC 1808 group of galaxies. **A&A**, France, 373, 485-493, July 2001.
- [50] DAVIDGE, T.J.; COURTEAU, S. Near-Infrared Adaptive Optics Imaging of the Central Regions of Nearby Sc Galaxies. II. NGC 247 and NGC 2403. **ApJ**, U.S.A., 123, 1438-1453, March 2002.
- [51] DAVIS, T.A. *et al.* The ATLAS 3D Project – XXVIII. Dynamically driven star formation suppression in early-type galaxies. **MNRAS**, Oxford, 444, 3427-3445, November 2014.
- [52] DAVIS, T.A. *et al.* WISDOM Project – II. Molecular gas measurement of the supermassive black hole mass in NGC 4697. **MNRAS**, Oxford, 468, 4675-4690, July 2017.
- [53] DAVIES, R.L.; ILLINGWORTH, G. Dynamics of yet more ellipticals and bulges. **ApJ**, U.S.A., 266, 516-530, March 1983.
- [54] DAVIES, R.L. *et al.* Dissecting galaxies: separating star formation, shock excitation and AGN activity in the central region of NGC 613. **MNRAS**, Oxford, 470, 4974-4988, October 2017.
- [55] DE VAUCOULEURS, G. Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques. **Ann. d'Astrophys**, France, 11, 247, January 1948.
- [56] DE VAUCOULEURS, G. Integrated Colors of Bright Galaxies in the u, b, V System. **ApJS**, U.S.A., 5, 233-289, January 1961.
- [57] DE VAUCOULEURS, G. *et al.* **Third Reference Catalogue of Bright Galaxies**, Vol. I, II, III. New York: Springer, 1991.
- [58] DEWANGAN, G.C.; SINGH, K.P.; BHAT, P.N. Dust properties of NGC 4753. **AJ**, U.S.A., 118, 785-796, August 1999.
- [59] DRESSLER, A.; SANDAGE, A. Rotational velocities and central velocity dispersions for a sample of S0 galaxies. **AJ**, U.S.A., 265, 664-680, February 1983.
- [60] DOPITA, M. *et al.* Probing the Physics of Narrow-line Regions in Active Galaxies. II. The sidling spring southern Seyfert spectroscopic snapshot survey (S7). **ApJS**, U.S.A., 217, 12, March 2015.

- [61] DRIVER, S.P. *et al.* The Millennium Galaxy Catalogue: morphological classification and bimodality in the colour–concentration plane. **MNRAS**, Oxford, 368, 414-434, May 2006.
- [62] DRORY, N.; FISHER, D.B. A Connection between Bulge Properties and the Bimodality of Galaxies. **ApJ**, U.S.A., 664, 640-649, August 2007.
- [63] ESCUDERO, C.G. *et al.* Tracing the assembly history of NGC 1395 through its Globular Cluster System. **MNRAS**, Oxford, 474, 4302-4321, November 2017.
- [64] EVANS, I. N. *et al.* An Atlas of H II Regions in Nearby Seyfert Galaxies. **ApJS**, U.S.A., 105, 93, July 1996.
- [65] EMSELLEM, E.; FERRUIT, P. The Sombrero galaxy III. Ionised gas and dust in the central 200 pc: a nuclear bar? **AJ**, U.S.A., 357, 111-114, May 2000.
- [66] EMSELLEM, E. *et al.* The SAURON project - IX. A kinematic classification for early-type galaxies. **MNRAS**, Oxford, 379, 4014-17, August 2007.
- [67] FABBIANO, G. *et al.* The X-Ray-faint Emission of the Supermassive Nuclear Black Hole of IC 1459. **ApJ**, U.S.A., 588, 175-185, May 2003.
- [68] FABBIANO, G. *et al.* Chandra Detection of the Circumnuclear Molecular Torus of the Compton-thick Active Galactic Nucleus in NGC 5643. **ApJ**, U.S.A., 869, L36, December 2018.
- [69] FÁLCON-BARROSO, J. *et al.* The circum-nuclear environment of NGC 613: a nuclear starburst caught in the act? **MNRAS**, Oxford, 438, 329-340, February 2014.
- [70] FERGUSON, A.M.N. *et al.* Diffuse Ionized Gas in Spiral Galaxies: Probing Lyman Continuum Photon Leakage From H II Regions? **AJ**, U.S.A., 111, 2265-2279, June 1996.
- [71] FLORIDO, E. *et al.* Ionised gas abundances in barred spiral galaxies. **A&A**, France, 543, A150, July 2012.
- [72] FRANX, M.; ILLINGWORTH, G.D. A counterrotating core in IC 1459. **ApJL**, 327, L55-L59, April 1988.
- [73] FRANX, M.; ILLINGWORTH, G.; HECKMAN, T. Multicolor surface photometry of 17 ellipticals. **AJ**, U.S.A., 98, 538-576, August 1989a.
- [74] FRANX, M.; ILLINGWORTH, G.; HECKMAN, T. Major and minor axis kinematics of 22 ellipticals. **ApJ**, U.S.A., 344, 613-636, September 1989b.
- [75] GADOTTI, D.A. Structural properties of pseudo-bulges, classical bulges and elliptical galaxies: a Sloan Digital Sky Survey perspective. **MNRAS**, Oxford, 393, 1531-1552, February 2009.
- [76] GALLAGHER, J.S.; FABER, S. M.; BALICK, B. H I in early-type galaxies. I. Observations **ApJ**, U.S.A., 202, 7, November 1975.
- [77] GALLETTA, G. Detection of retrograde gas streaming in the SB0 galaxy NGC 4546 **ApJ**, U.S.A., 318, 531-535, July 1987.
- [78] GARCIA, A.M. General study of group membership. II. Determination of nearby groups. **A&AS**, 100, 47-90, July 1993.
- [79] GEBHARDT, K. *et al.* The Black Hole Mass and Extreme Orbital Structure in NGC 1399. **ApJ**, U.S.A., 671, 1321-1328, December 2007.
- [80] GONZÁLEZ DELGADO, R. M. *et al.* Evolutionary stellar population synthesis at high spectral resolution: optical wavelengths. **MNRAS**, Oxford, 357, 945, March 2005.

- [81] GONZÁLEZ DELGADO, R. M. *et al.* The star formation history of CALIFA galaxies: Radial structures. **A&A**, France, 562, A47, February 2014a.
- [82] GONZÁLEZ DELGADO, R. M. *et al.* Insights on the Stellar Mass-Metallicity Relation from the CALIFA Survey. **ApJ**, U.S.A., 791, 16, August 2014b.
- [83] GUÉROU, A. *et al.* Exploring the mass assembly of the early-type disc galaxy NGC 3115 with MUSE. **A&A**, France, 591, A143, July 2016.
- [84] HO, L.C.; FILIPPENKO, A.V.; SARGENT, W.L.W. A Search for "Dwarf" Seyfert Nuclei. III. Spectroscopic Parameters and Properties of the Host Galaxies. **ApJS**, U.S.A., 112, 315, October 1997.
- [85] HUBBLE, E.P. Extragalactic Nebulae. **ApJ**, U.S.A., 64, 321-369, December 1926.
- [86] HUBBLE, E.P. **Realm of the Nebulae**. New Haven: Yale Univ. Press, 1936.
- [87] HUCHRA, J.P.; GELLER, M. J. Groups of galaxies. I - Nearby groups. **ApJ**, U.S.A., 257, 423, June 1982.
- [88] HUGHES, M.A. *et al.* Nuclear Properties of Nearby Spiral Galaxies from Hubble Space Telescope NICMOS Imaging and STIS Spectroscopy. **AJ**, U.S.A., 130, 73-83, July 2005.
- [89] HUMASON, M. L. The Apparent Radial Velocities of 100 Extra-Galactic Nebulae. **ApJ**, U.S.A., 83, 10, January 1936.
- [90] IYOMOTO, N. *et al.* Detection of Excess Hard X-Ray Emission from the Optical Jet Galaxy NGC 1097. **PASJ**, 48, 231-236, April 1996.
- [91] JARVIS, B. J. *et al.* The dynamics of SBO galaxies. I - The data. **A&A**, France 74, 513, September 1988.
- [92] JEDRZEJEWSKI, R.I. CCD surface photometry of elliptical galaxies - I. Observations, reduction and results. **MNRAS**, Oxford, 226, 747-768, June 1987.
- [93] JELTEMA, T. *et al.* X-Ray Source Population in the Elliptical Galaxy NGC 720 with Chandra. **ApJ**, U.S.A., 585, 756-766, March 2003.
- [94] JEONG, H. *et al.* Star formation and figure rotation in the early-type galaxy NGC 2974. **MNRAS**, Oxford, 376, 1021-1032, April 2007.
- [95] JOHNSTON, E. *et al.* Mapping the Kinematically Decoupled Core in NGC 1407 with MUSE. **MNRAS**, Oxford, 480, 3215, November 2018.
- [96] JUNKES, N. *et al.* NGC 1808: X-ray emission from the nuclear starburst. **A&A**, France, 294, 8-22, February 1995.
- [97] KADLER, M. *et al.* Jet emission in NGC 1052 at radio, optical, and X-ray frequencies. **A&A**, France, 420, 467-474, May 2004.
- [98] KAUFFMANN, G. *et al.* The dependence of star formation history and internal structure on stellar mass for 10^5 low-redshift galaxies. **MNRAS**, Oxford, 341, 54, May 2003.
- [99] KEMP, S.N. The structure of the halo of the giant elliptical galaxy IC 4296. **A&A**, France, 282, 425-435, February 1994.
- [100] KILBORN, V.A. *et al.* wide-field H I study of the NGC 1566 group. **MNRAS**, Oxford, 356, 77-88, January 2005.
- [101] KILLEEN, N.E.B.; BICKNELL, G.V.; EKERS, R.D. The radio galaxy IC 4296 (PKS 1333 - 33). I. Multifrequency Very Large Array observations. **ApJ**, U.S.A., 302, 306-336, 1986a.

- [102] KILLEEN, N.E.B.; BICKNELL, G.V.; EKERS, R.D. The radio galaxy IC 4296 (PKS 1333-33). II. Spectroscopy, surface photometry, X-ray imaging, and infrared photometry. **ApJ**, U.S.A., 309, 45-58, October 1986b.
- [103] KILLEEN, N.E.B.; BICKNELL, G.V.; EKERS, R.D. The thermally confined radio source in NGC 1399. **ApJ**, 325, 180-188, Fevereiro 1988.
- [104] KODILKAR, J.; KANTHARIA, N.G.; ANANTHAKRISHNAN, S. GMRT observations of NGC 2997 and radio detection of the circum-nuclear ring. **MNRAS**, Oxford, 416, 522-530, September 2011.
- [105] KOPROLIN, W.; ZEILINGER, W.W. Line-of-sight velocity distributions of 53 early-type galaxies? **A&ASS**, 145, 71-82, July 2000.
- [106] KORIBALSKI, B. S. *et al.* The 1000 Brightest HIPASS Galaxies: H I Properties. **AJ**, U.S.A., 128, 16-46, July 2004.
- [107] KORMENDY, J.; RICHSTONE, D.O. Evidence for a Supermassive Black Hole in NGC 3115. **ApJ**, U.S.A., 393, 559-578, July 1992.
- [108] KORMENDY, J.; KENNICUTT, R. C. Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies. **ARA&A**, France, 42, 603-683, September 2004.
- [109] KRAFT, R.P. *et al.* A Chandra Observation of the Nearby Lenticular Galaxy NGC 5102: Where Are the X-Ray Binaries? **ApJ**, U.S.A., 625, 785, June 2005.
- [110] KRAJNOVIĆ, D. *et al.* Dynamical modelling of stars and gas in NGC 2974: determination of mass-to-light ratio, inclination and orbital structure using the Schwarzschild method. **MNRAS**, Oxford, 357, 1113-1133, March 2005.
- [111] KRISS, G. A. *et al.* Faint object spectrograph observations of the low-luminosity Seyfert galaxy NGC 1566. **ApJL**, 377, L13-L16, August 1991.
- [112] LAUER, T. R. *et al.* The Centers of Early-Type Galaxies with HST.I. An Observational Survey. **AJ**, U.S.A., 110, 2622, December 1995.
- [113] LANKFORD, J. *History of astronomy: an encyclopedia*. Edited by John Lankford. Garland encyclopedia in the history of science, vol. 1. Routledge: New York, 2011.
- [114] LARSON, R.B.; TINSLEY, B.M. Star formation rates in normal and peculiar galaxies. **ApJ**, U.S.A., 219, 46-59, January 1978.
- [115] LE BORGNE J.-F. *et al.* STELIB: A library of stellar spectra at $R \sim 2000$ **A&A**, France, 402, 433-442, May 2003.
- [116] LEROY, A.K. *et al.* ALMA reveals the molecular medium fueling the nearest starburst. **ApJ**, U.S.A., 801, 25, February 2015.
- [117] LEROY, A.K. *et al.* Forming Super Star Clusters in the Central Starburst of NGC 253. **ApJ**, U.S.A., 869, 126, December 2018.
- [118] LEWIS, K.T.; ERACLEOUS, M.; SAMBRUNA, R.M. Emission-line diagnostics of the central engines of weak-line radio galaxies. **ApJ**, U.S.A., 593, 115-126, August 2003.
- [119] LONGHETTI, M. *et al.* Star formation history of early-type galaxies in low density environments II. Kinematics. **A&AS**, France, 130, 267-283, June 1998.
- [120] LONGO, G. *et al.* Kinematics of 14 early-type galaxies. **A&AS**, France, 105, 433-445, June 1994.
- [121] LYUBENOVA, M.; KUNTSCHNER, H.; SILVA, D.R. Central K-band kinematics and line strength maps of NGC 1399. **A&A**, France, 485, 425-433, March 2008.

- [122] MALIN, D.F.; CARTER, D. A catalog of elliptical galaxies with shells. **ApJ**, U.S.A., 274, 534-549, November 1983.
- [123] MACHACEK, M. *et al.* Infall of the elliptical galaxy NGC 1404 into the Fornax Cluster. **ApJ**, U.S.A., 621, 663-672, March 2005.
- [124] MACHACEK, M.E. *et al.* The mysterious merger of NGC 6868 and NGC 6861 in the Telescopium Group. **ApJ**, U.S.A., 711, 1316-1332, March 2010.
- [125] MACIEJEWSKI, W.; EMSELLEM, E.; KRAJNOVIĆ, D. How to recover both velocity components in discs of barred galaxies with integral-field spectroscopy. **MNRAS**, Oxford, 427, 3427-3434, December 2012.
- [126] MADORE, B.F.; FREEDMAN, W.L.; BOTHUN, G.D. Companions to isolated elliptical galaxies: revisiting the Bothun-Sullivan sample. **ApJ**, U.S.A., 607, 810-820, June 2004.
- [127] MATEUS, A. *et al.* Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies – II. The bimodality of the galaxy population revisited. **MNRAS**, Oxford, 370, 721-737, August 2006.
- [128] MARTINS, L. P. *et al.* A high-resolution stellar library for evolutionary population synthesis. **MNRAS**, Oxford, 358, 49-65, March 2005.
- [129] MCDERMID R. M. *et al.* The SAURON project – VIII. OASIS/CFHT integral-field spectroscopy of elliptical and lenticular galaxy centres. **MNRAS**, Oxford, 373, 906, December 2006.
- [130] MÉNDEZ-ABREU, J. *et al.* Inner bars also buckle. The MUSE TIMER view of the double-barred galaxy NGC 1291. **MNRAS**, Oxford, 482, L118-L122, January 2019.
- [131] MENEZES, R.B.; STEINER, J.E. Double Nuclei in NGC 908 and NGC 1187 **ApJ**, U.S.A., 868, 67, November 2018.
- [132] MICHARD R.; MARCHAL J. Quantitative morphology of E-S0 galaxies. III. Coded and parametric description of 108 galaxies in a complete sample. **A&AS** 105, 481-501, June 1994.
- [133] MILONE, A.C.; RICKES, M.G.; PASTORIZA, M.G. The elliptical galaxies NGC 1052 and NGC 7796 Stellar populations and abundance ratio α/Fe . **A&A**, France, 469, 89-113, July 2007.
- [134] MITZKUS, M.; CAPPELLARI, M.; WALCHER, C.J. Dominant dark matter and a counter-rotating disc: MUSE view of the low-luminosity S0 galaxy NGC 5102. **MNRAS**, Oxford, 464, 4789-4806, February 2017.
- [135] MOORE, E.M.; GOTTESMAN, S.T. The Barred Spiral Galaxy NGC 1398 and Its Pattern Speed. **ApJ**, U.S.A., 447, 159-170, July 1995.
- [136] MOORTHY, B.K.; HOLZMAN, J.A. Stellar populations in bulges of spiral galaxies. **MNRAS**, Oxford, 371, 583-608, September 2006.
- [137] MORALES, G. *et al.* Systematic search for tidal features around nearby galaxies I. Enhanced SDSS imaging of the Local Volume. **A&A**, France, 614, 143, June 2018.
- [138] MORGAN, W.W.; MAYALL, N.U. A Spectral Classification of Galaxies. **PASP**, San Francisco, 69, 409, August 1957.
- [139] O'CONNELL, R. W. *et al.* UV/Optical Nuclear Activity in the gE Galaxy NGC 1399. **ApJ**, U.S.A., 635, 305-310, December 2005.
- [140] OTT, J. *et al.* VLA-ANGST: A high-resolution H I survey of nearby dwarf galaxies. **AJ**, U.S.A., 144, 123, September 2012.

- [141] PANUZZO, T.G. *et al.* Nearby early-type galaxies with ionized gas VI. The Spitzer -IRS view. Basic data set analysis and empirical spectral classification. **A&A**, France, 528, A10, 2011.
- [142] PENG, C.Y. *et al.* Detailed structural decomposition of galaxy images. **AJ**, U.S.A., 124, 266-293, July 2002.
- [143] PÉREZ, I.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; ZURITA, A. Study of the stellar line-strength indices and kinematics along bars I. Bar age and metallicity gradients. **A&A**, France, 495, 775-794, January 2009.
- [144] PÉREZ, E. *et al.* The evolution of galaxies resolved in space and time: a view of inside-out growth from CALIFA Survey. **ApJ**, U.S.A., 764, L1, February 2013.
- [145] PHILLIPS, M. M. *et al.* Ionized gas in elliptical and S0 galaxies. I. A survey for H α and [N II] emission. **AJ**, U.S.A., 91, 1062, May 1986.
- [146] PIETRINFERNI, A. *et al.* Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. II. Stellar Models and Isochrones for an α -enhanced Metal Distribution. **ApJ**, U.S.A., 642, 797-812, May 2006.
- [147] PIQUERAS LÓPEZ, J. *et al.* Spatially resolved kinematics of the central regions of M83: hidden mass signatures and the role of supernovae. **ApJ**, U.S.A., 752, 47, June 2012.
- [148] PRANDONI, I. *et al.* Searching for Molecular Gas in Southern Radio Galaxies. **JPhCS**, 372, 012067, July 2012.
- [149] RAIMANN, D. *et al.* Stellar population gradients in normal and active galaxies. **MNRAS**, Oxford, 324, 1087-1101, July 2001.
- [150] RAMPAZZO, R. Early-type galaxies in mixed pairs: kinematics. **A&A**, France, 204, 81-87, October 1988.
- [151] RAMPAZZO, R. *et al.* A Spitzer-IRS spectroscopic atlas of early-type galaxies in the Revised Shapley-Ames Catalog. **MNRAS**, Oxford, 432, 374-403, June 2013.
- [152] REMBOLD, S.B.; PASTORIZA, M.G.; BRUZUAL, G. The elliptical galaxy NGC 720: An unequal-mass galaxy merger remnant. **A&A**, France, 436, 57-65, May 2005.
- [153] RICCI, T.V.; STEINER, J.E.; MENEZES, R.B. Integral field unit spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei – I. Principal component analysis Tomography and nuclear activity. **MNRAS**, Oxford, 440, 2419-2441, May 2014a.
- [154] RICCI, T.V.; STEINER, J.E.; MENEZES, R.B. IFU spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei – II. Nuclear emission line properties. **MNRAS**, Oxford, 440, 2442-2456, May 2014b.
- [155] RICCI, T.V.; STEINER, J.E.; MENEZES, R.B. IFU spectroscopy of 10 early-type galactic nuclei – IV. Properties of the circum-nuclear stellar kinematics **MNRAS**, Oxford, 463, 3860-3875, December 2016.
- [156] RICKES, M.G.; PASTORIZA, M.G.; BONATTO, C. Star formation, metallicity gradient and ionized gas: clues to the formation of the elliptical galaxies NGC 6868 and 5903. **MNRAS**, Oxford, 384, 1427-1436, February 2008.
- [157] ROSE, J.A.; TRIPICCO, M.J. The ionization mechanism for gas in the nuclei of NGC 1052 and NGC 4278. **ApJ**, U.S.A., 285, 55, October 1984.
- [158] ROTH, M.M. *et al.* MUSE crowded field 3D spectroscopy in NGC 300 I. First results from central fields. **A&A**, France, 618, A3, October 2018.

- [159] RUSLI S. P. *et al.* The influence of dark matter halos on dynamical estimates of black hole mass: 10 new measurements for high- σ early-type galaxies. **AJ**, U.S.A., 146, 45, September 2013.
- [160] RYDER, S.D. *et al.* Neutral hydrogen in the ringed barred galaxies NGC 1433 and NGC 6300. **ApJ**, U.S.A., 460, 665-685, April 1996.
- [161] SADLER, E.M.; SHARP, N.A. A sample of southern binary galaxies. **A&A**, France, 133, 216-221, April 1984.
- [162] SADLER, E.M. *et al.* The local radio-galaxy population at 20 GHz. **MNRAS**, Oxford, 438, 796-824, December 2014.
- [163] SAGE, L.J.; GALLETTA, G. Counter-rotating molecular gas in NGC 4546. **AJ**, U.S.A., 108, 1633-1637, November 1994.
- [164] SAKAMOTO, K. *et al.* Star-forming cloud complexes in the central molecular zone of NGC 253. **ApJ**, U.S.A., 735, 19, June 2011.
- [165] SÁNCHEZ, S.F. *et al.* CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey I. Survey presentation. **A&A**, France, 538, A8, January 2012.
- [166] SÁNCHEZ ALMEIDA, J. *et al.* Qualitative Interpretation of Galaxy Spectra. **ApJ**, U.S.A., 756, 163S, September 2012.
- [167] SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P. *et al.* Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra. **MNRAS**, Oxford, 371, 703-718, August 2006
- [168] SANDAGE, A. **The Hubble Atlas of Galaxies**. Washington, DC: Carnegie Inst., 1961.
- [169] SANDAGE, A.; BEDKE, J. **The Carnegie Atlas of Galaxies, Vol. I, II**. Washington, DC: Carnegie Institution of Washington Publication, 1994.
- [170] SANDAGE, A.; TAMMANN, G.A. **A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies**. Washington, DC: Carnegie Inst. Wash, 1981.
- [171] SAPONARA, J. *et al.* H I debris in the IC 1459 galaxy group. **MNRAS**, Oxford, 473, 3358-3366, January 2018.
- [172] SARAZIN, C.L.; IRWIN, J.A.; BREGMAN, J. N. Chandra X-Ray Observations of the X-Ray Faint Elliptical Galaxy NGC 4697. **ApJ**, U.S.A., 556, 533-555, August 2001.
- [173] SAVAGE, A.; WRIGHT, A.E.; BOLTON, J.G. The Parkes 2700 MHz Survey (Thirteenth Part): Catalogue and New Optical Identifications. **Australian Journal of Physics, Astrophysical Supplement**. 44, 1-20, November 1977.
- [174] SCHULZE, A.; GEBHARDT, K. Effect of a Dark Matter Halo on the Determination of Black Hole Masses. **ApJ**, U.S.A., 729, 21, March 2011.
- [175] SCORZA, C.; BENDER, R. The internal structure of disky elliptical galaxies. **A&A**, France, 293, 20-43, January 1995.
- [176] SCOTT, N. *et al.* Distribution of slow and fast rotators in the Fornax cluster. **MNRAS**, Oxford, 441, 274-288, June 2014.
- [177] SEARLE, L.; SARGENT, W.L.W.; BAGNUOLO, W.G. The history of star formation and the colors of late-type galaxies. **ApJ**. 179, 427-438, January 1973.
- [178] SERRA, P.; OOSTERLOO, T.A. Cold gas and young stars in tidally disturbed ellipticals at $z = 0$. **MNRAS**, Oxford, 401, L29-L33, January 2010.
- [179] SETH, A. *et al.* The Coincidence of Nuclear Star Clusters and Active Galactic Nuclei. **ApJ**, U.S.A., 678, 116-130, May 2008.

- [180] SMAJICK, S. *et al.* ALMA-backed NIR high resolution integral field spectroscopy of the NUGA galaxy NGC 1433. **A&A**, France, 567, A119, July 2014.
- [181] SPARKS, W.B. *et al.* Dust in elliptical galaxies. **MNRAS**, Oxford, 217, 87-98, November 1985.
- [182] STOYAN, R. *et al.* **Atlas of the Messier Objects: Highlights of the Deep Sky**. Cambridge University Press: Cambridge, 2008.
- [183] SÉRSIC, J.L. Influence of the atmospheric and instrumental dispersion on the brightness distribution in a galaxy. **BAAA**, 6, 41, 1963.
- [184] SÉRSIC, J.L. **Atlas de Galaxias Australes**. Córdoba: Obs. Astron.; Univ. Nac. Córdoba, 1968.
- [185] SIMARD, L. *et al.* The deep groth strip survey. II. Hubble Space Telescope structural parameters of galaxies in the groth strip. **ApJS**, U.S.A., 142, 1-33, September 2002.
- [186] SMITH, R.M.; MARTÍNEZ, V.J.; GRAHAM, M.J. A Sample of Field Ellipticals. **ApJ**, U.S.A., 617, 1017-1021, December 2004.
- [187] SMITH, B.J. *et al.* Diffuse X-Ray-emitting Gas in Major Mergers. **AJ**, U.S.A., 155, 81, January 2018.
- [188] SOSA-BRITO, R.M. *et al.* Integral Field Near-IR Spectroscopy of a Sample of Seyfert and LINER Galaxies I: The Data. **ApJS**, U.S.A., 136, 61-98, September 2001.
- [189] SPINIELLO, C. *et al.* VIMOS mosaic integral-field spectroscopy of the bulge and disc of the early-type galaxy NGC 4697. **MNRAS**, Oxford, 452, 99-114, September 2015.
- [190] SPOLAOR M. *et al.* The early-type galaxies NGC 1407 and NGC 1400 – I. Spatially resolved radial kinematics and surface photometry. **MNRAS**, Oxford, 385, 667-674, April 2008.
- [191] STEIMAN-CAMERON, T.Y.; KORMENDY, J.; DURISEN, R.H. The Remarkable Twisted Disk of NGC 4753 and the Shapes of Galactic Halos. **AJ**, U.S.A., 104, 1339, October 1992.
- [192] STORCHI-BERGMANN, T.; BALDWIN, J.A.; WILSON, A.S. Double-peaked broad line emission from the liner nucleus of NGC 1097. **ApJ**, U.S.A., 410, L11-L14, June 1993.
- [193] STRATEVA, I. *et al.* Color separation of galaxy types in the Sloan Digital Sky Survey imaging data. **AJ**, U.S.A., 122, 1861-1874, October 2001.
- [194] TAL, T. *et al.* The frequency of tidal features associated with nearby luminous elliptical galaxies from a statistically complete sample. **AJ**, U.S.A., 138, 1417-1427, November 2009.
- [195] THATTE, N.; TECZA, M.; GENZEL, R. Stellar dynamics observations of a double nucleus in M 83. **A&A**, France, 364, L47-L53, December 2000.
- [196] THOMAS, D.; MARASTON, C.; BENDER, R. Stellar population models of Lick indices with variable element abundance ratios. **MNRAS**, Oxford, 339, 897-911, March 2003.
- [197] THOMAS, D. *et al.* The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment. **ApJ**, U.S.A., 621, 673-694, March 2005.
- [198] THOMAS, A.D. *et al.* Probing the Physics of Narrow-line Regions in Active Galaxies. IV. Full Data Release of the Siding Spring Southern Seyfert Spectroscopic Snapshot Survey (S7). **ApJS**, U.S.A., 232, 11, September 2017.
- [199] TINGAY, S.J.; EDWARDS, P.G. The multifrequency parsec-scale structure of PKS 2254-367 (IC 1459): a luminosity-dependent break in morphology for the precursors of radio galaxies? **MNRAS**, Oxford, 448, 252-257, March 2015.

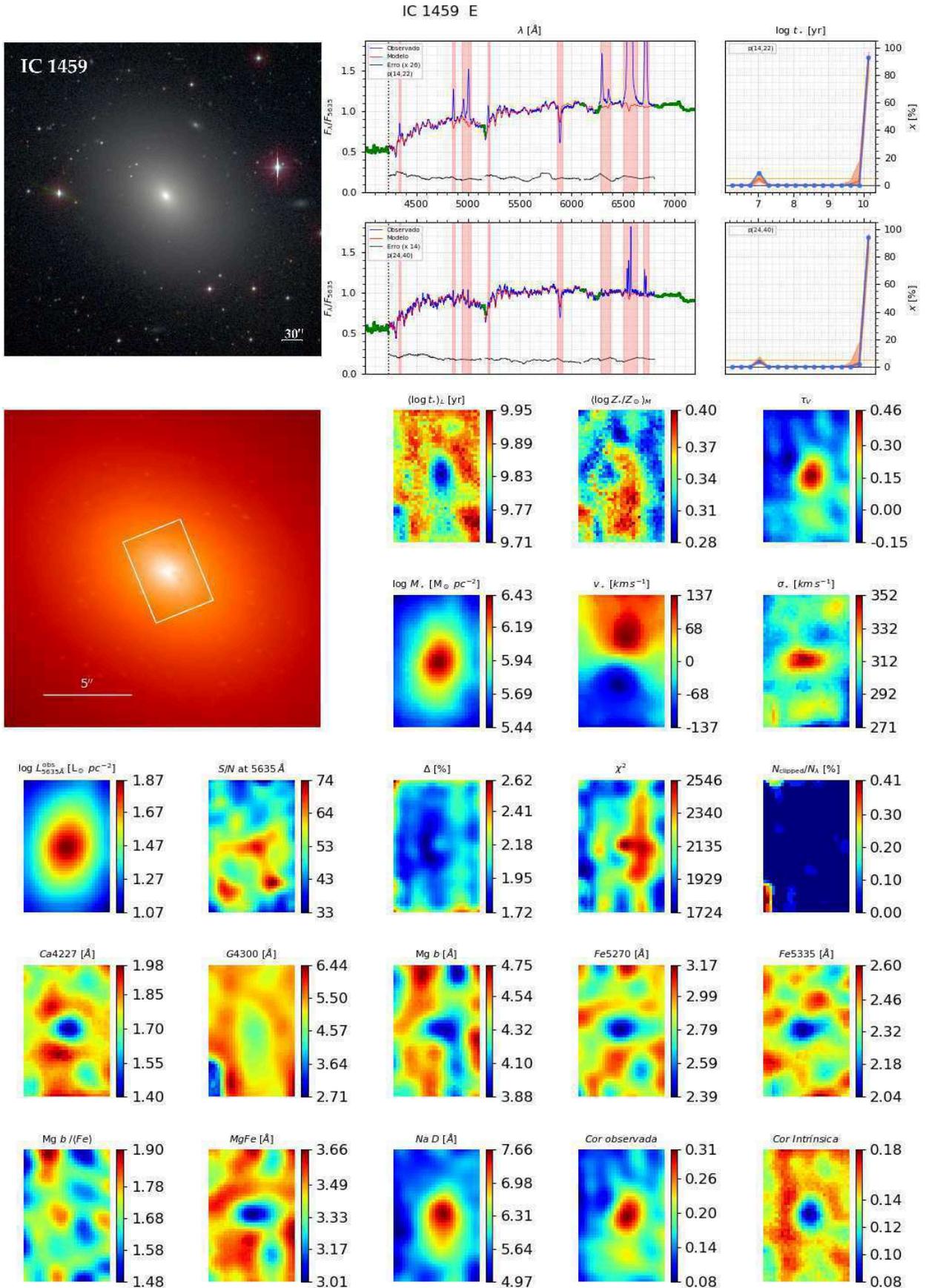
- [200] TRAGER, S.C. *et al.* Old Stellar Populations. VI. Absorption-Line Spectra of Galaxy Nuclei and Globular Clusters. **ApJS**, U.S.A., 116, 1-128, May 1998.
- [201] TRANCHO, G. *et al.* Intermediate-age globular clusters in four galaxy merger remnants. **ApJ**, U.S.A., 790, 122, July 2014.
- [202] TRINCHIERI, G.; NORIS, L.; DI SEREGO ALIGHIERI, S. A surprising correlation between X-ray and H α morphologies in early-type galaxies. **A&A**, France, 326, 565-579, October 1997.
- [203] VACELI, M.S. *et al.* Spectroscopy of Seyfert 2 Galaxies, Liners, and H(II) Galaxies. **AJ**, U.S.A., 114, 1345, October 1997.
- [204] VAN DEN BERGH, S. A new classification system for galaxies. **ApJ**, U.S.A., 206, 883-887, June 1976.
- [205] VAN DRIEL, W.; ROTS, A.H.; VAN WOERDEN, H. Distribution and motions of atomic hydrogen in lenticular galaxies. VII - The S0a-Sa galaxies NGC 1291, NGC 5101 and IC 5267. **A&A**, France, 204, 39-60, October 1988.
- [206] VAZDEKIS, A. *et al.* Evolutionary stellar population synthesis with MILES - I. The base models and a new line index system. **MNRAS**, Oxford, 404, 1639-1671, June 2010.
- [207] VAZDEKIS, A. *et al.* Evolutionary stellar population synthesis with MILES - II. Scaled-solar and α -enhanced models. **MNRAS**, Oxford, 449, 1177-1214, May 2015.
- [208] VÉRON, P.; VÉRON-CERRY, M.-P. Star formation in early-type galaxies, **A&A**, France, 145, 433-438, April 1985.
- [209] VIAENE, S. *et al.* The Fornax 3D project: dust mix and gas properties in the centre of early-type galaxy FCC 167. **A&A**, France, 622, A89, February 2019.
- [210] VILA-VILARO, B. *et al.* ALMA Observations of the Molecular Gas in the Elliptical Galaxy NGC 3557. **ApJ**, U.S.A., 870, 39, January 2019.
- [211] WALCHER, C.J. *et al.* Masses of Star Clusters in the Nuclei of Bulgeless Spiral Galaxies. **ApJ**, U.S.A., 618, 237-246, January 2005.
- [212] WEISS, A.; FERGUSON, J.W. New asymptotic giant branch models for a range of metallicities. **A&A**, France, 508, 1343-1358, December 2009.
- [213] WILLIAMS, T.B.; SCHWARZSCHILD, M. A photometric determination of twists in three early-type galaxies. **ApJ**, U.S.A., 227, 56-63, January 1979.
- [214] WORTHEY, G.; OTTAVIANI, D.L. H γ and H δ Absorption Features in Stars and Stellar Populations. **ApJS**, U.S.A., 111, 377-386, August 1997.
- [215] WROBEL, J.M.; TERASHIMA, Y.; HO, L.C. Outflow-dominated Emission from the Quiescent Massive Black Holes in NGC 4621 and NGC 4697. **ApJ**, U.S.A., 675, 1041-1047, March 2008.
- [216] YEW, M. *et al.* A Multi-Frequency Study of the Milky Way-Like Spiral Galaxy NGC 6744. **PASA**, 35, e015, March 2018.
- [217] YIP, C. *et al.* Objective Identification of Informative Wavelength Regions in Galaxy Spectra. **AJ**, U.S.A., 147, 110, May 2014.
- [218] ZEILINGER, W.W. *et al.* The distribution of ionized gas in early-type galaxies. II. The velocity field of the ionized gas. **A&AS**, 120, 257-266, December 1996.
- [219] ZIBETTI, S. *et al.* Resolving the age bimodality of galaxy stellar populations on kpc scales. **MNRAS**, Oxford, 468, 1902-1916, June 2017.

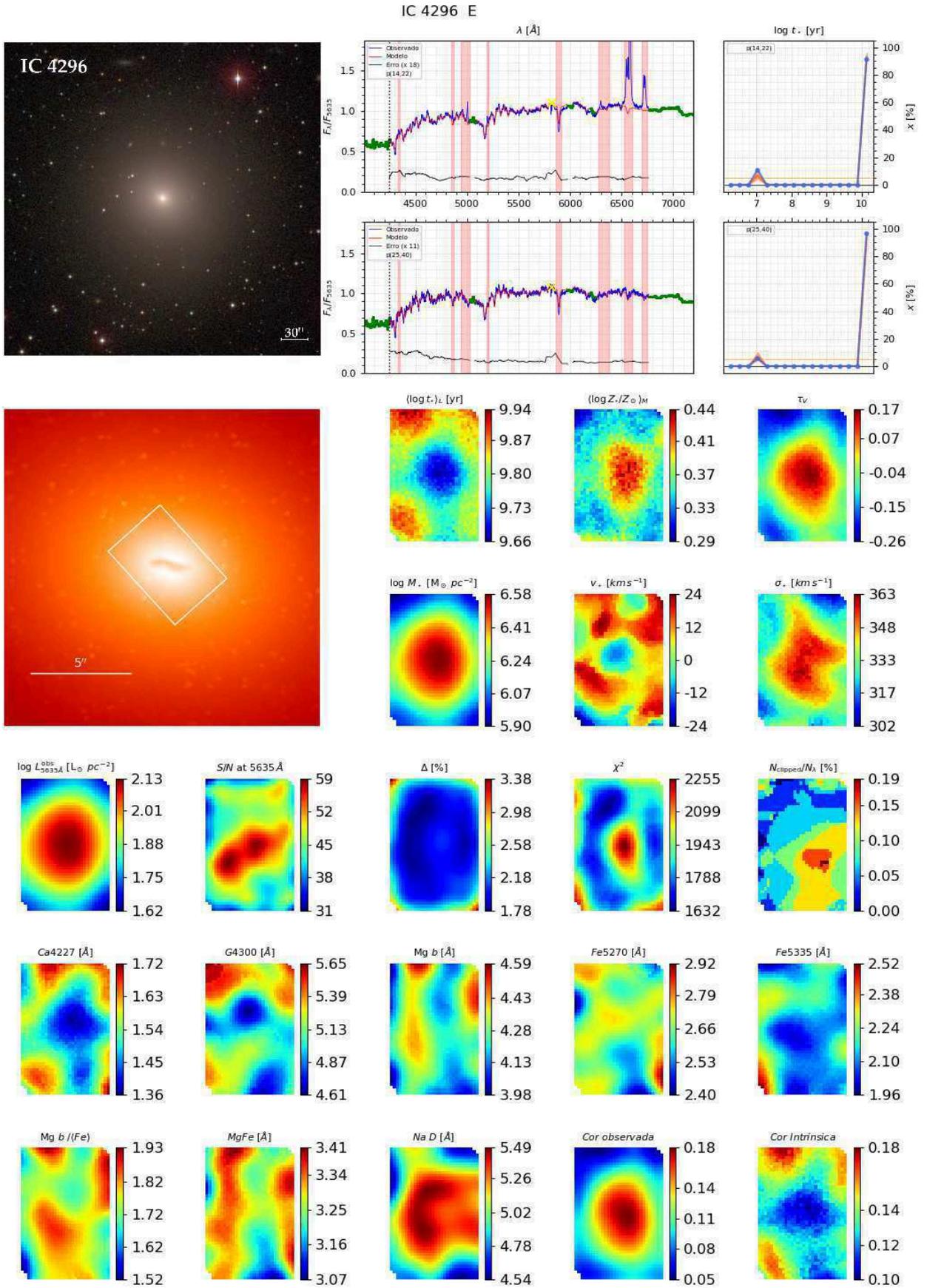
APÊNDICE A – Dossiê: Propriedades das Populações Estelares

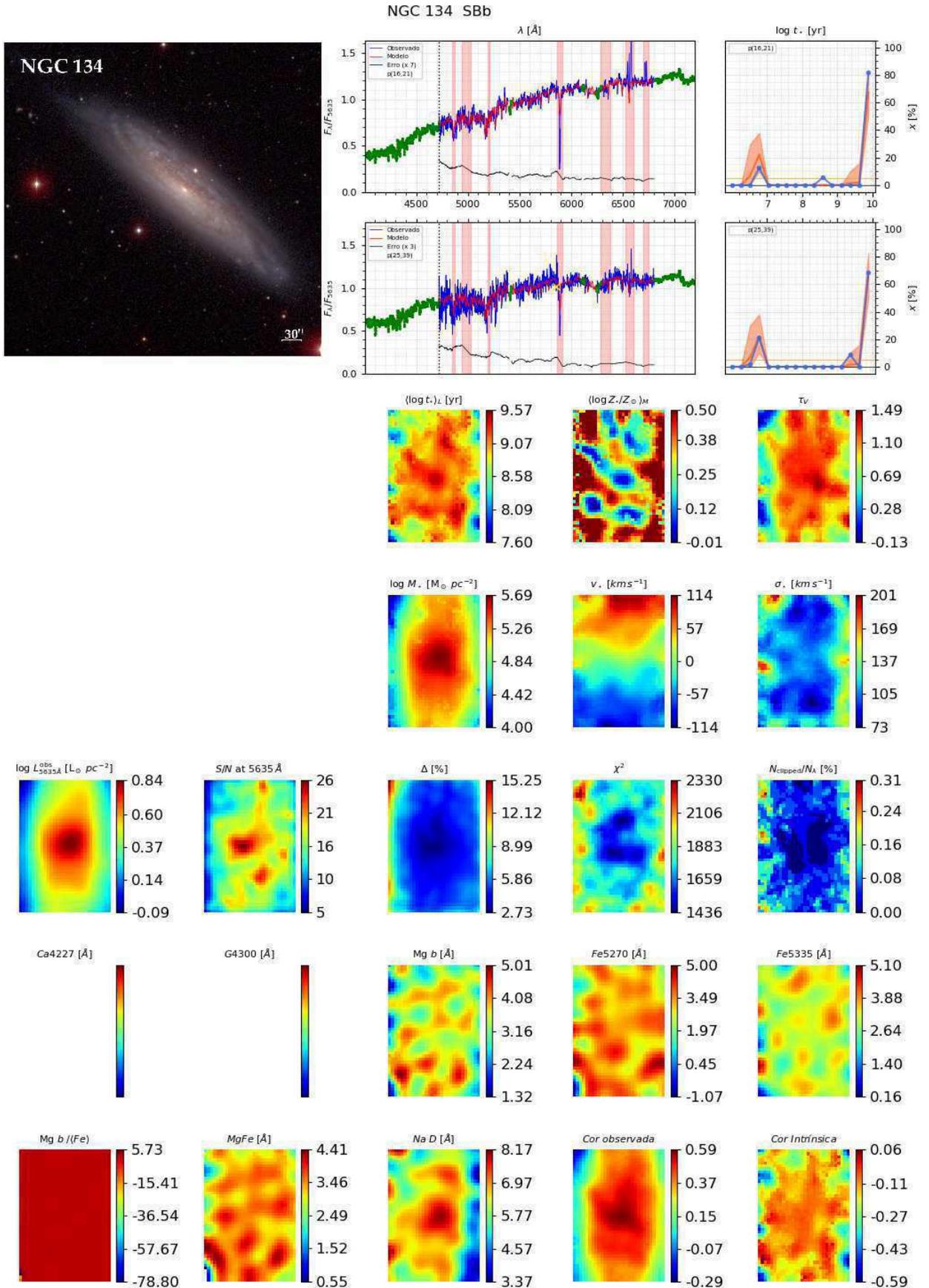
Este apêndice apresenta um conjunto de propriedades das populações estelares da amostra de 63 galáxias analisadas ao longo do trabalho. Cada página reúne os mapas de todas as propriedades vistas no Capítulo 4, e as seguintes informações: imagens do CGS (*Carnegie-Irvine Galaxy Survey*)⁸ e HST⁹ (quando disponíveis); ajustes de dois espectros do cubo (no centro e canto superior direito – onde os símbolos e cores são conforme especificados nas Figuras 5 e 6), com respectivas histórias de formação estelar (Em azul para o espectro individual e em vermelho para todo o cubo – as áreas em vermelho são os percentis 10 e 95%); medidas de índices espectrais (quando disponíveis.); mapas de indicadores de qualidade (adev, χ^2 e percentual de pixels rejeitados), luminosidade e densidade superficial de massa, bem como S/N; mapas das cores observada e intrínseca (subtraindo-se a contaminação da extinção estimada pelo STARLIGHT), conforme definição dada na Seção 3.3.1.

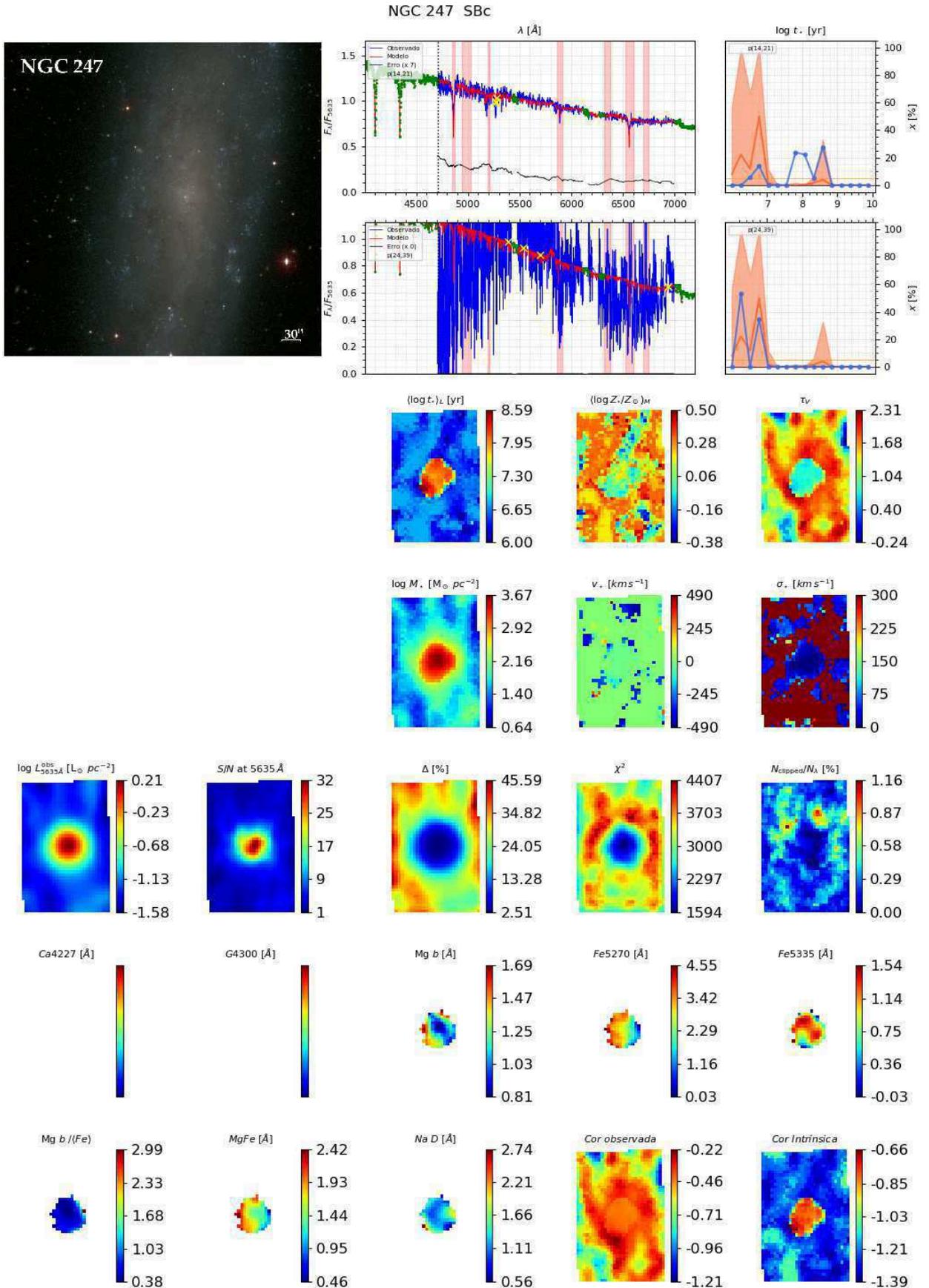
⁸ As imagens do CGS foram obtidas na base de dados disponível em <https://cgs.obs.carnegiescience.edu>

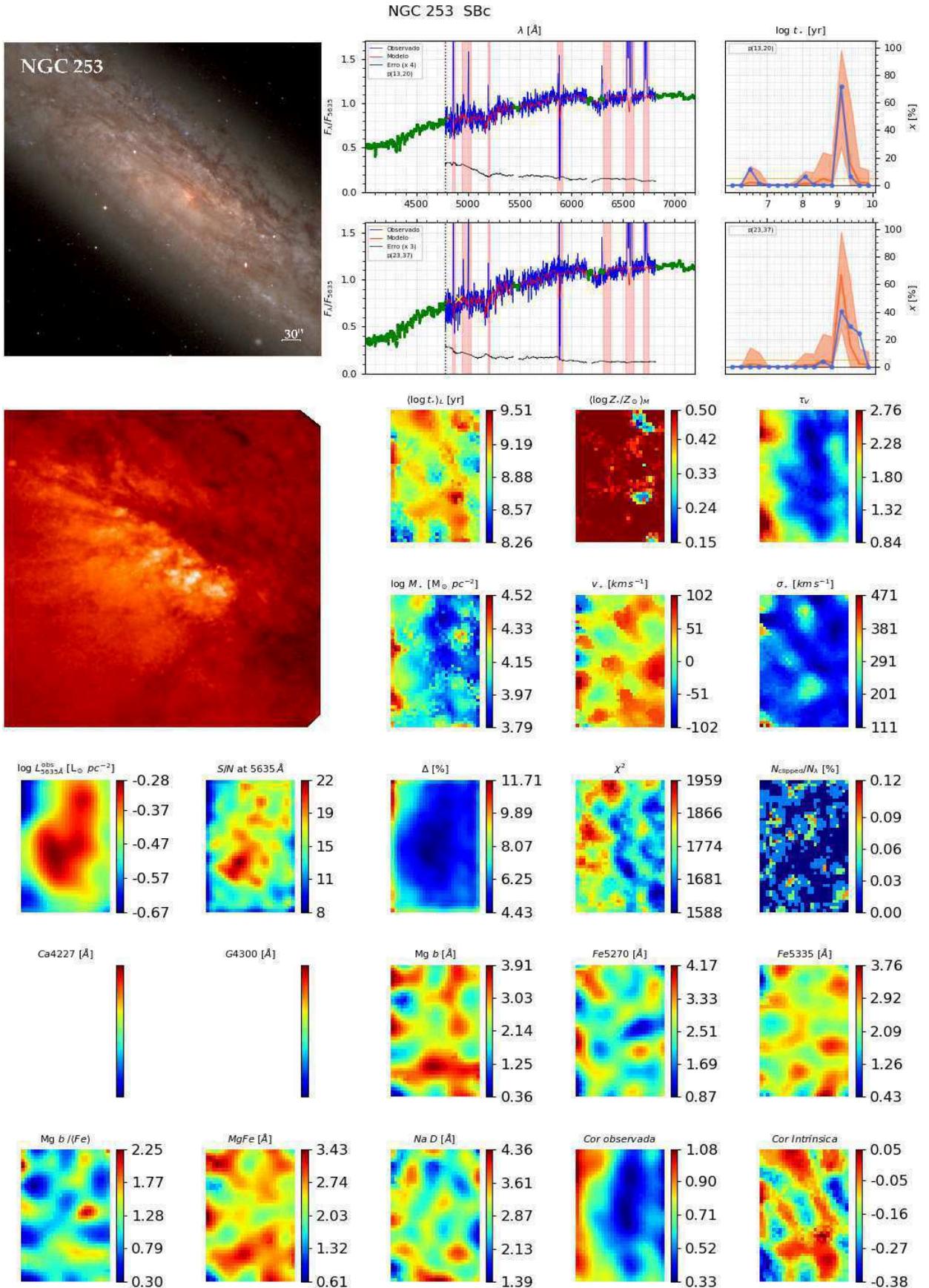
⁹ As imagens do Hubble foram obtidas na base de dados disponível em <http://archive.stsci.edu/index.html>

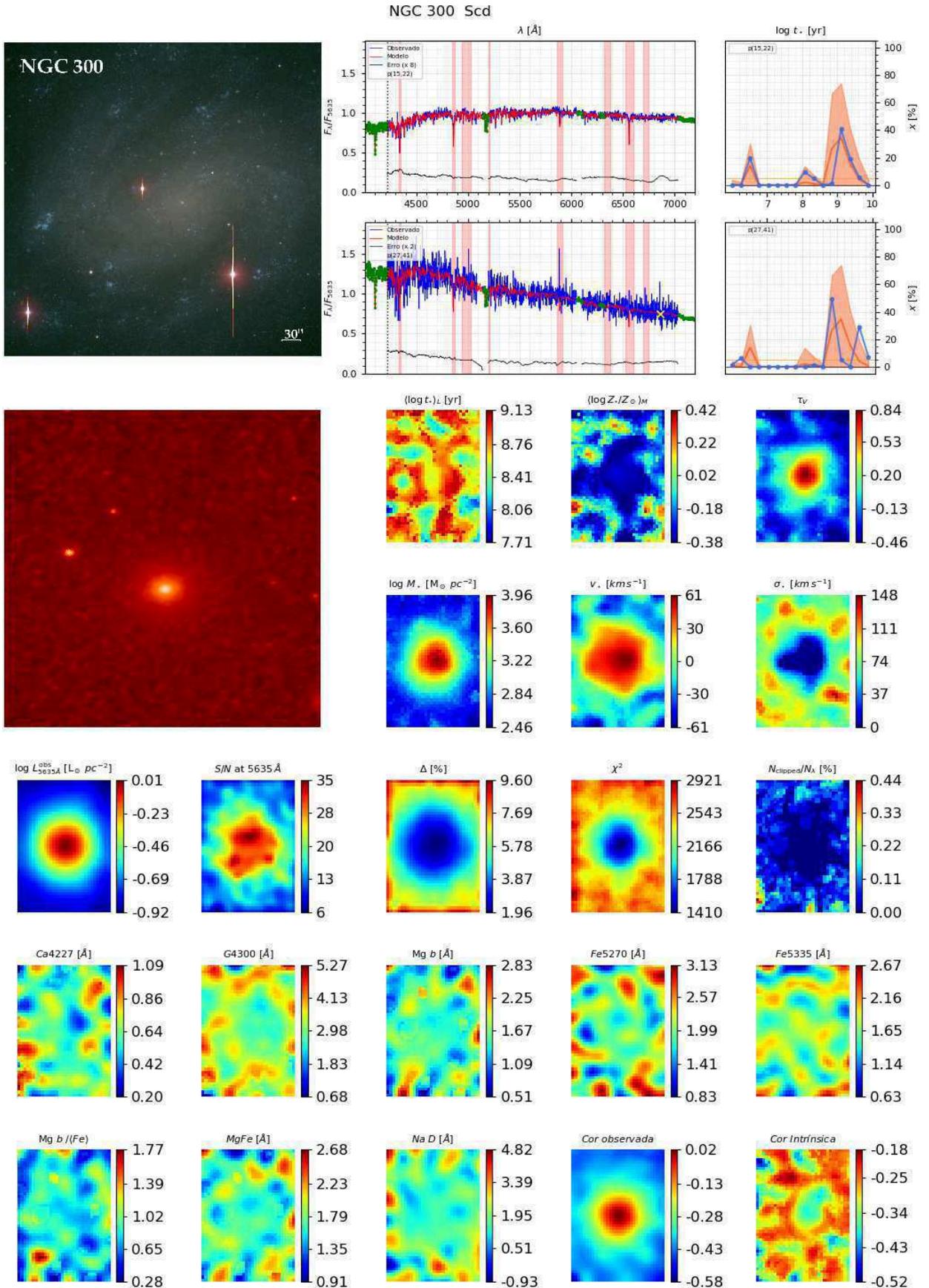


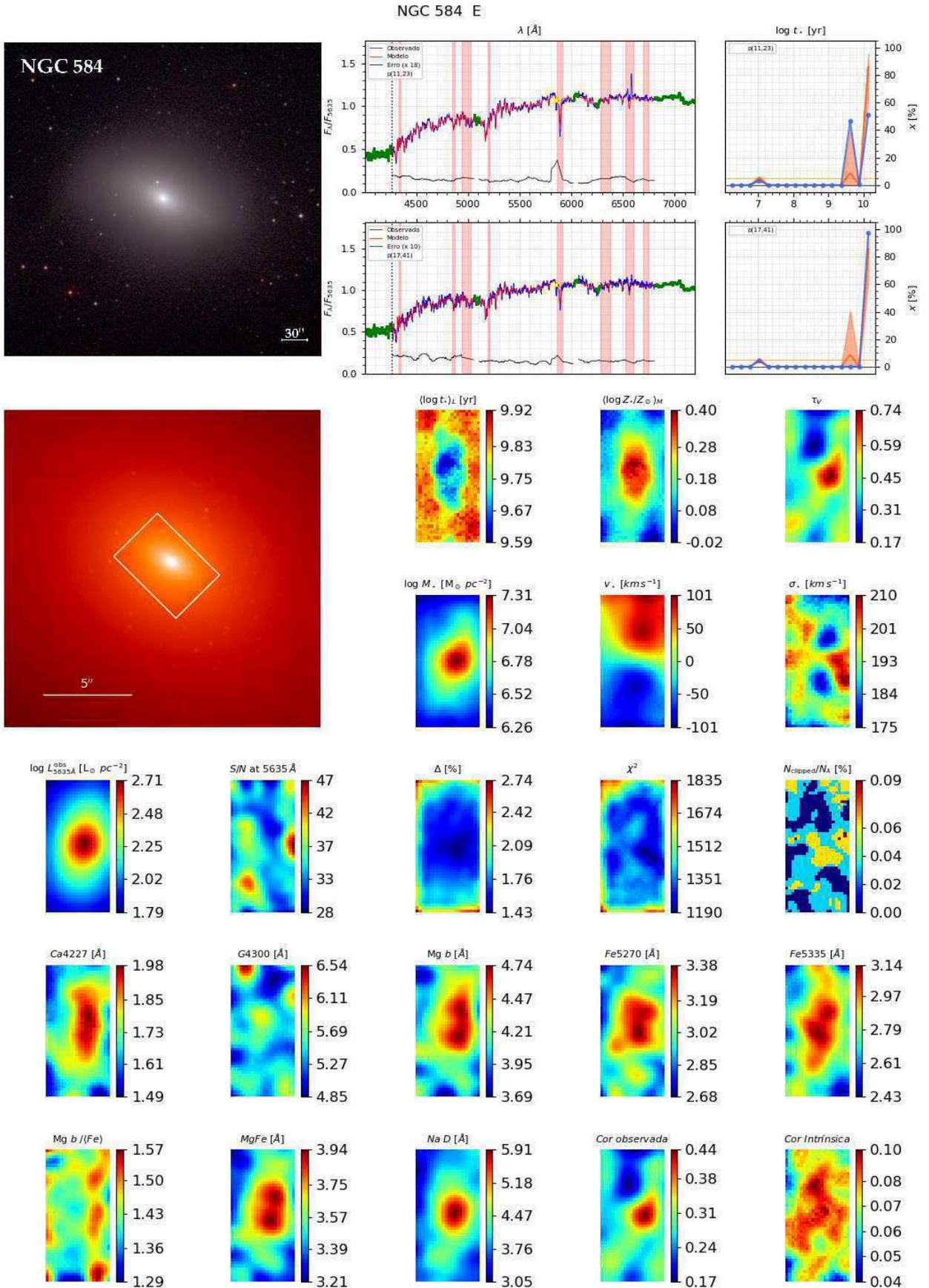


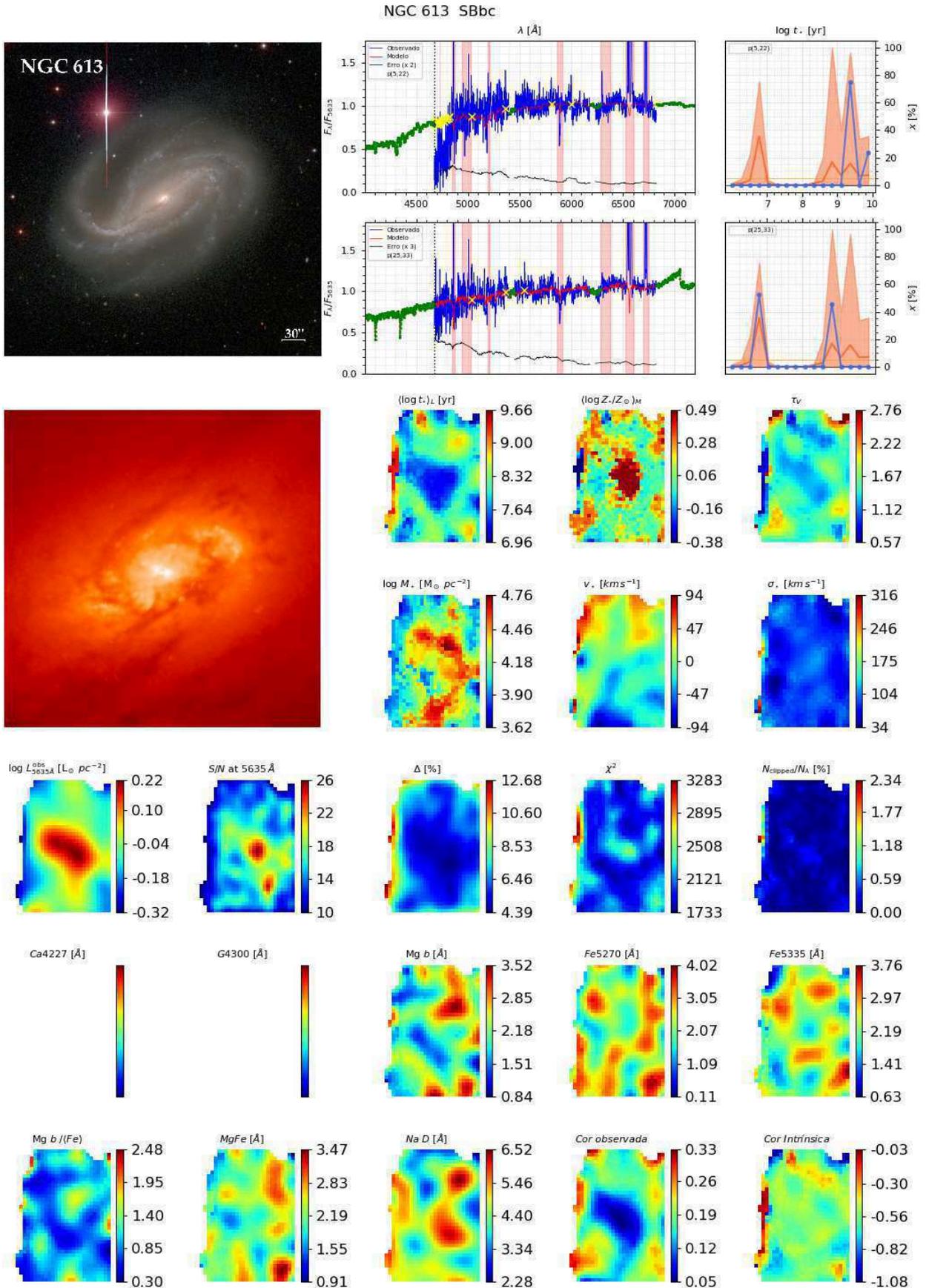


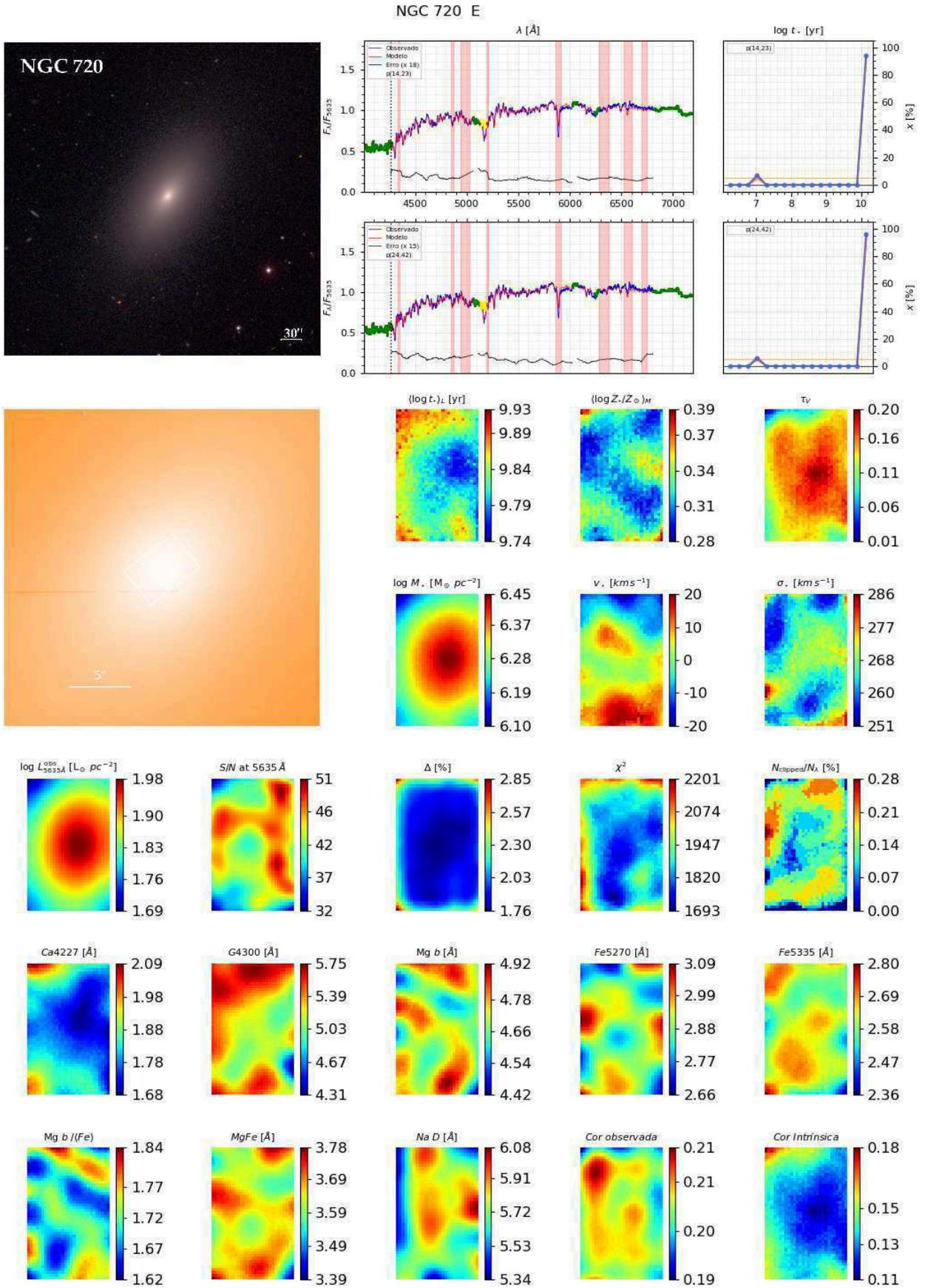


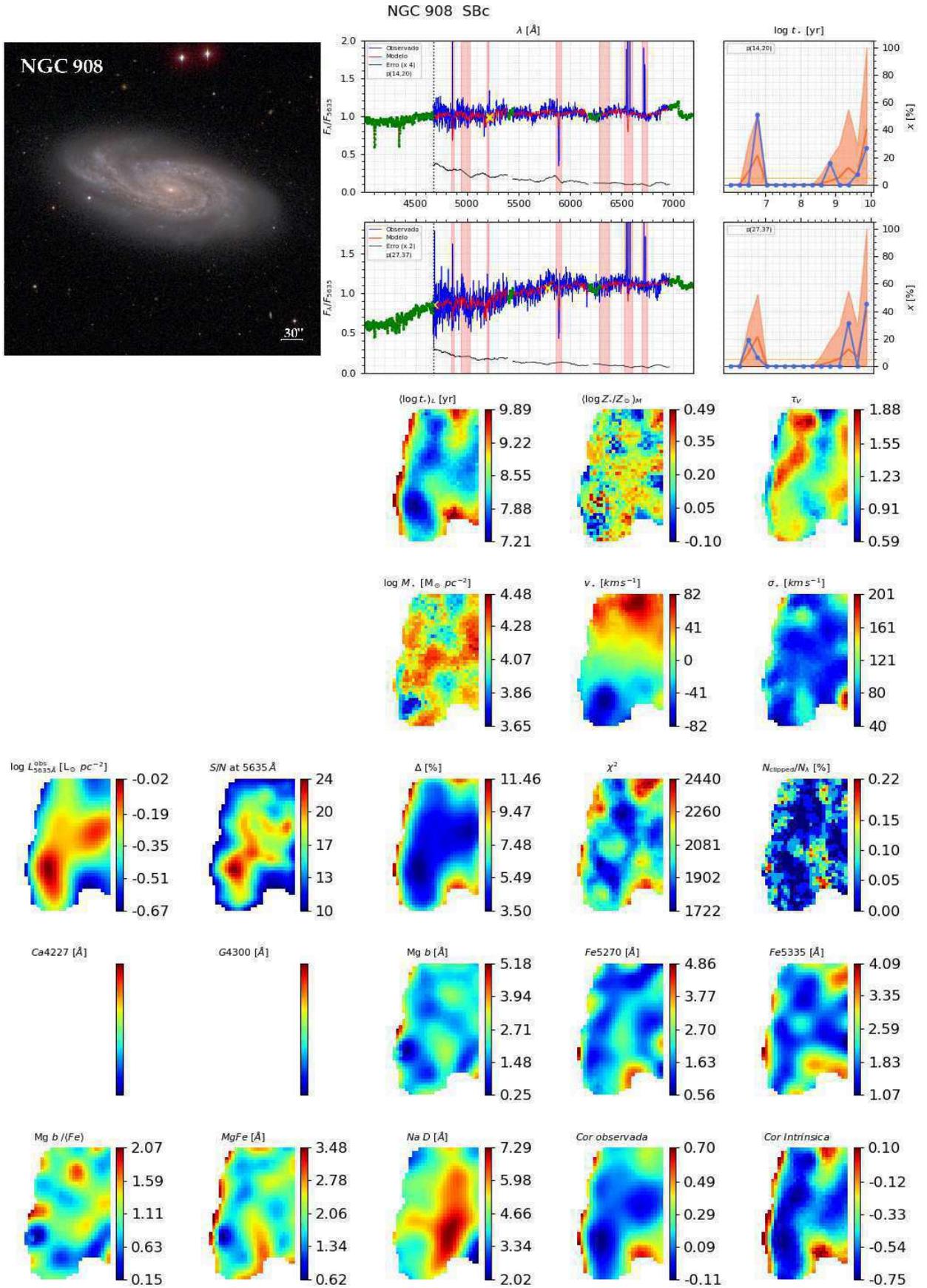


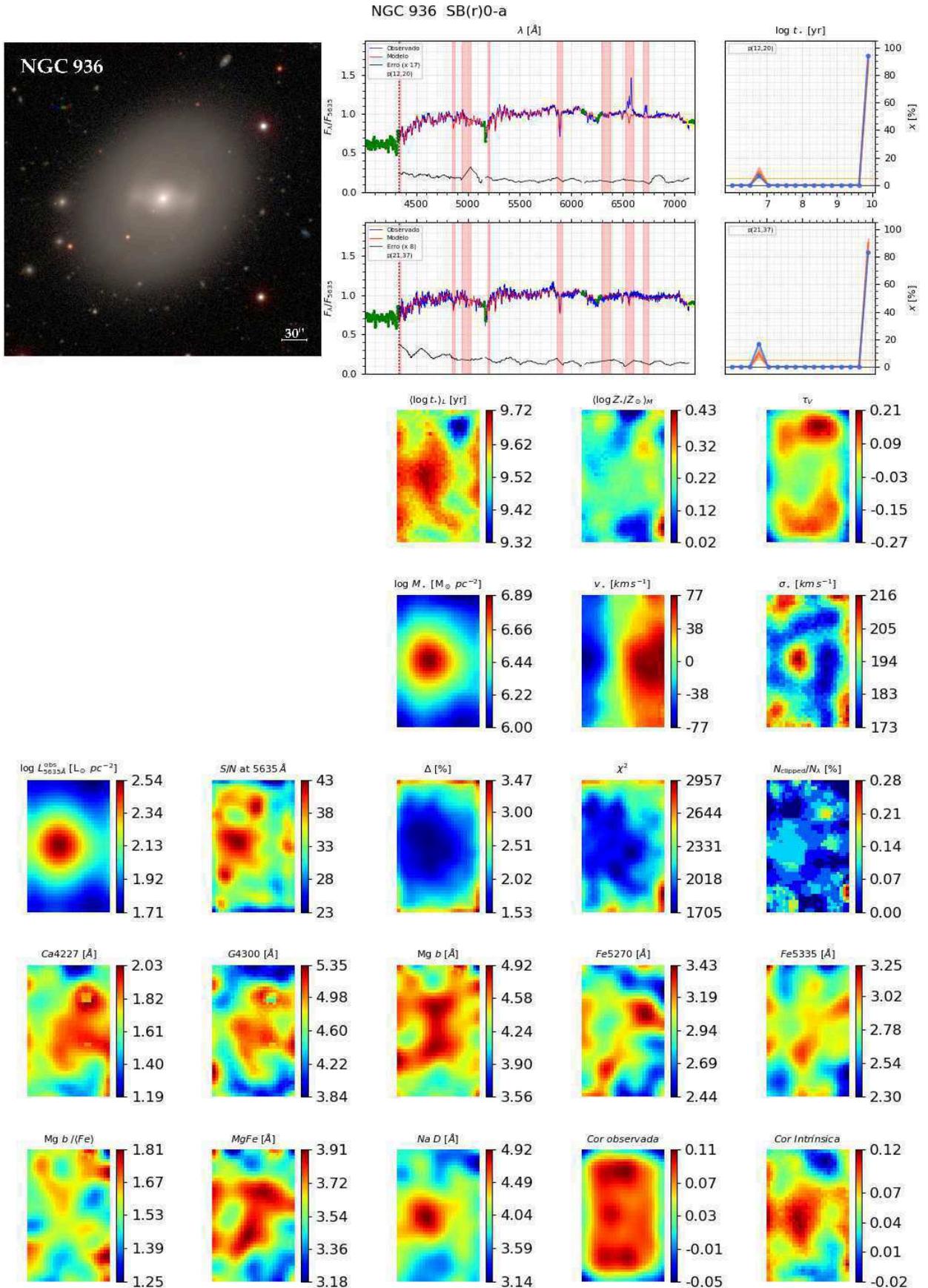


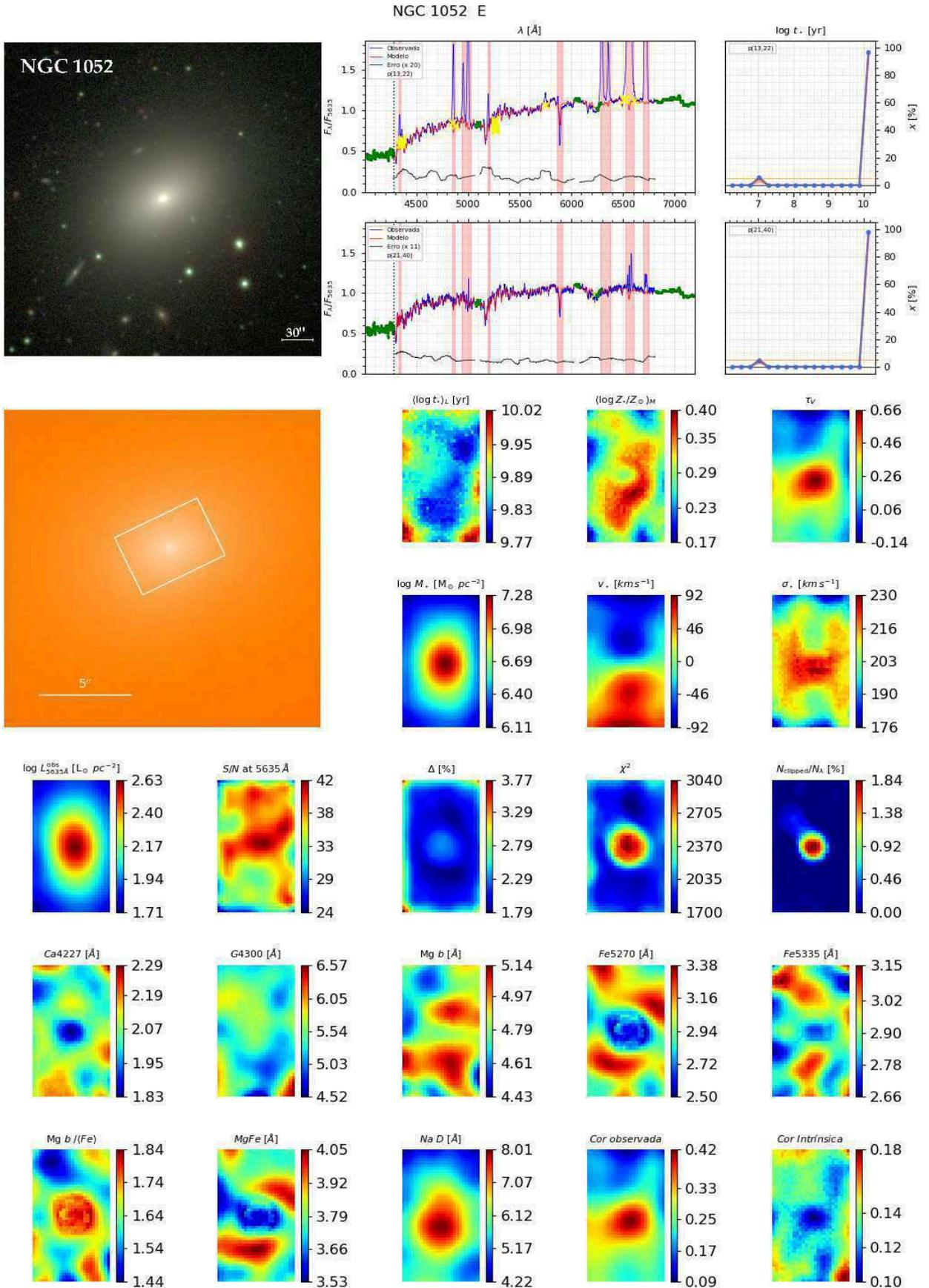


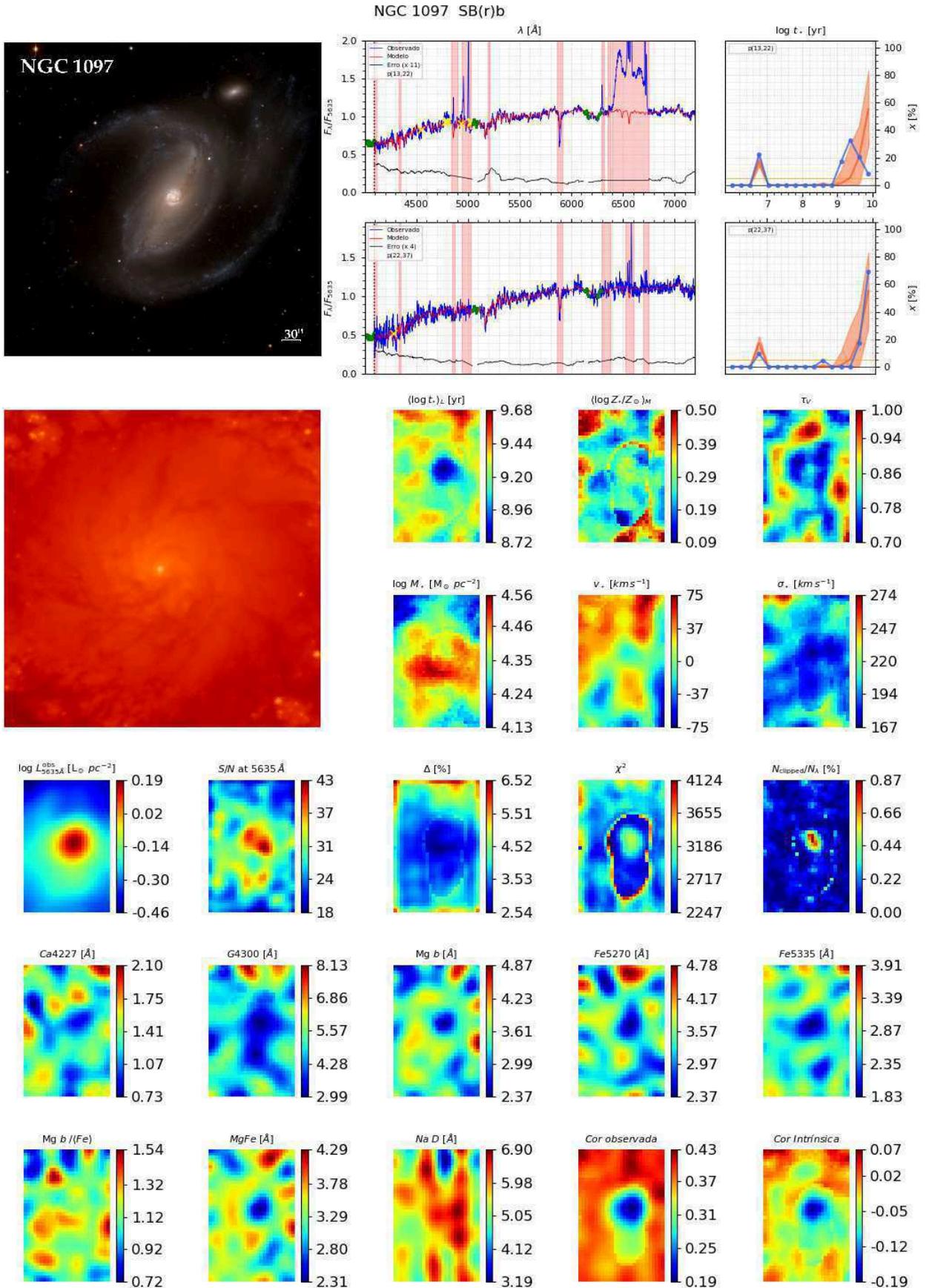


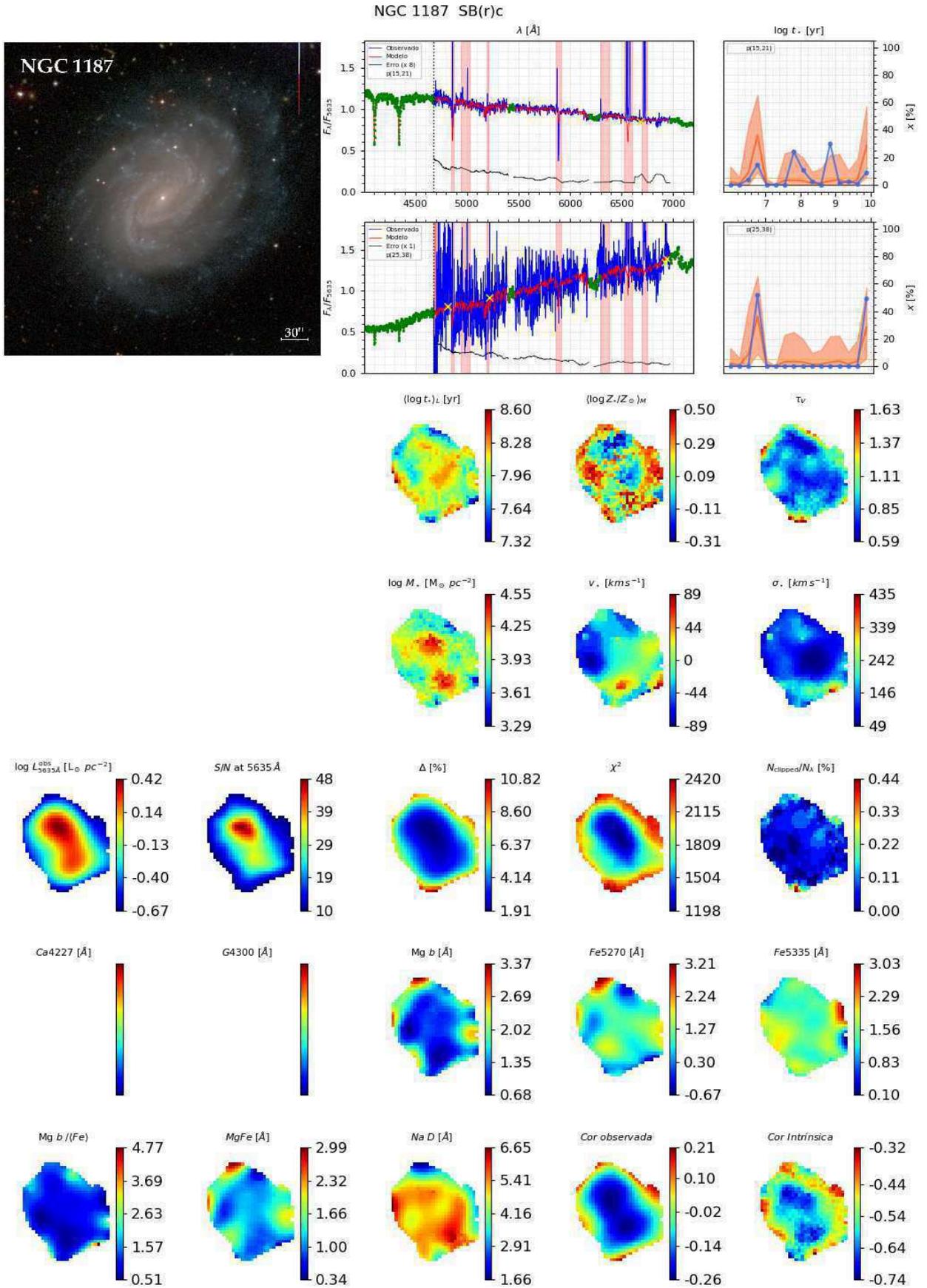


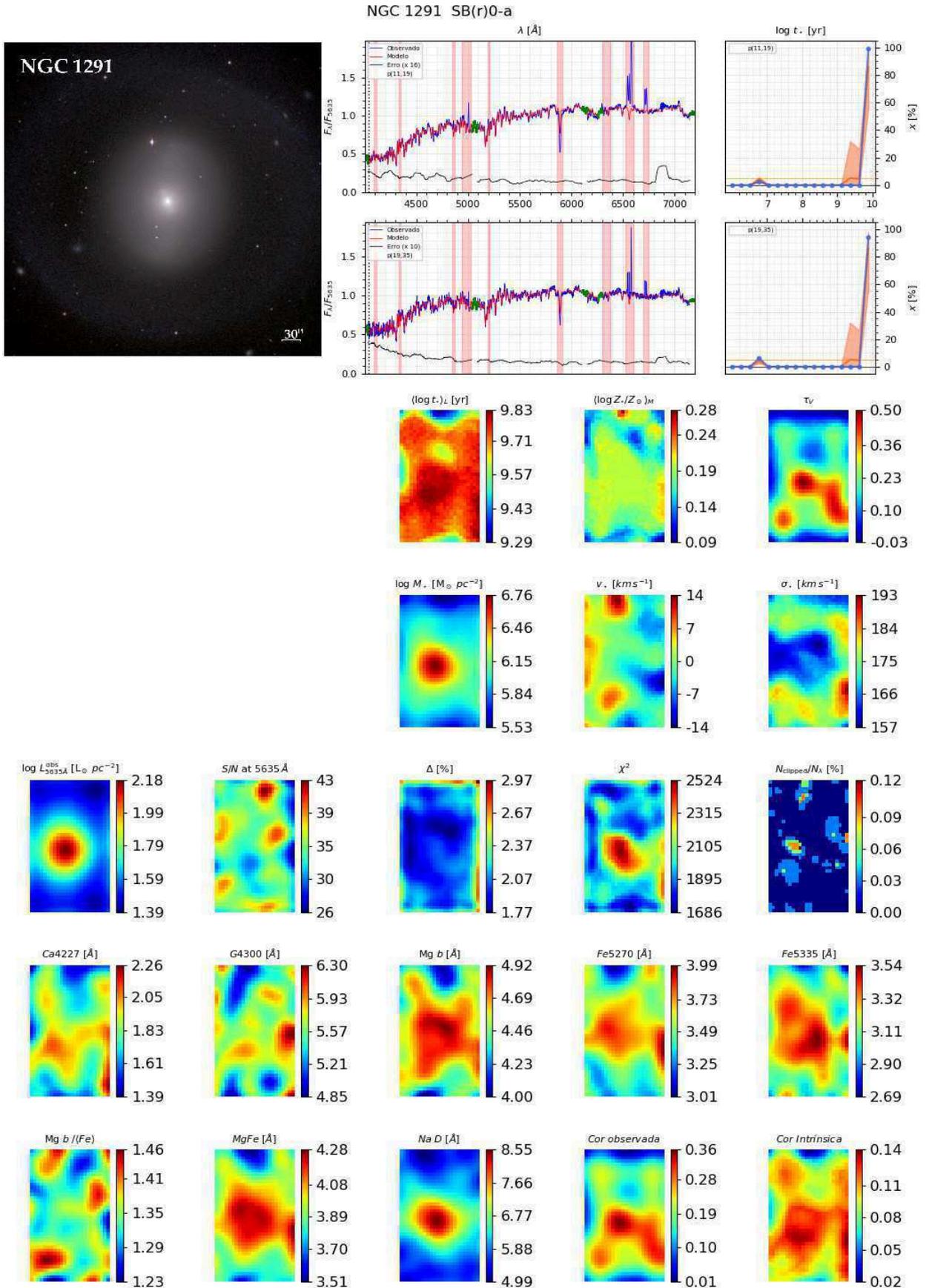


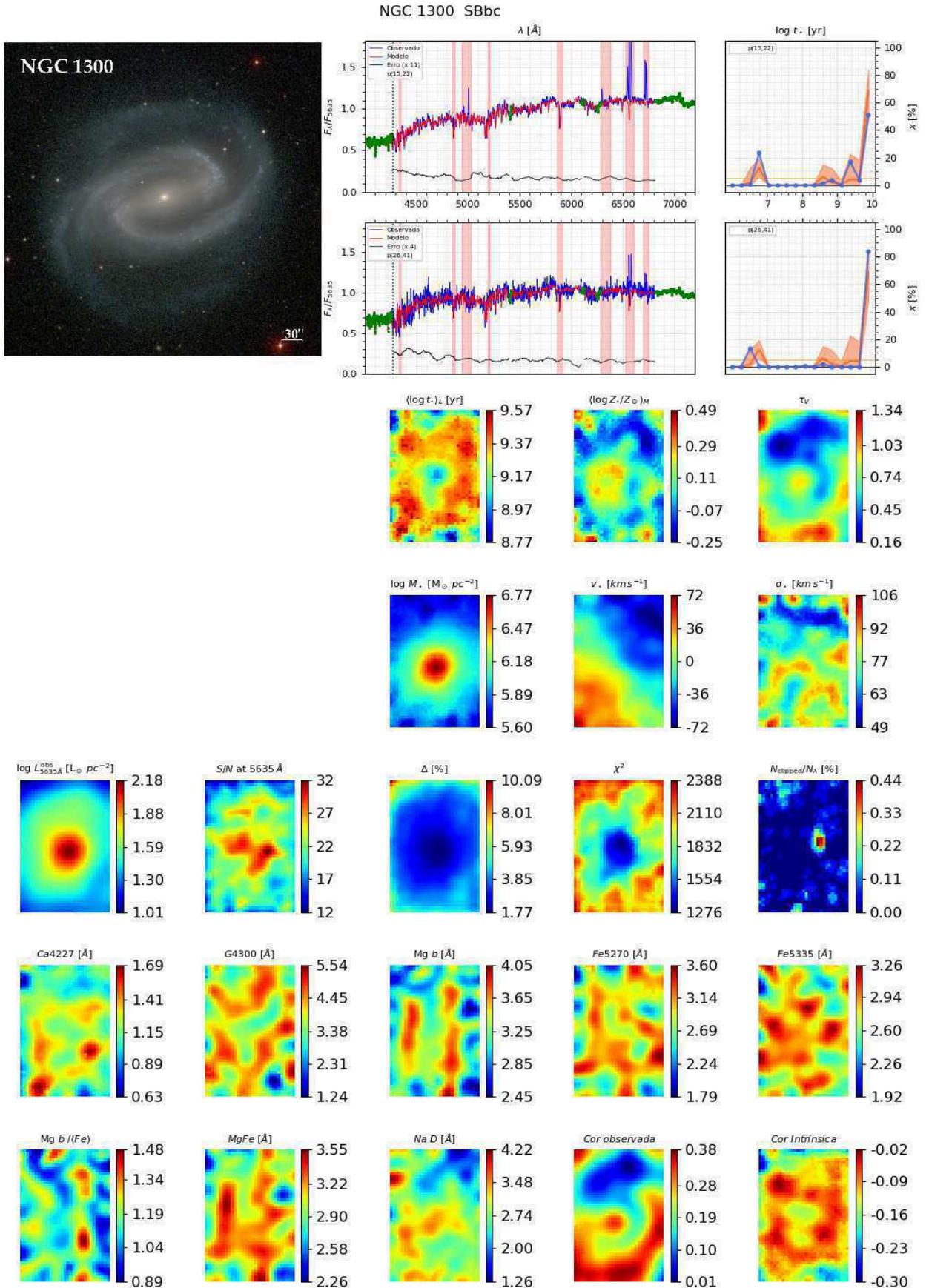


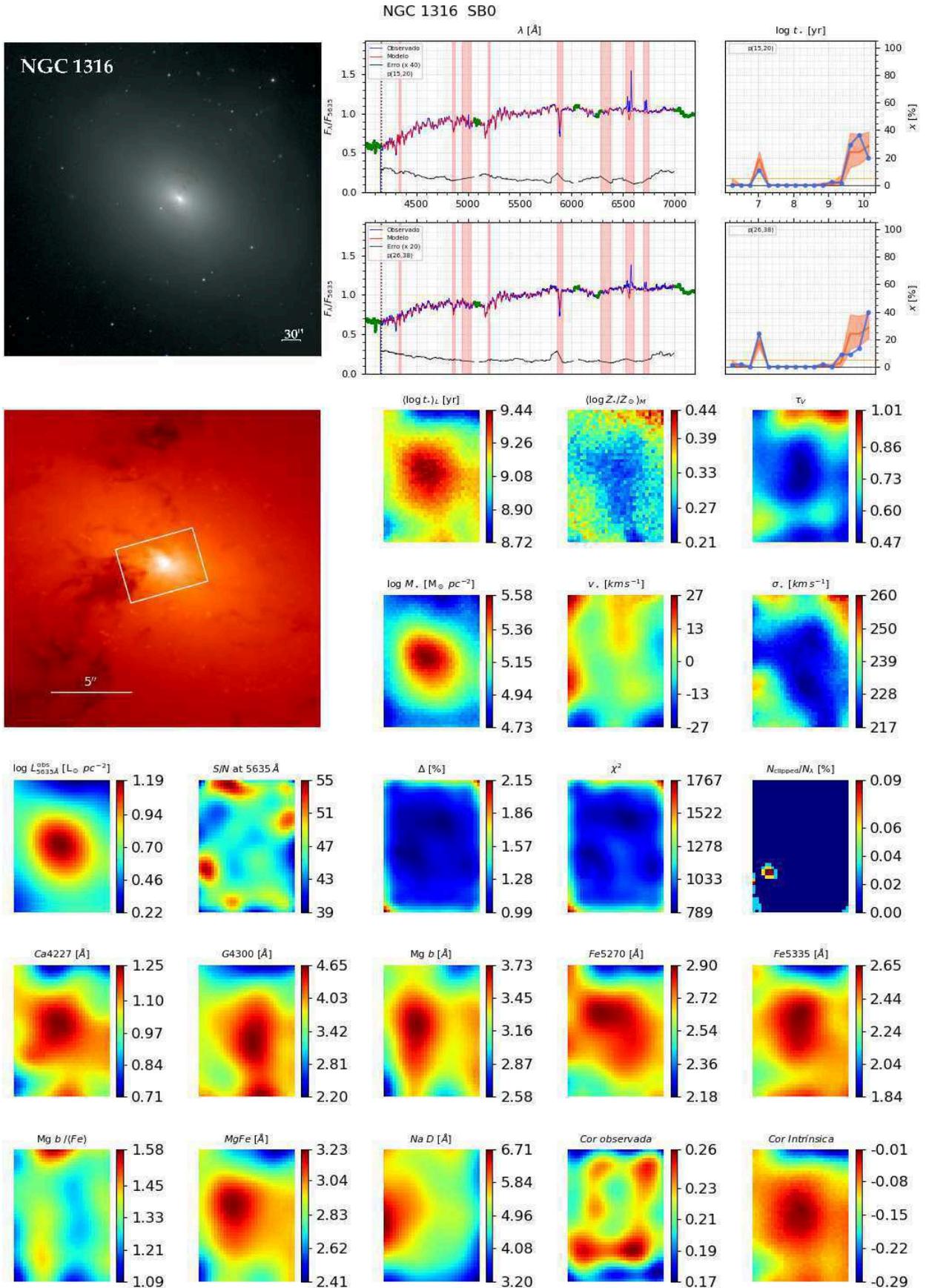




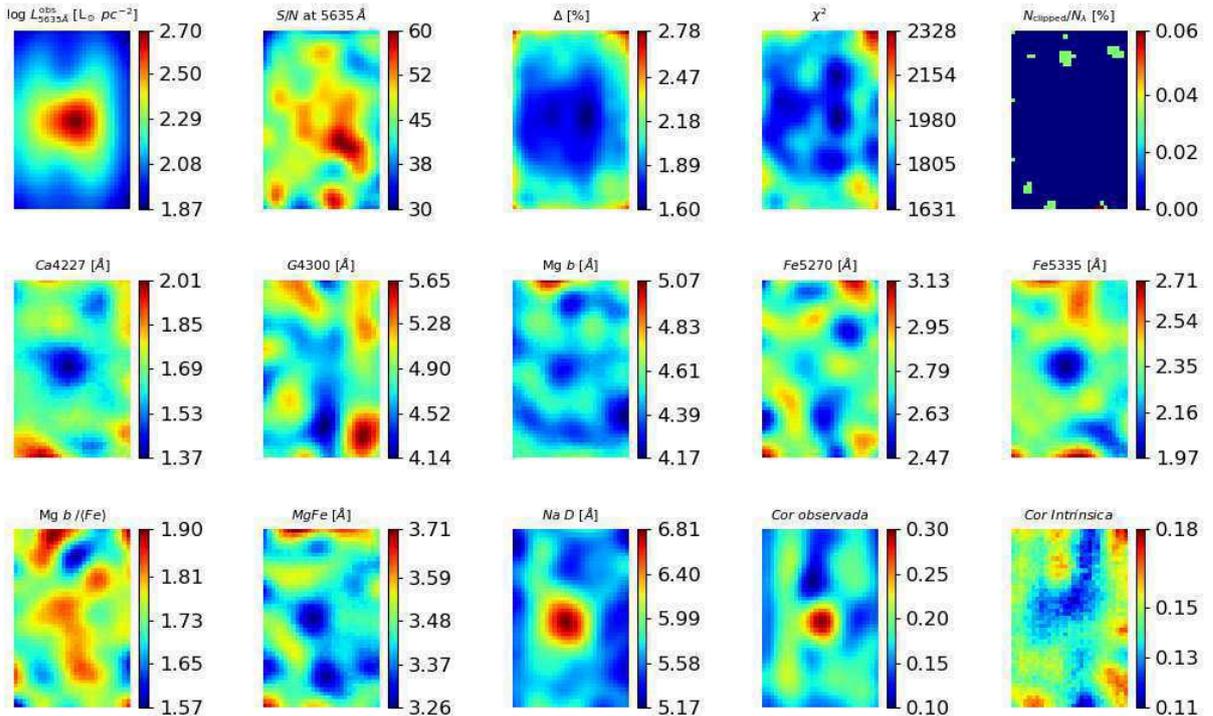
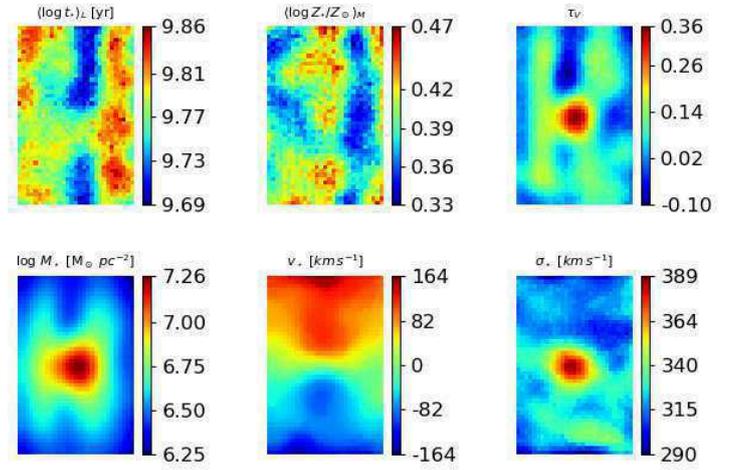
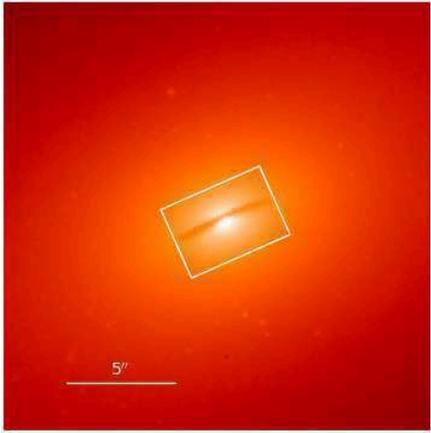
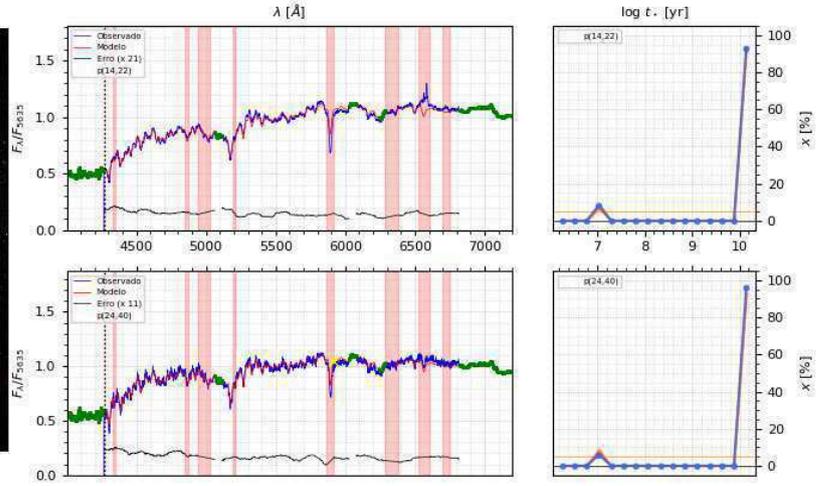
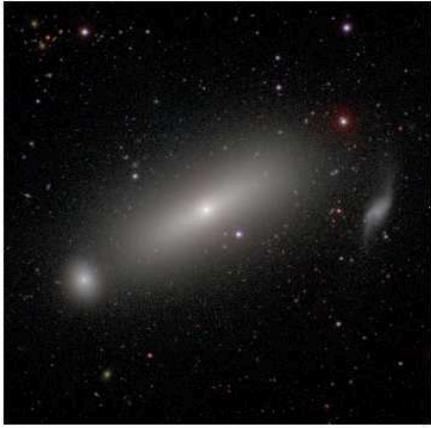


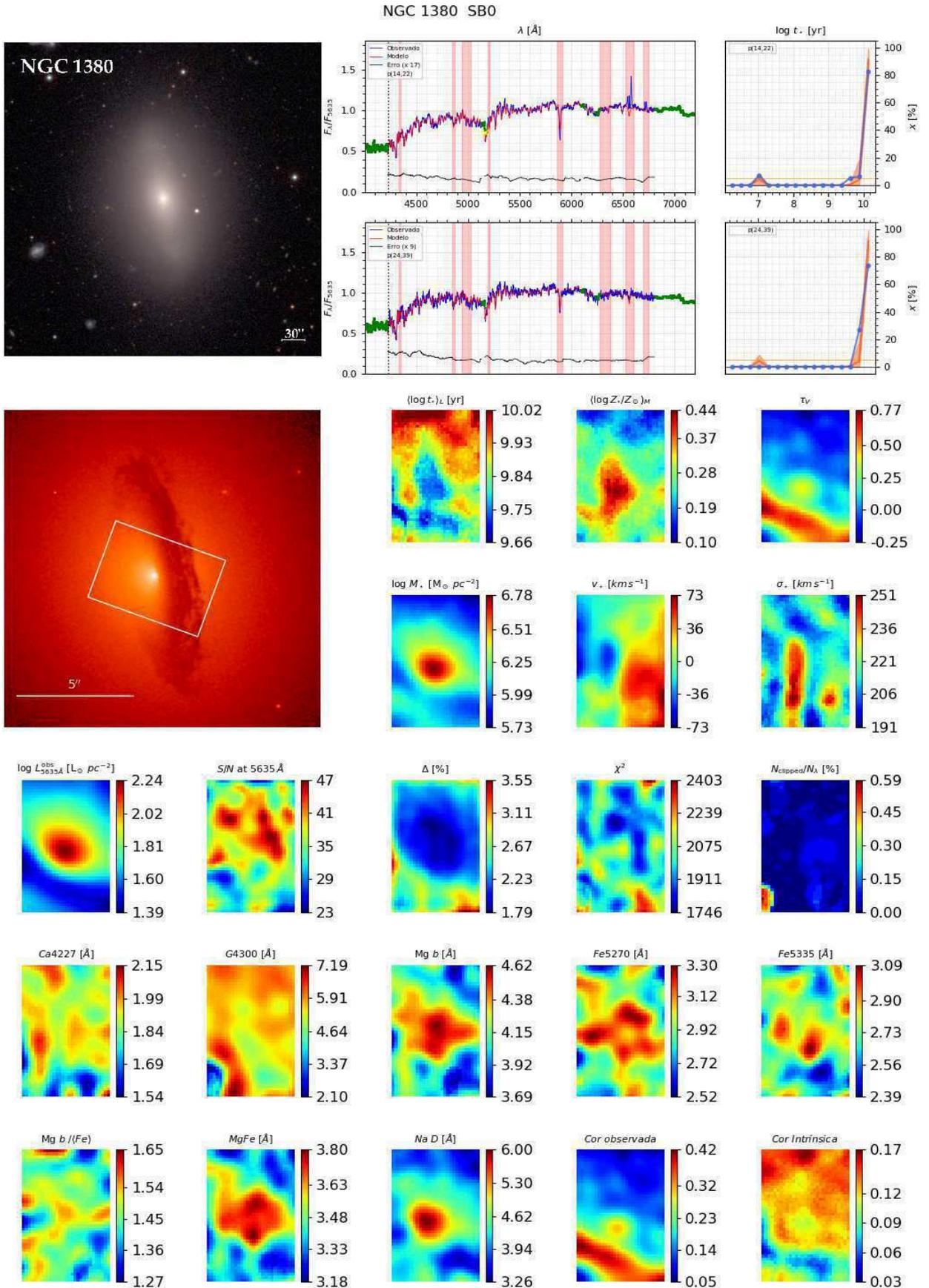


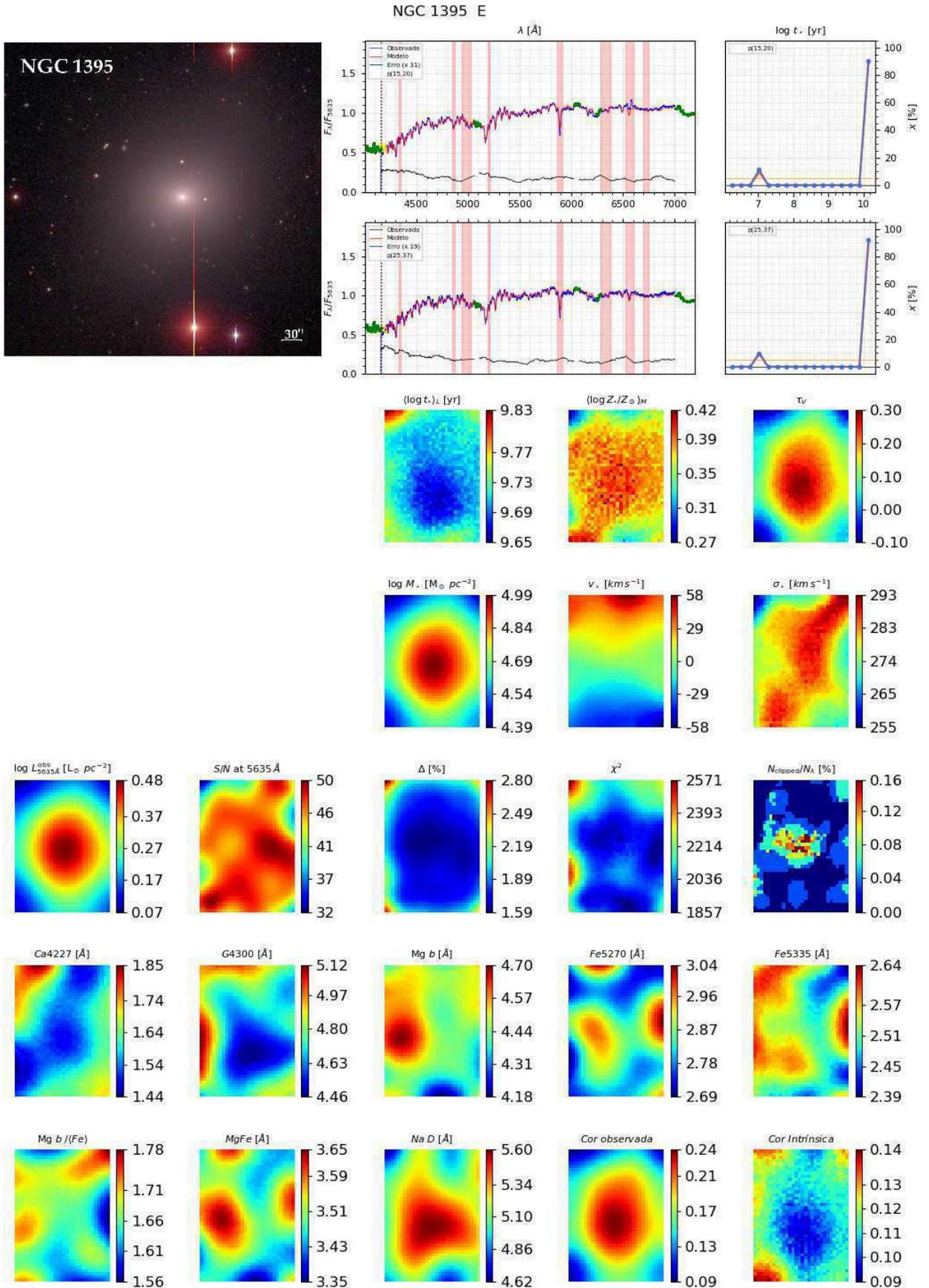


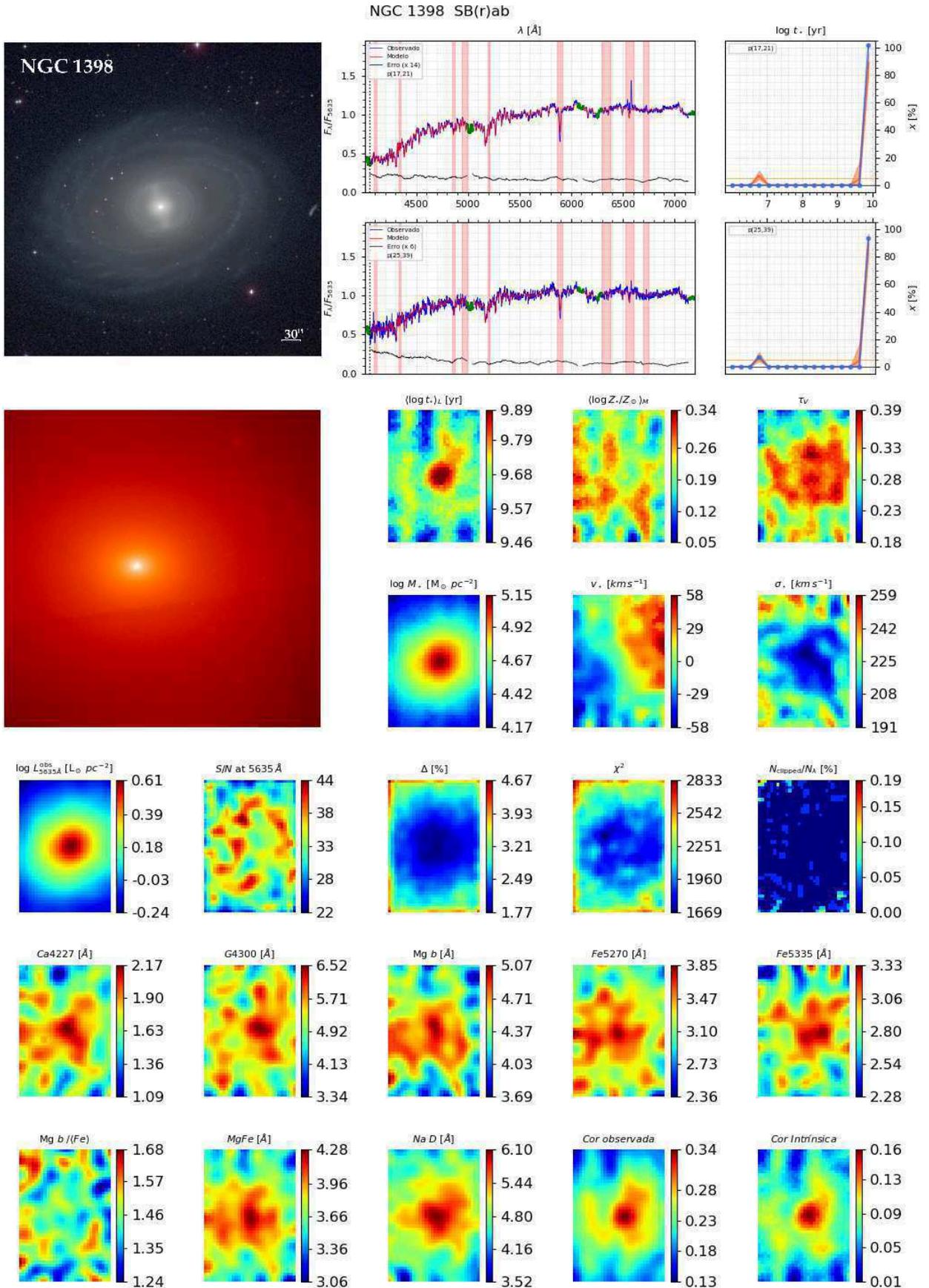


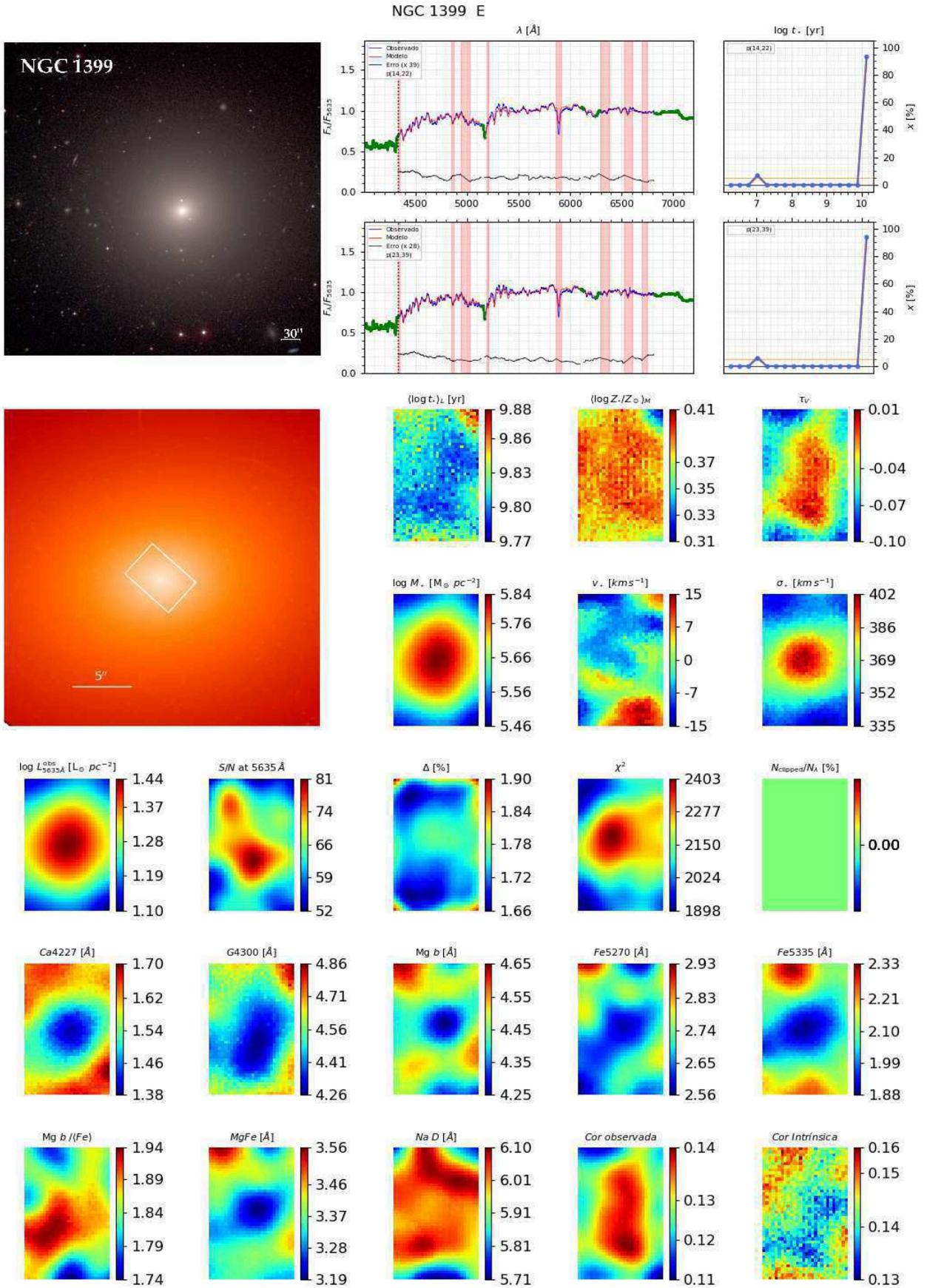
NGC 1332 S0

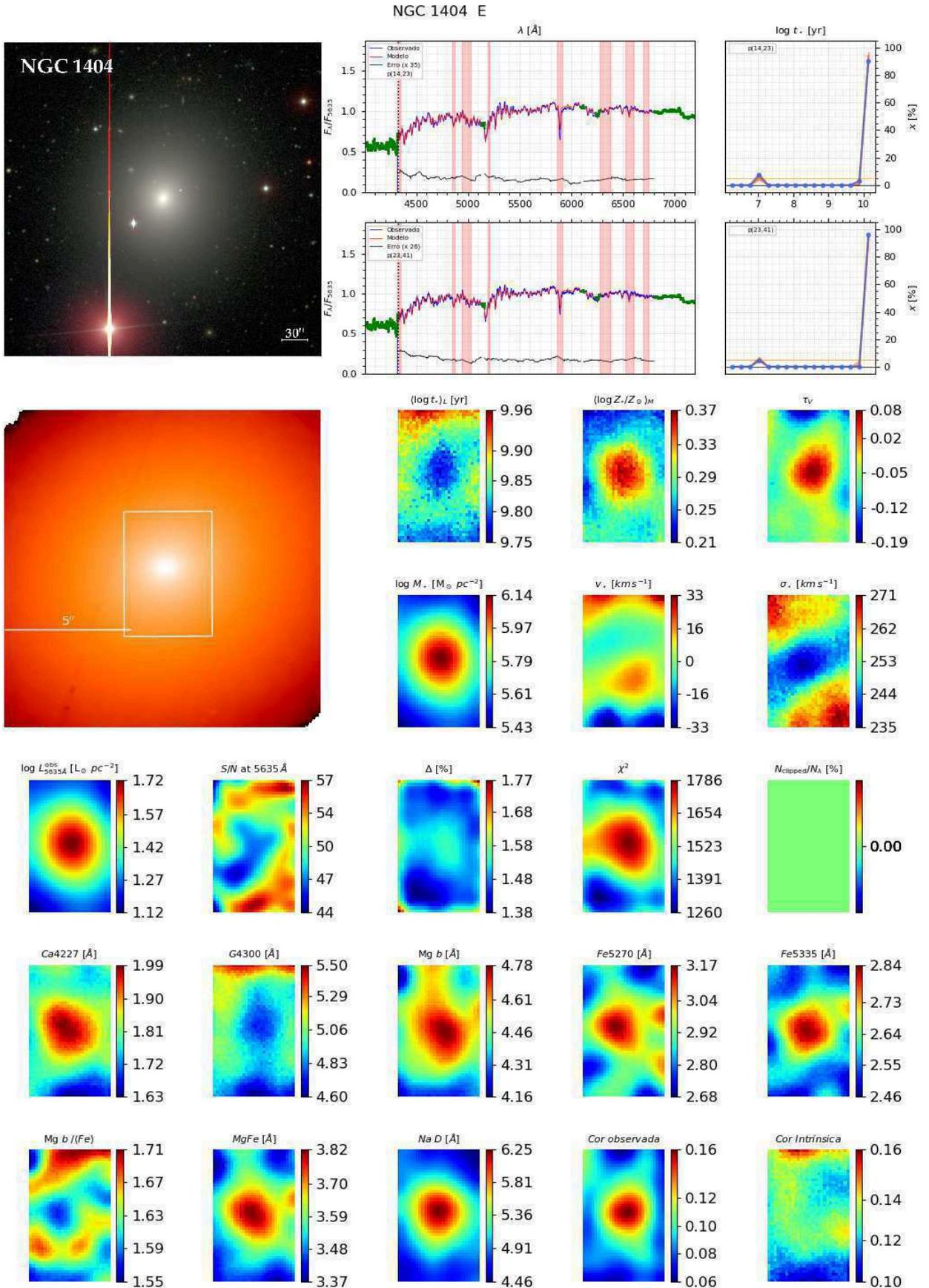


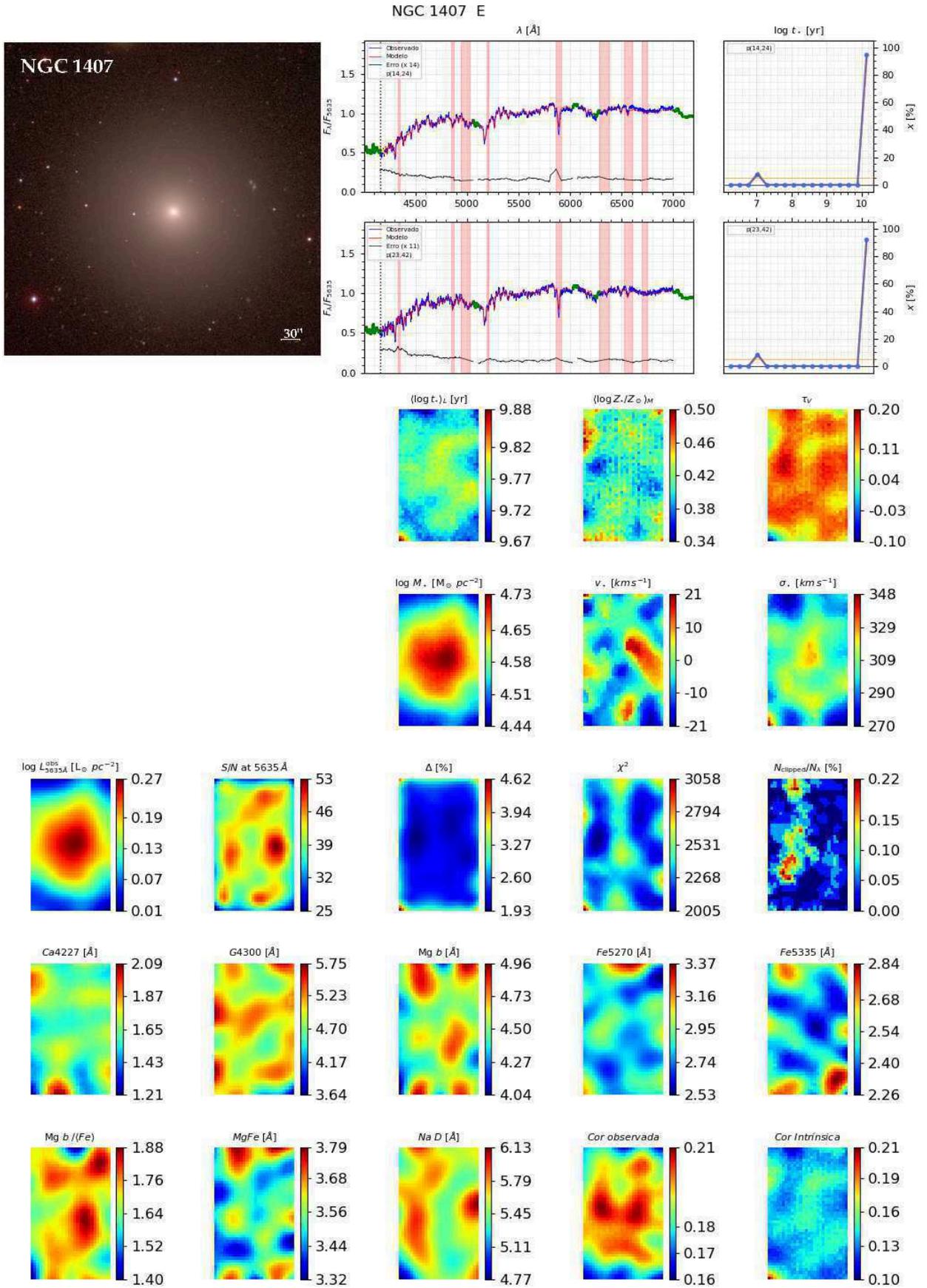


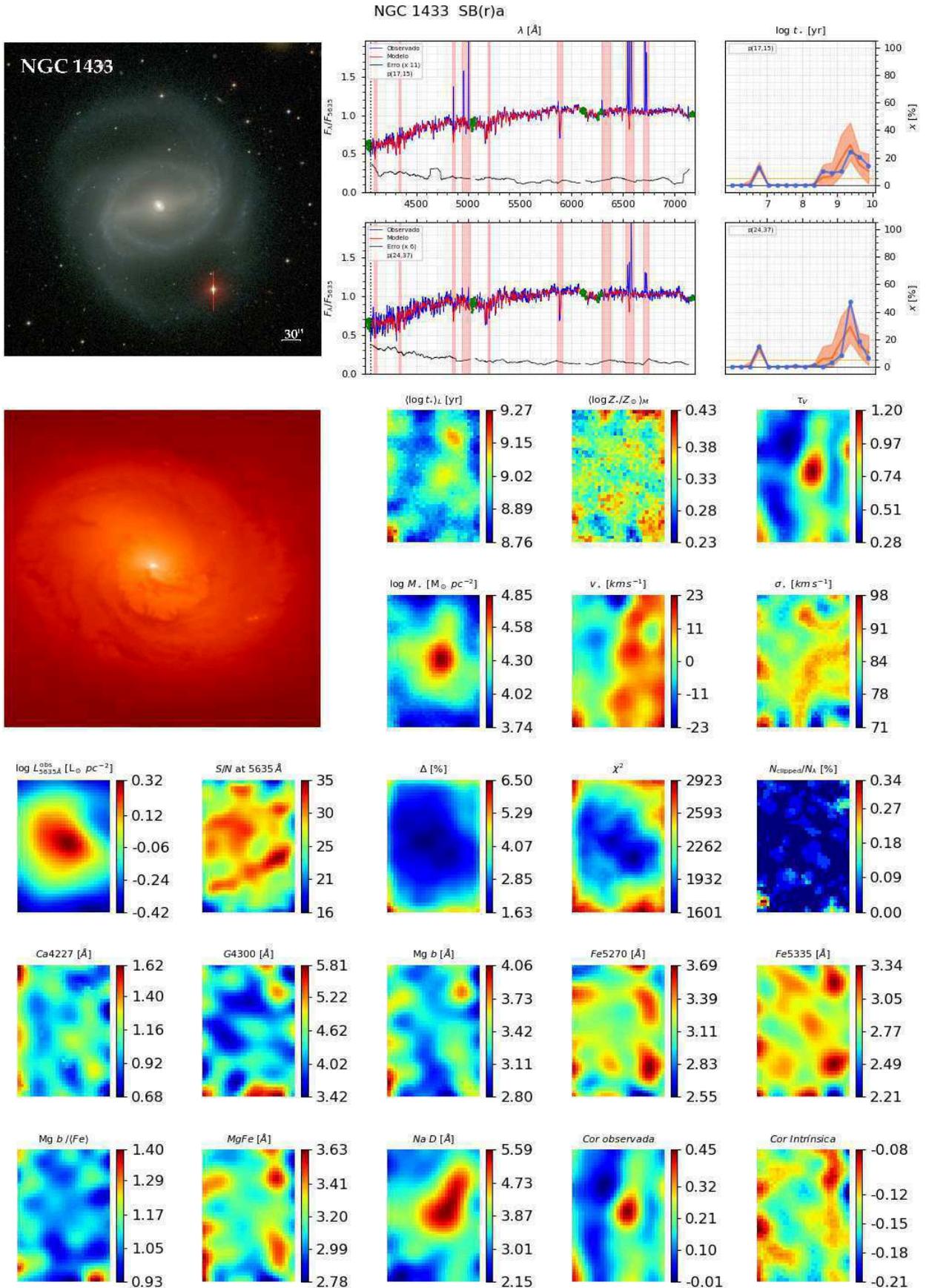


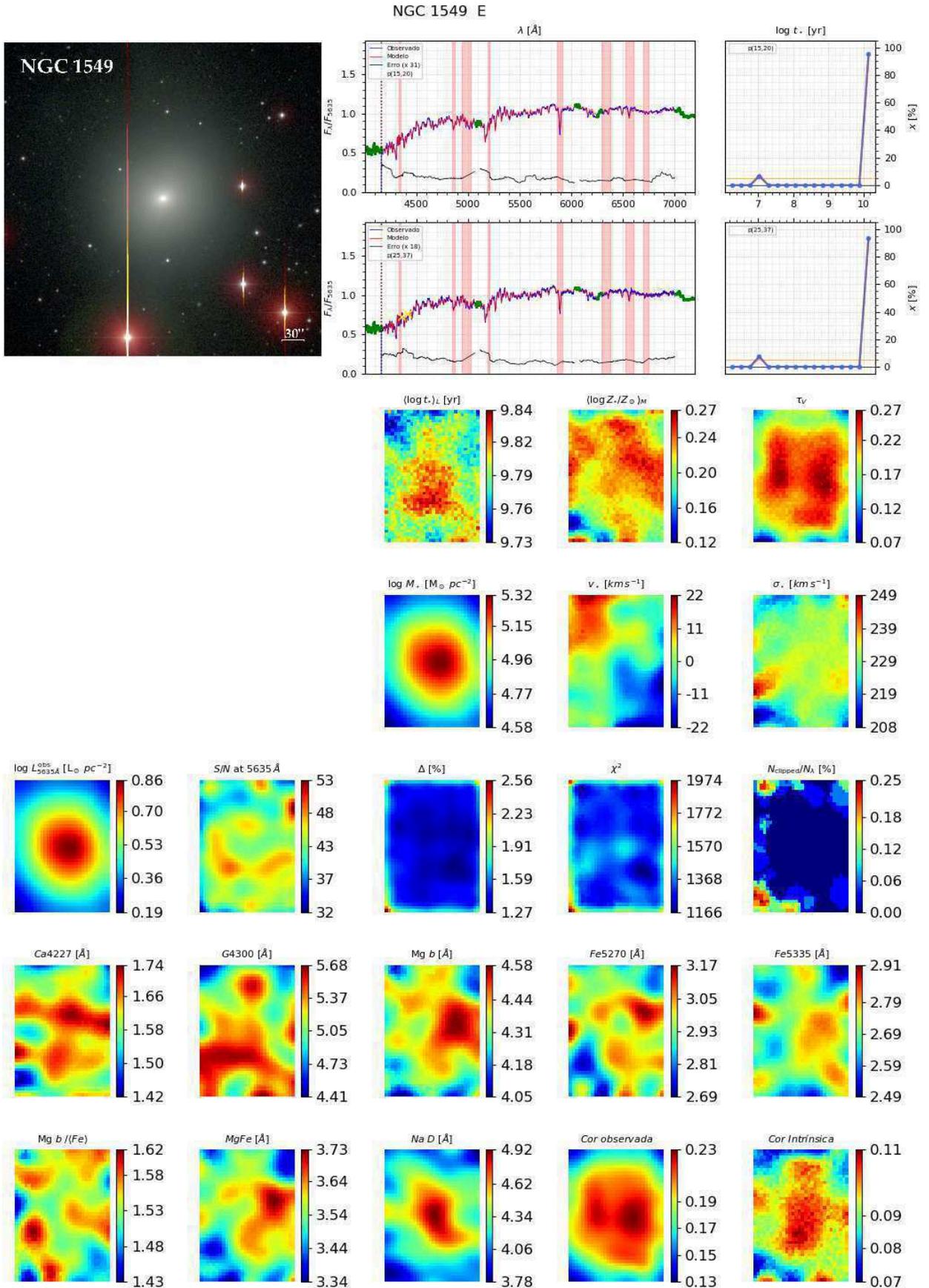


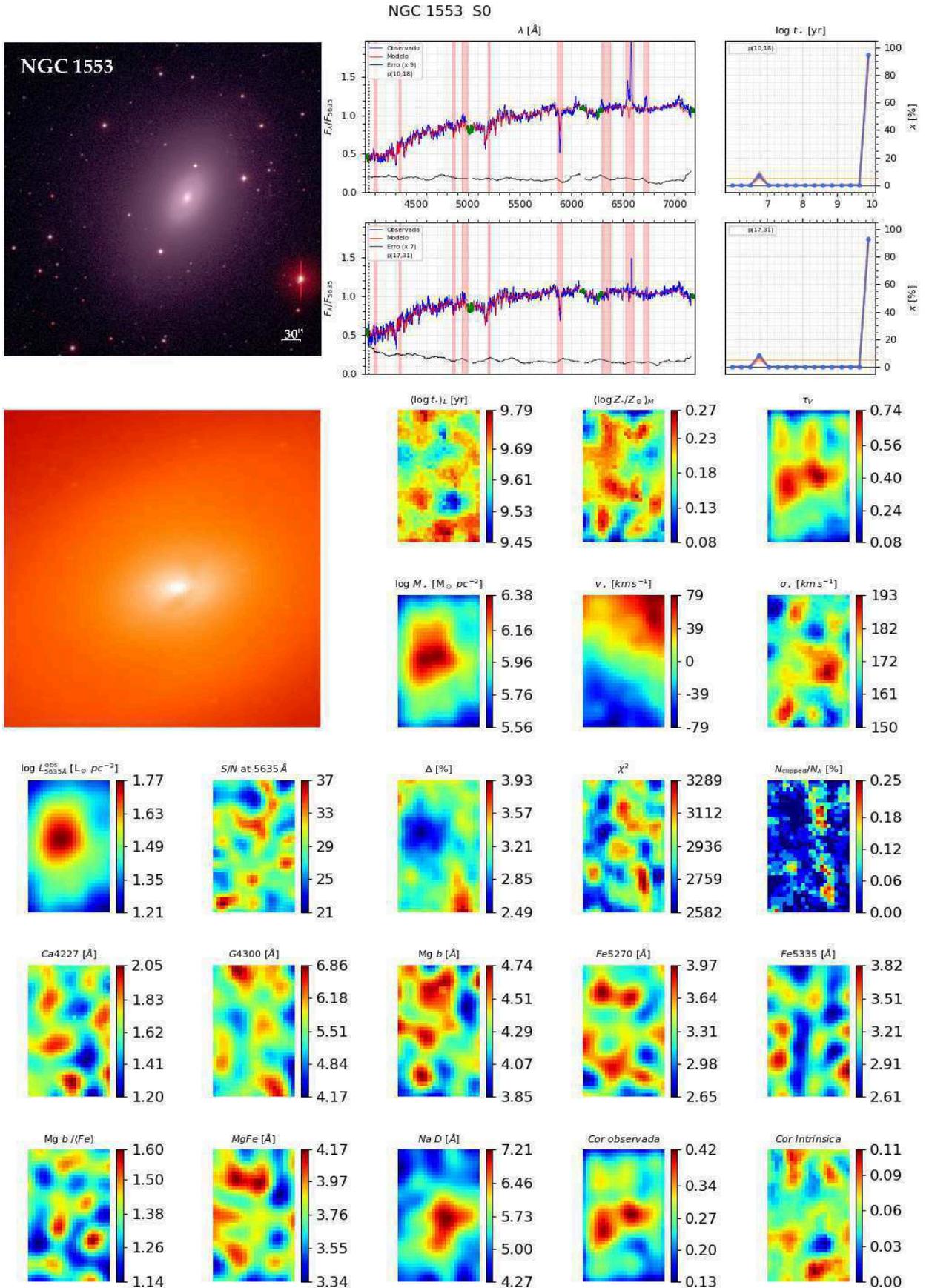


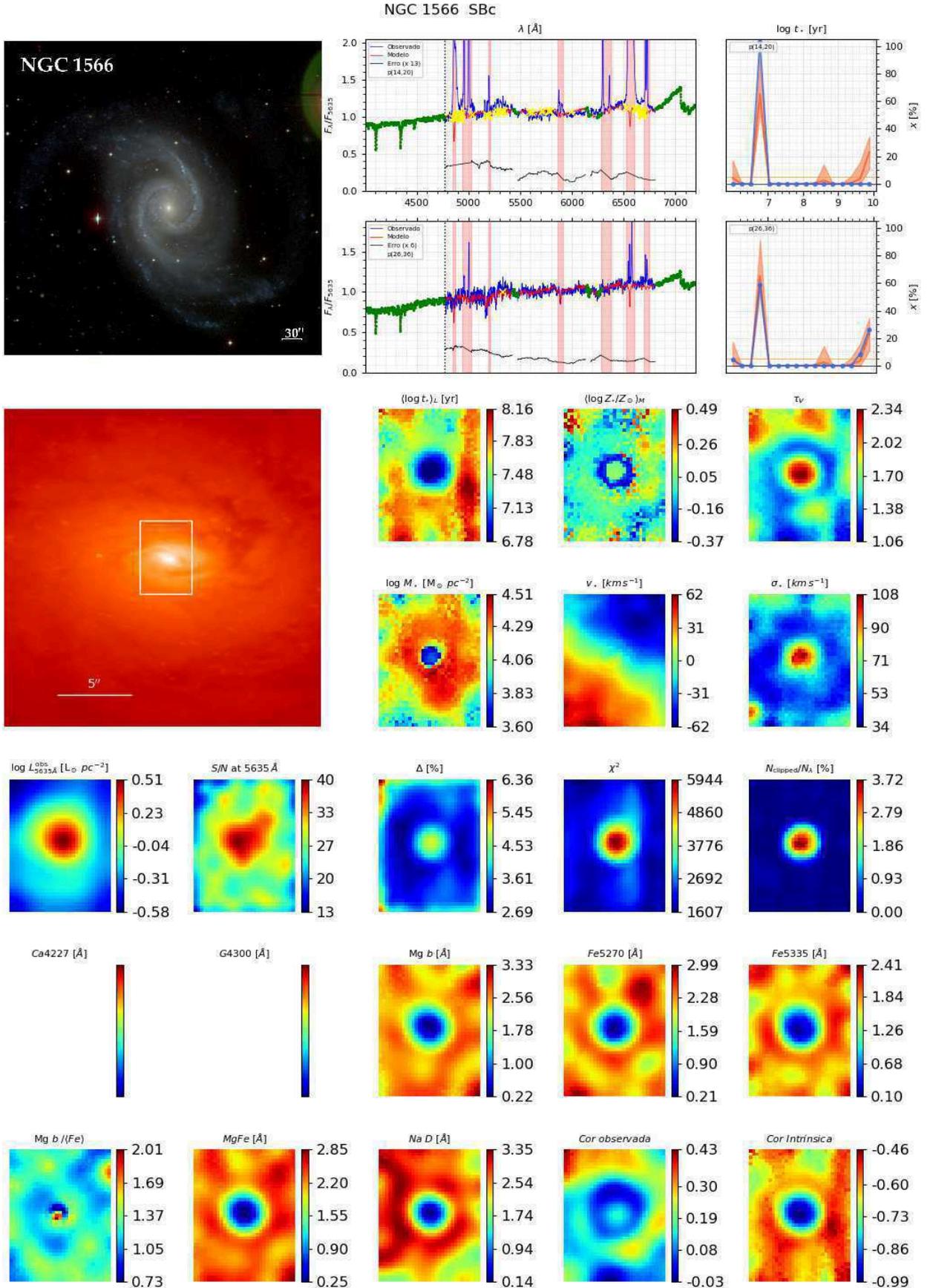




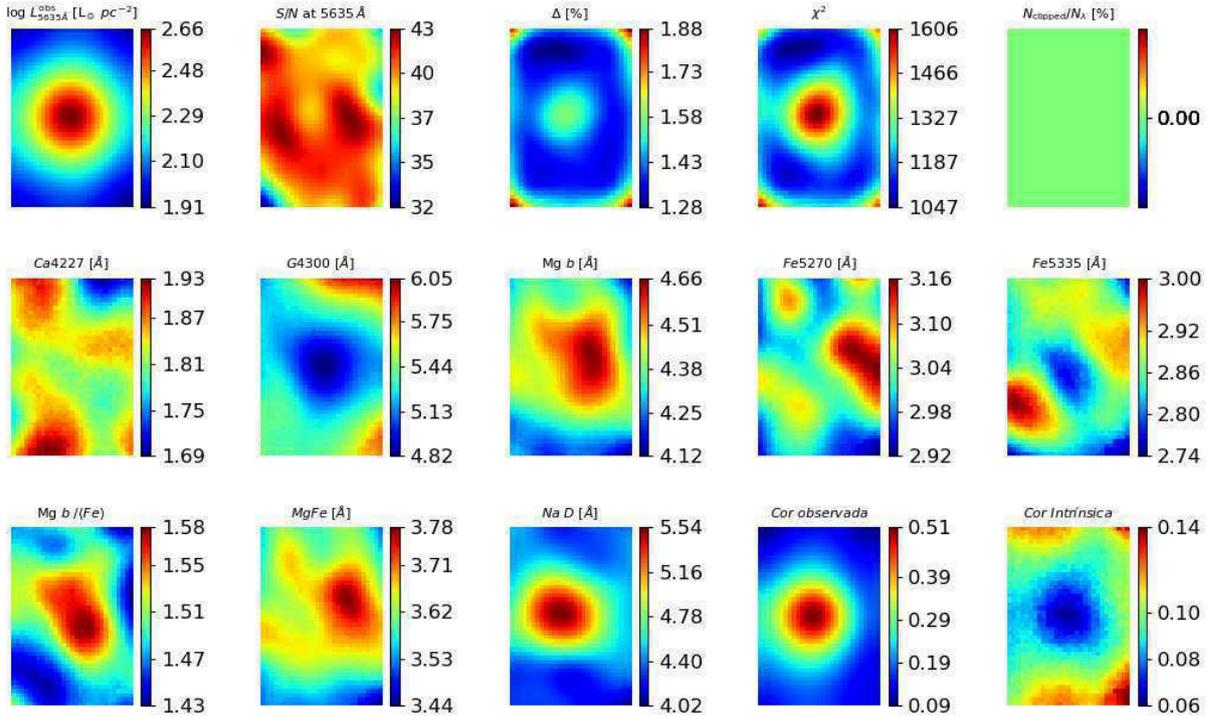
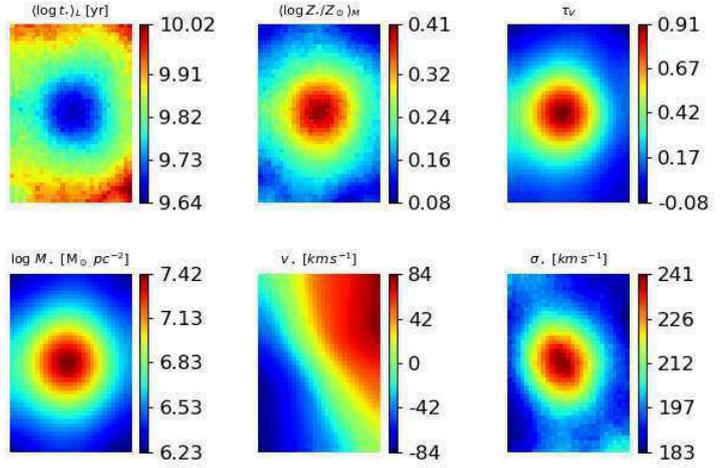
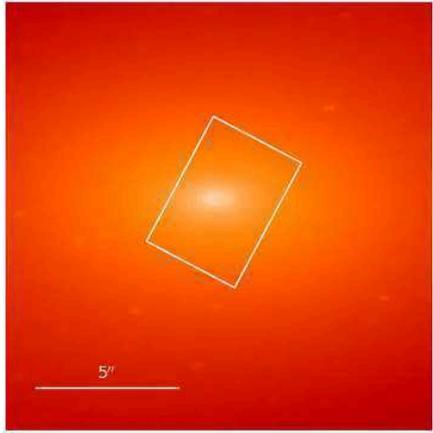
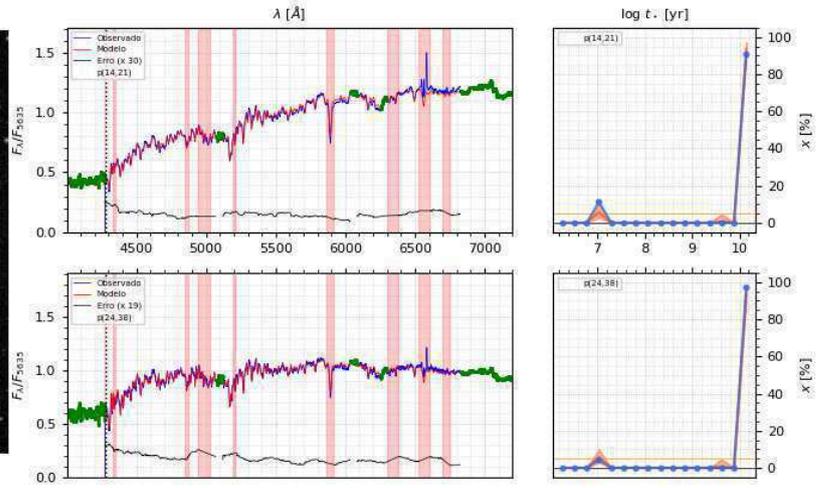
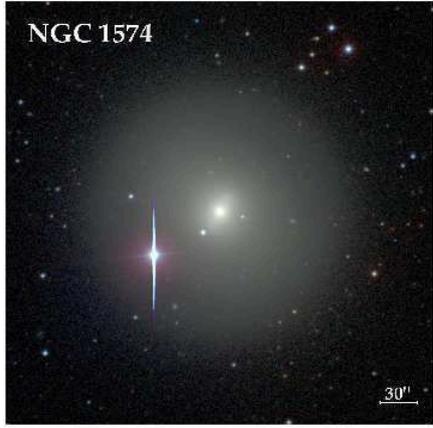


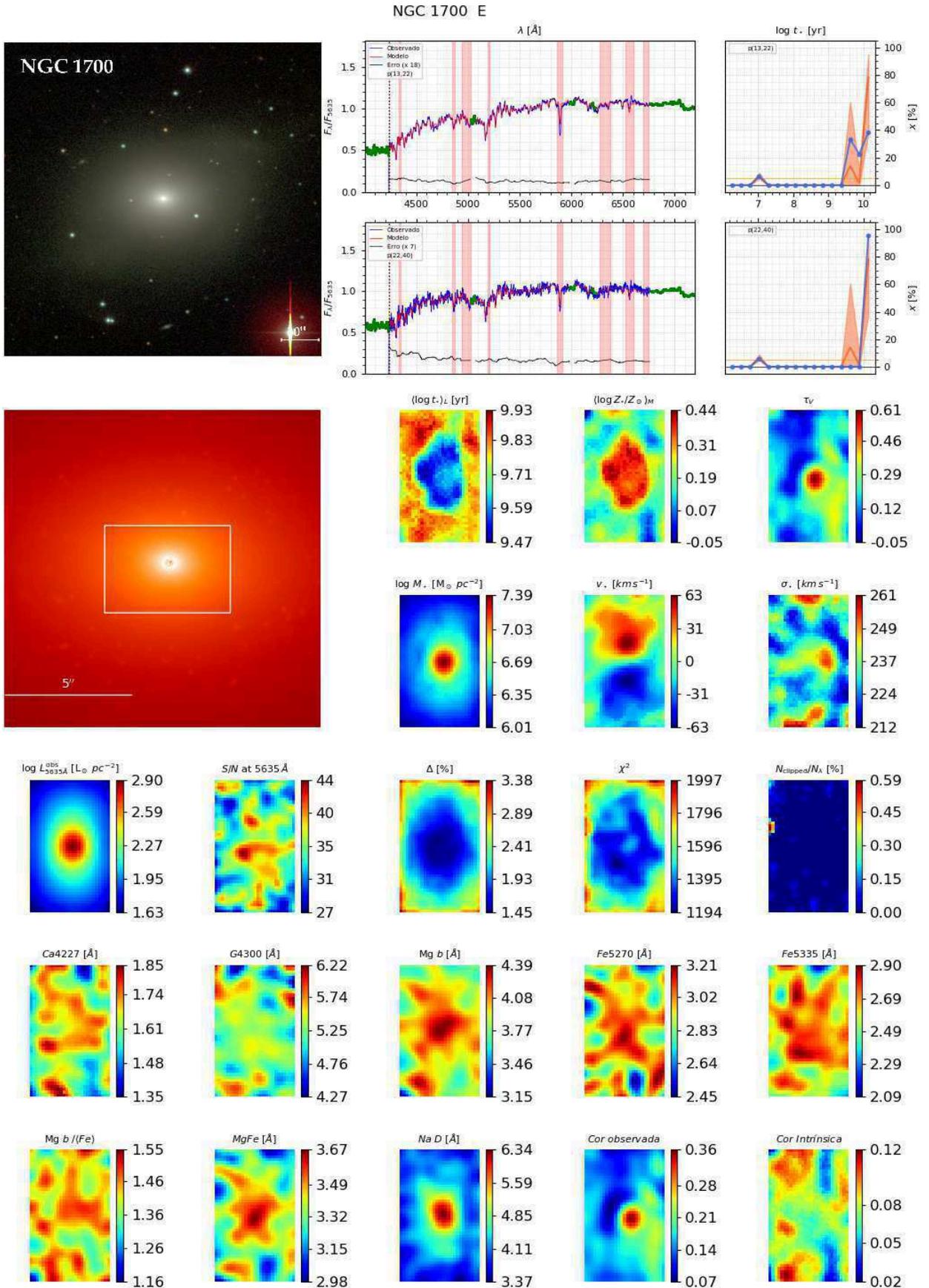


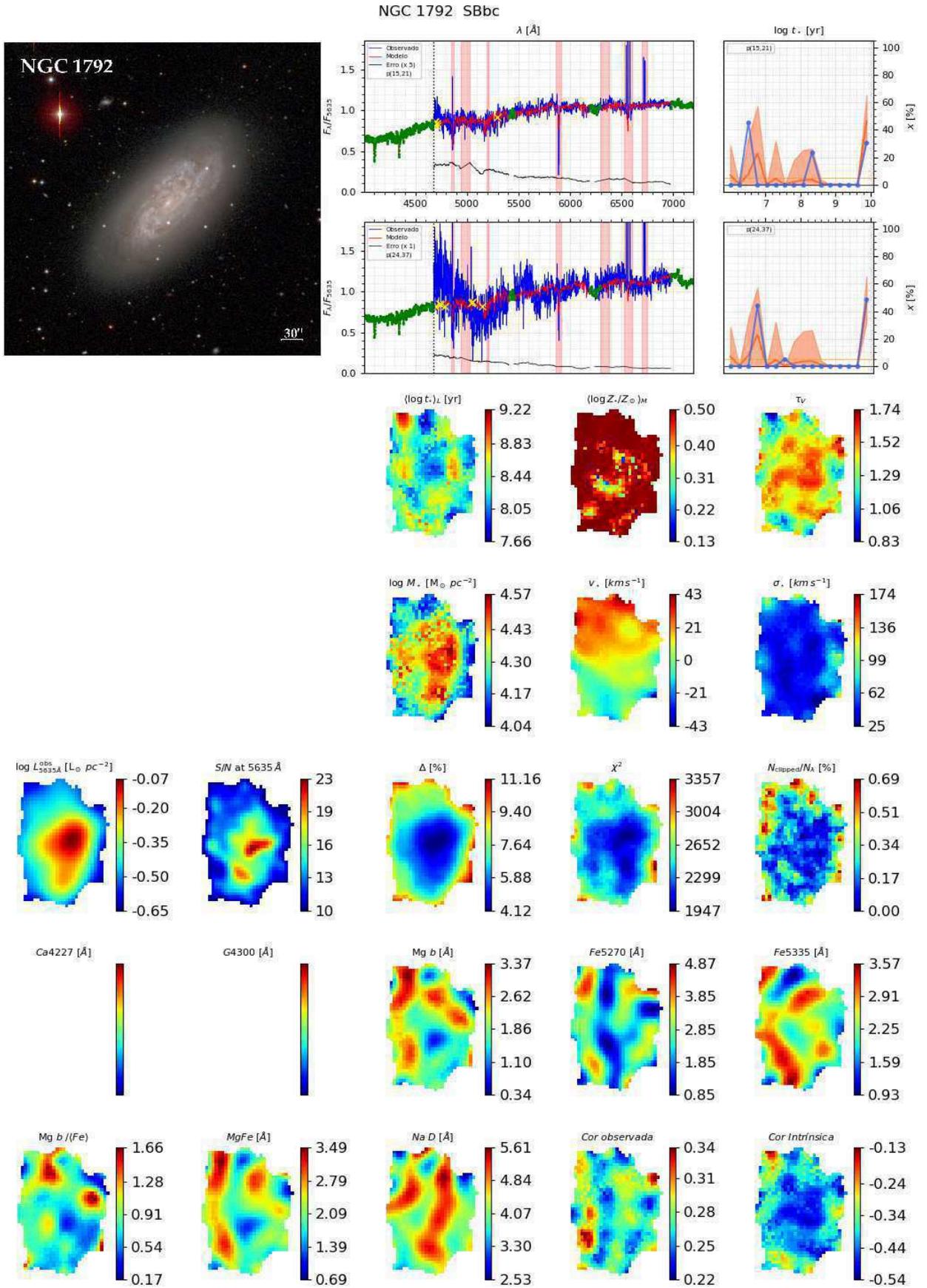


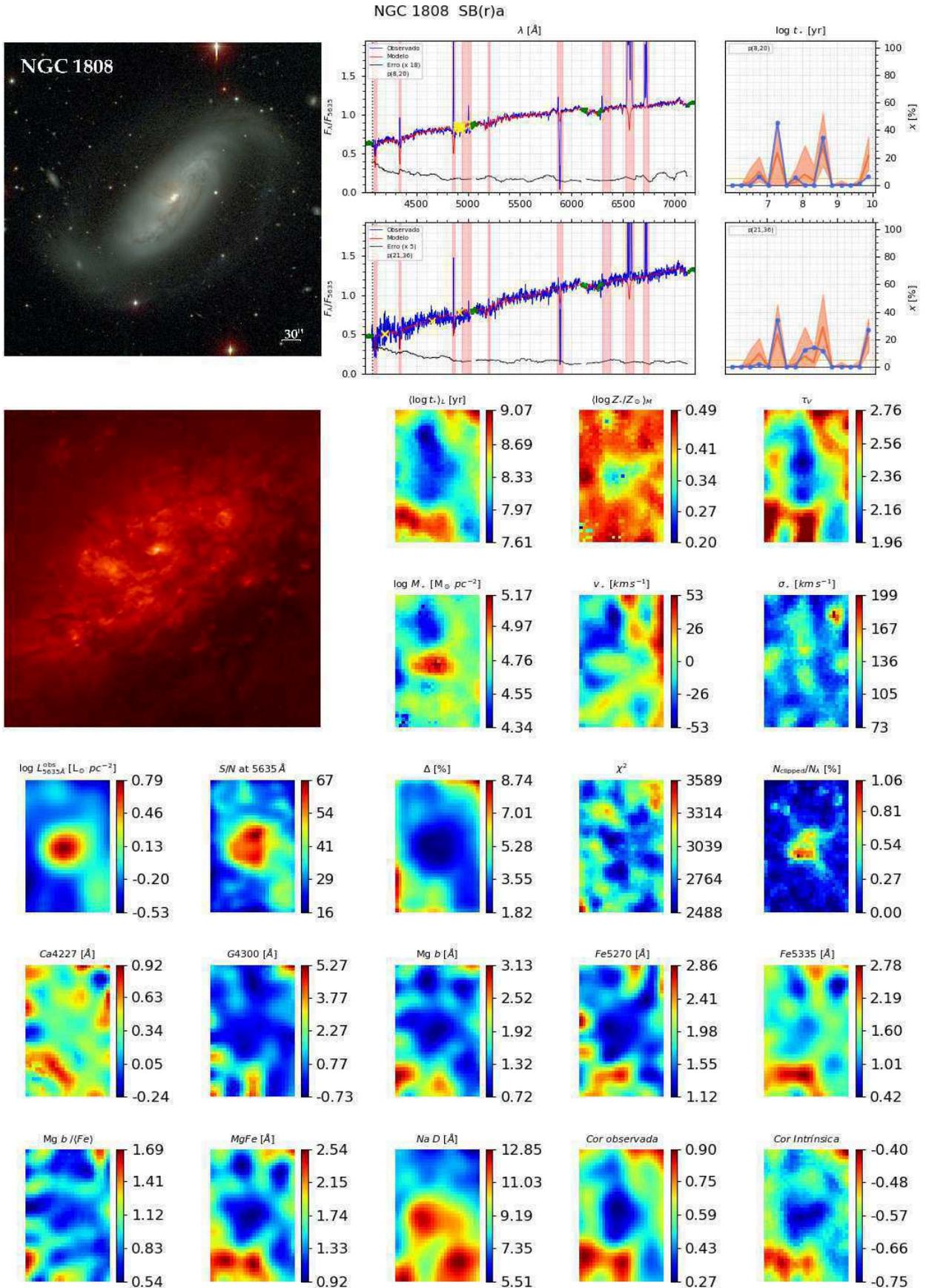


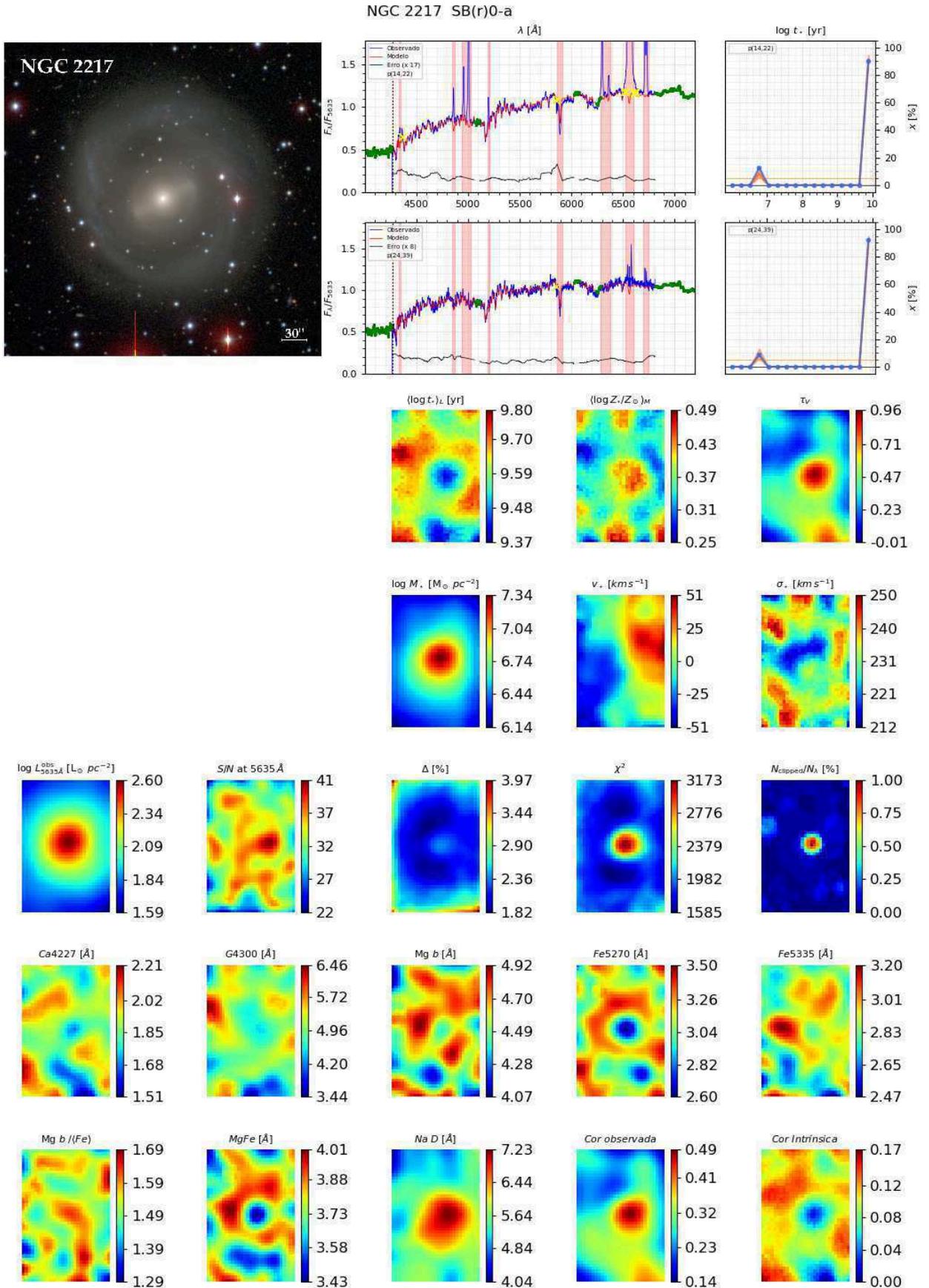
NGC 1574 SB0

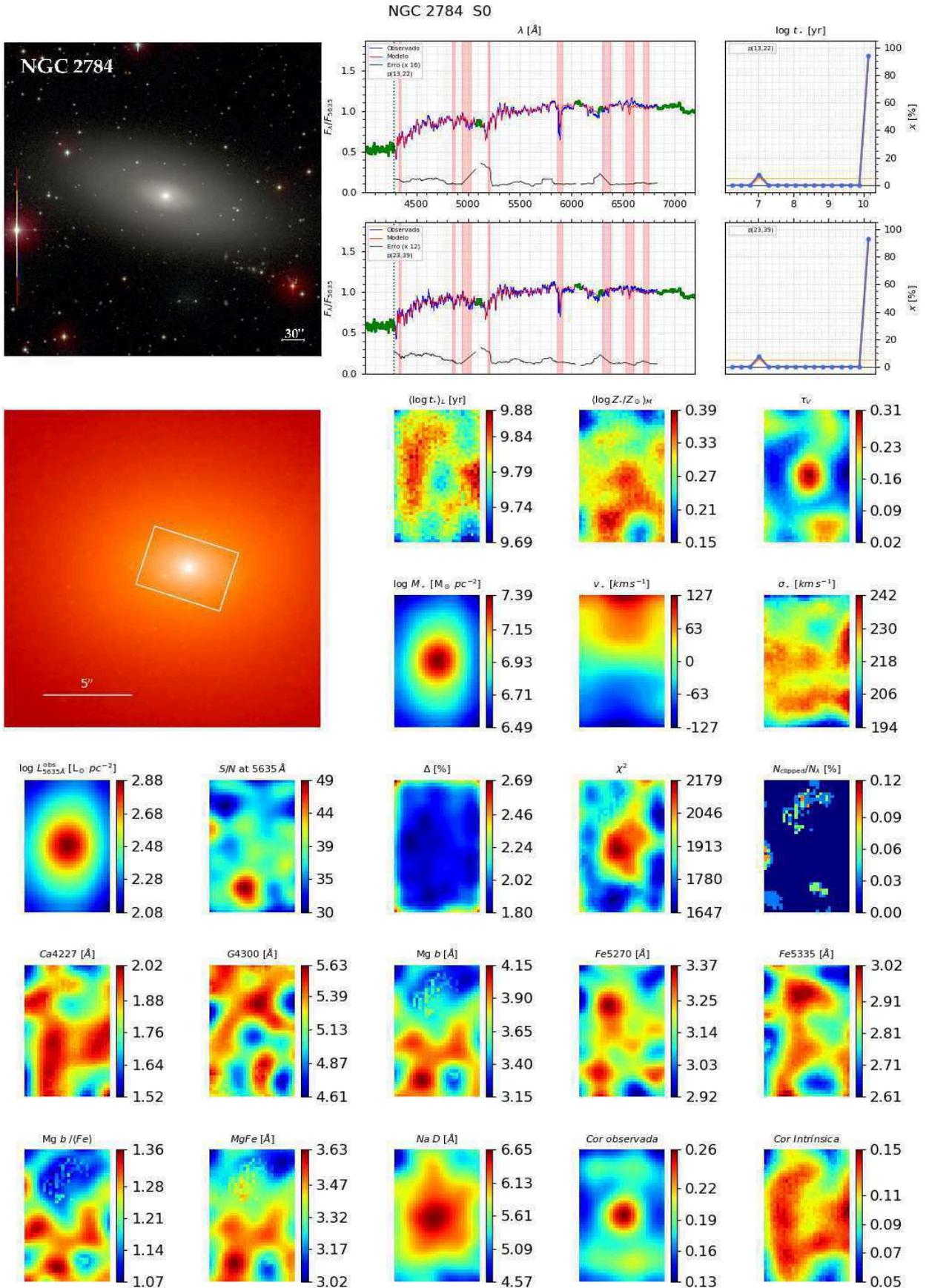


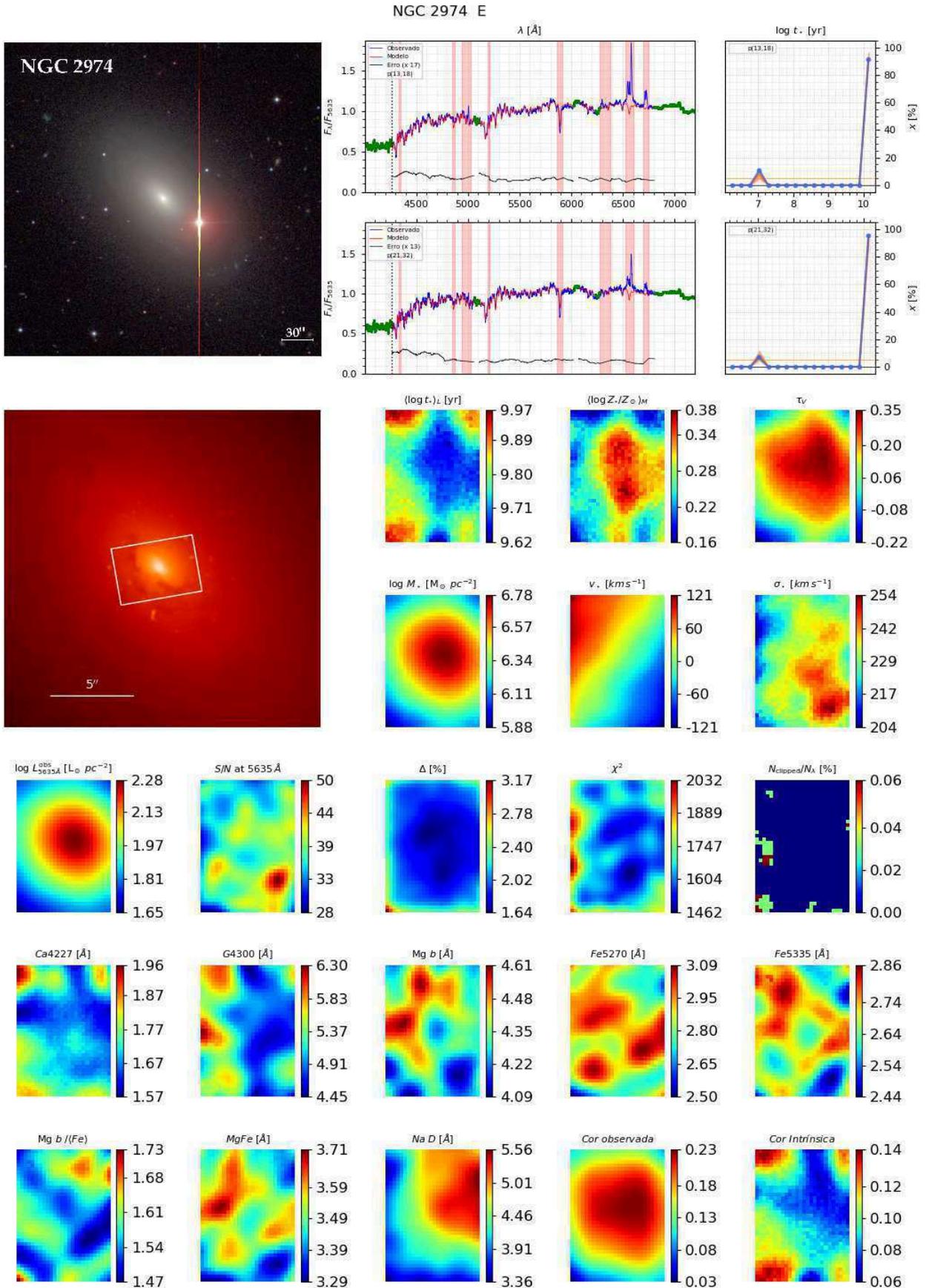


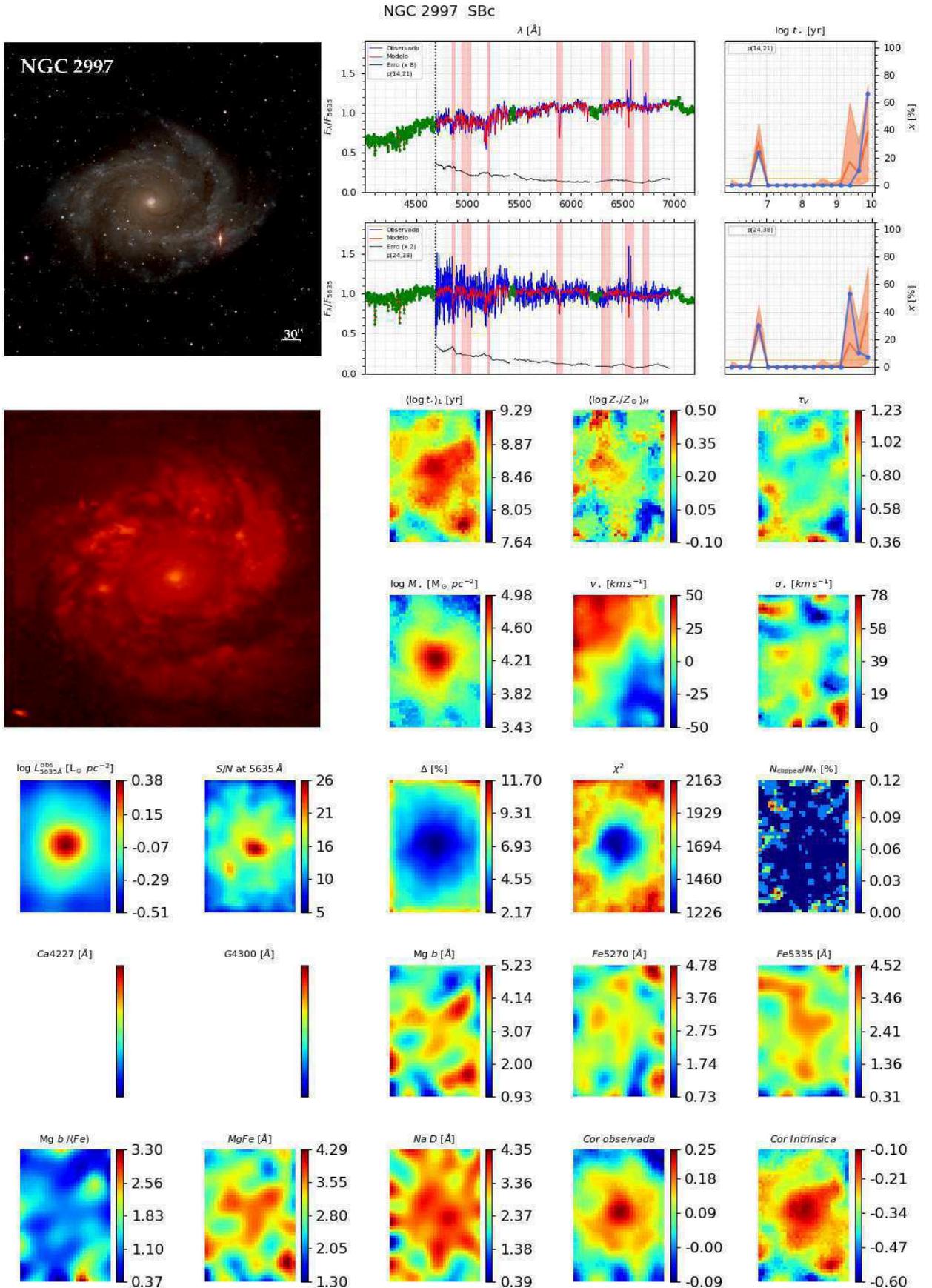


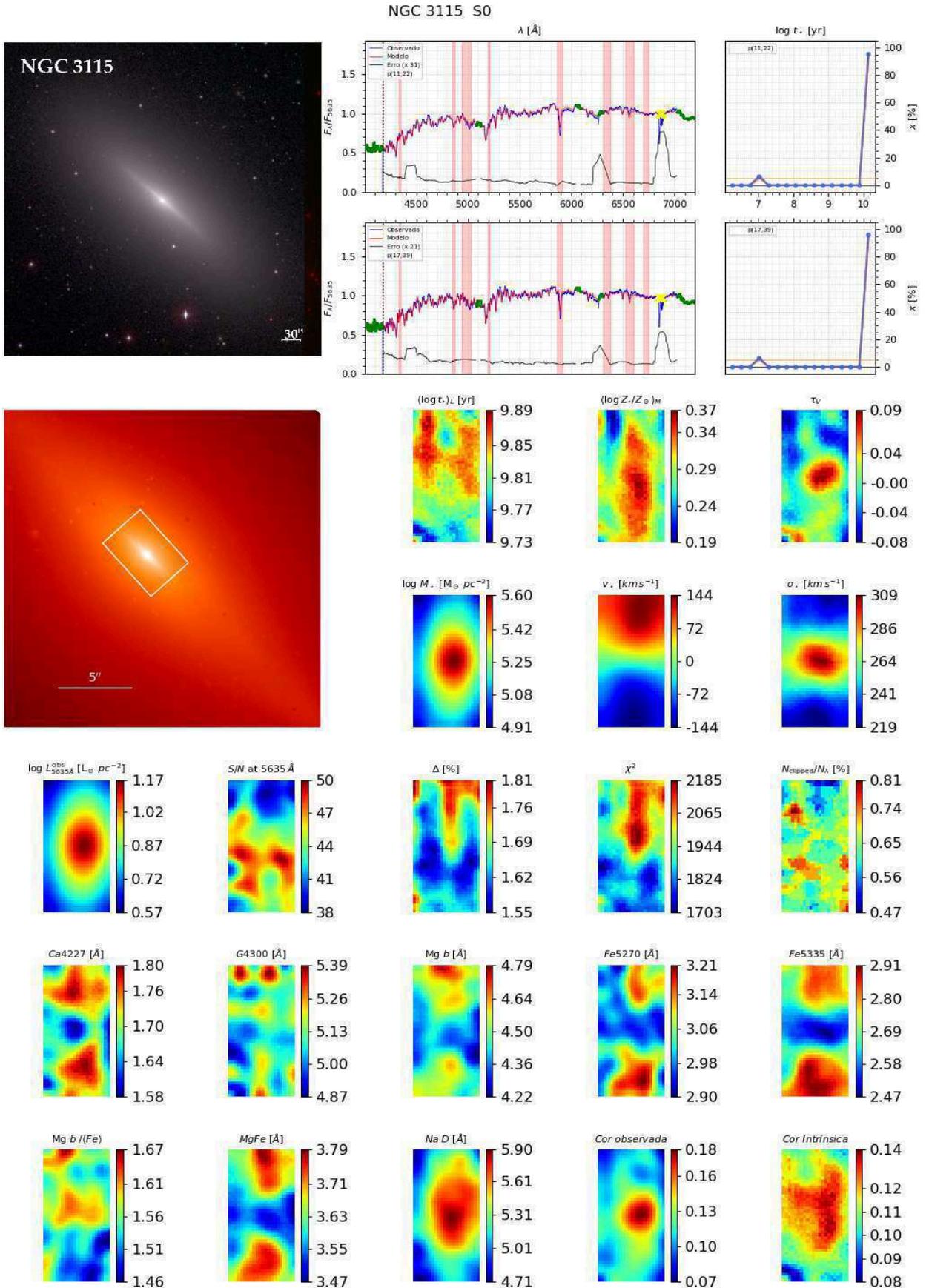


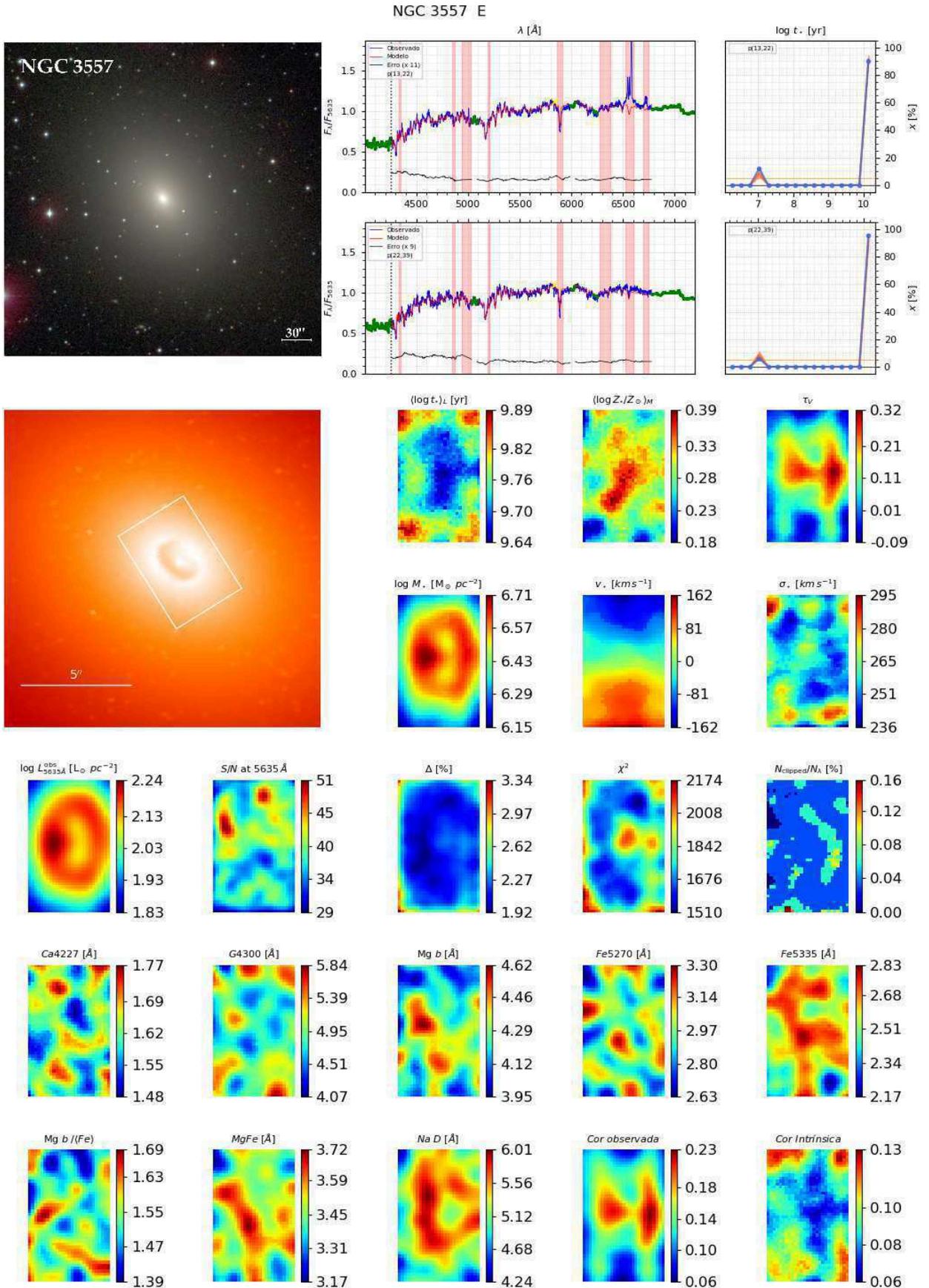


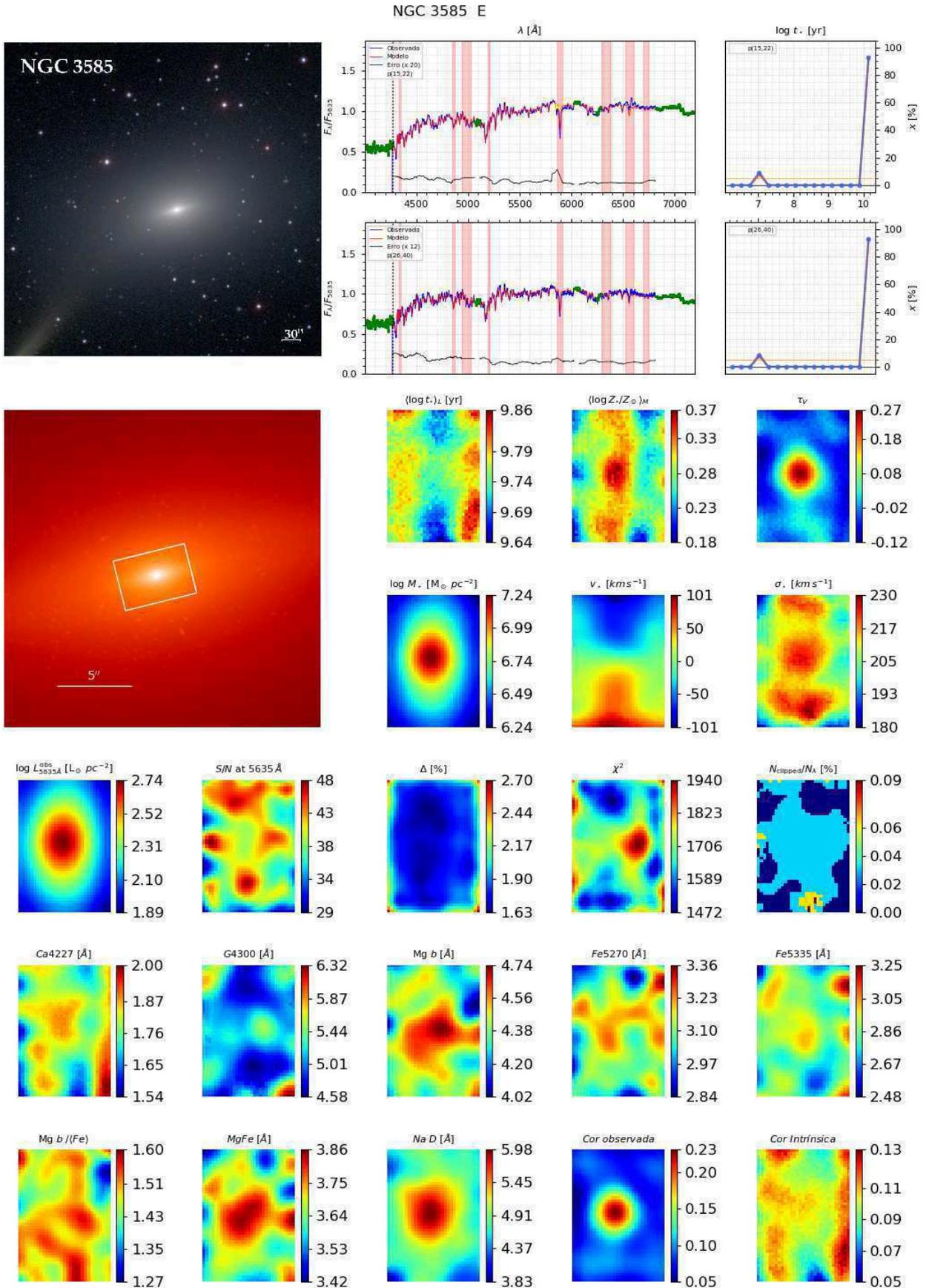


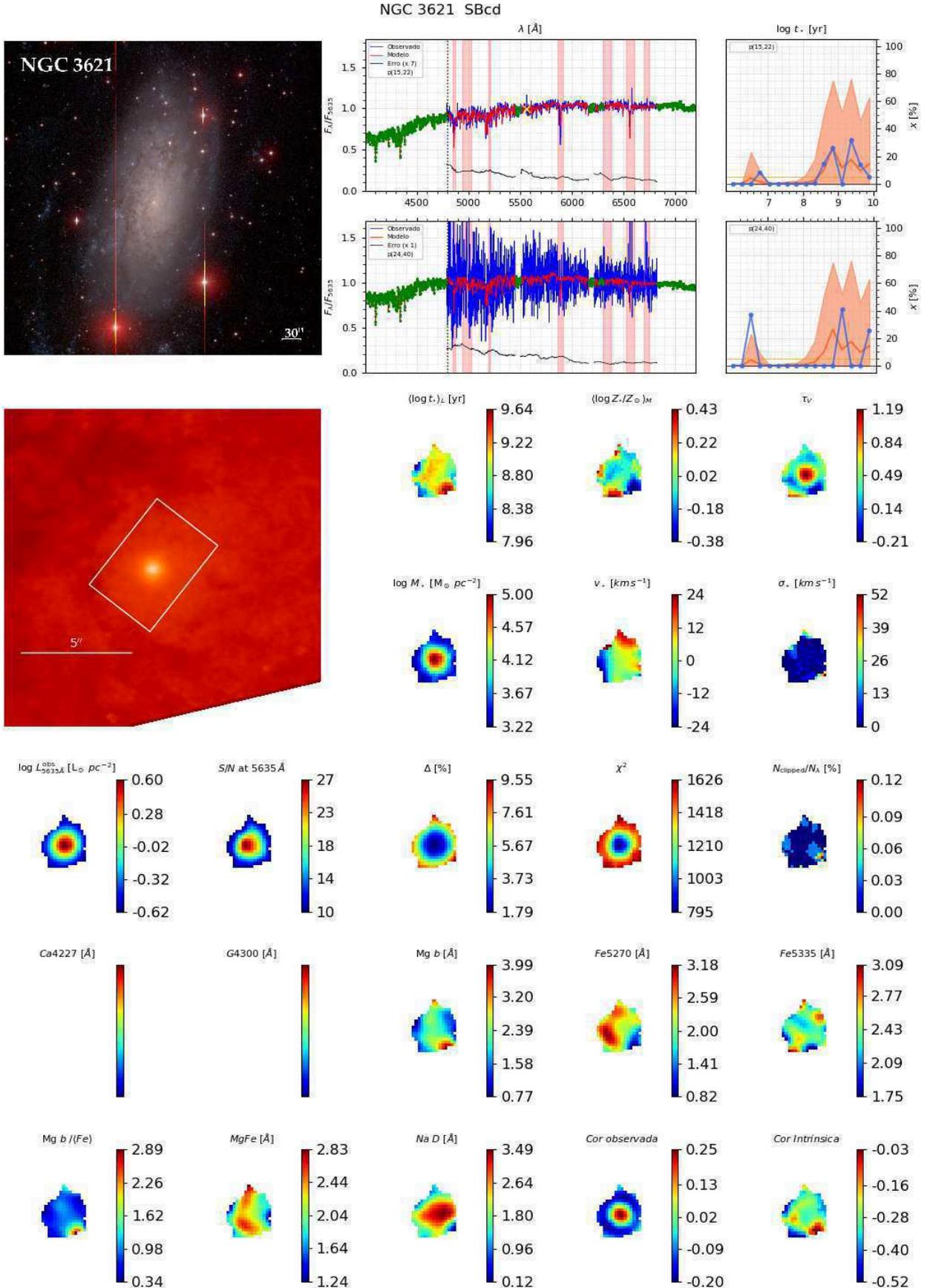


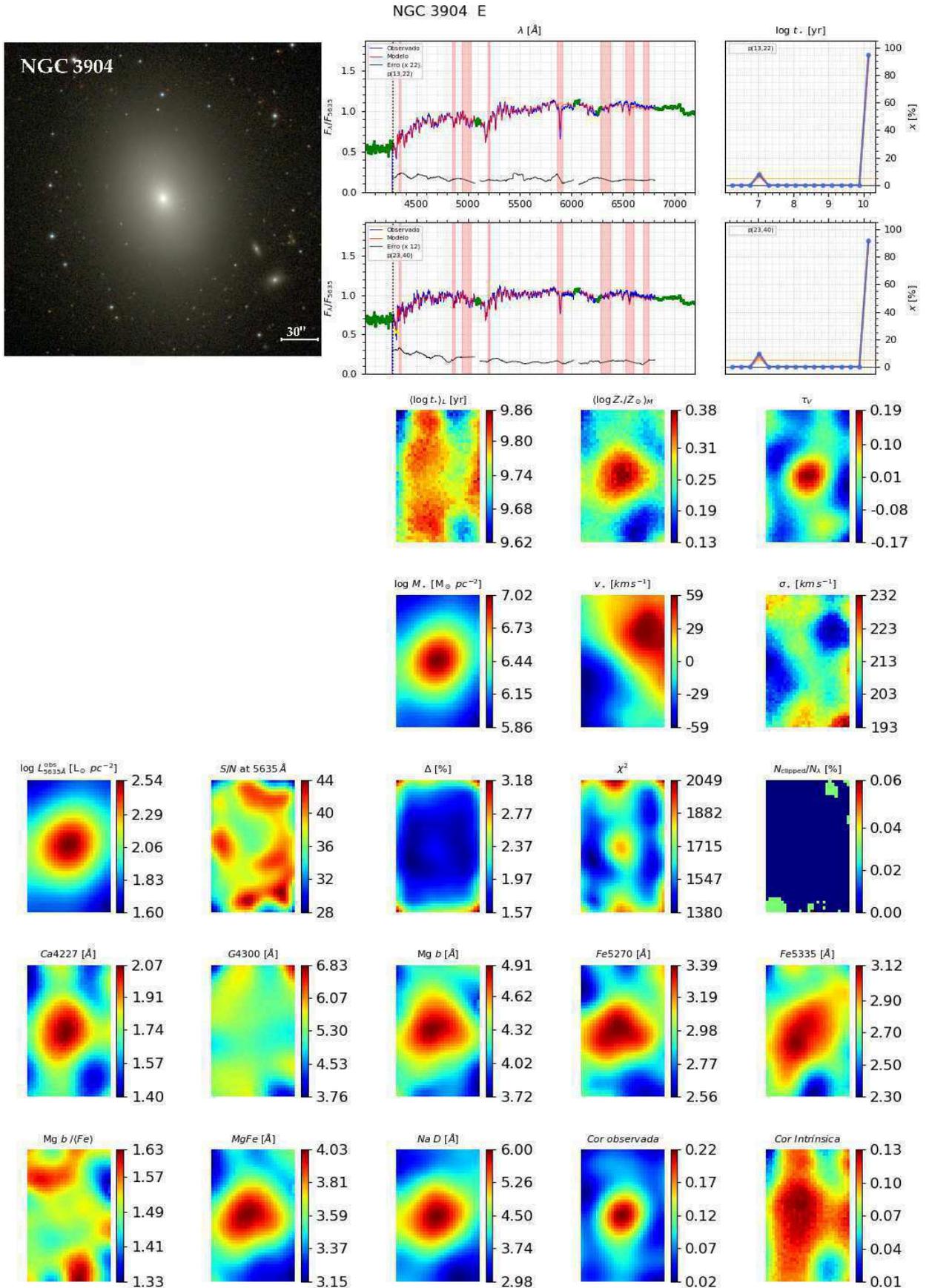


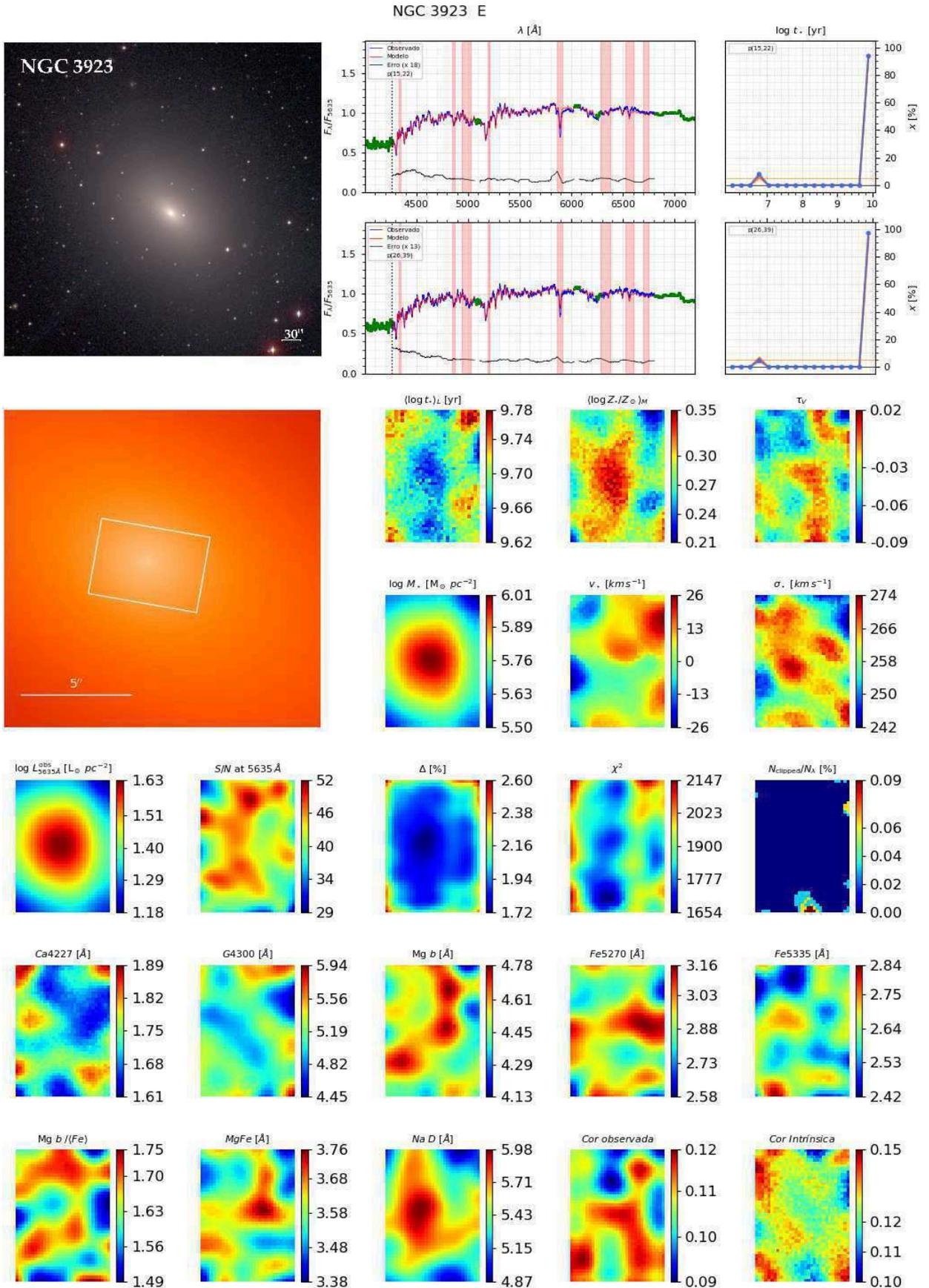


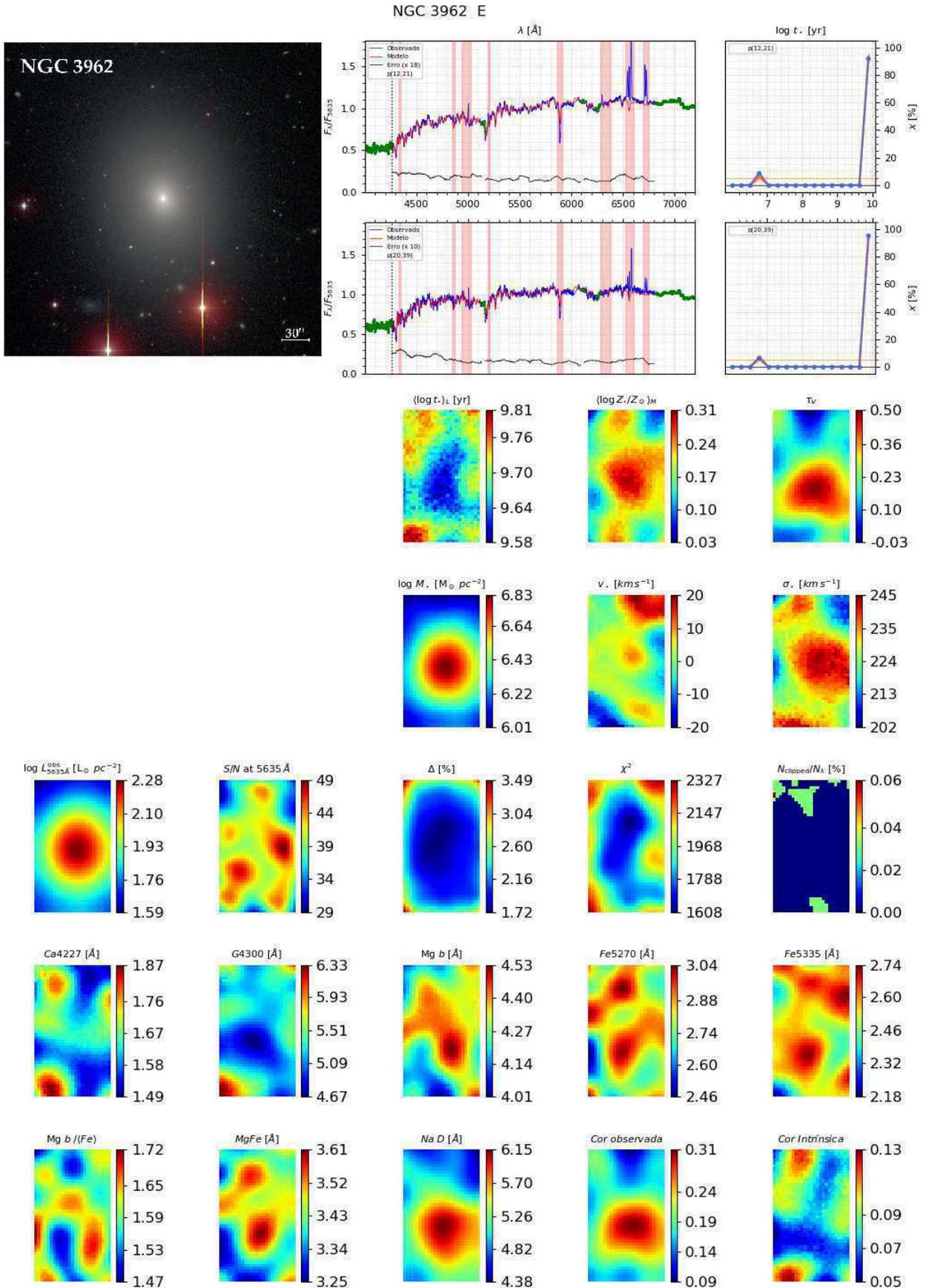


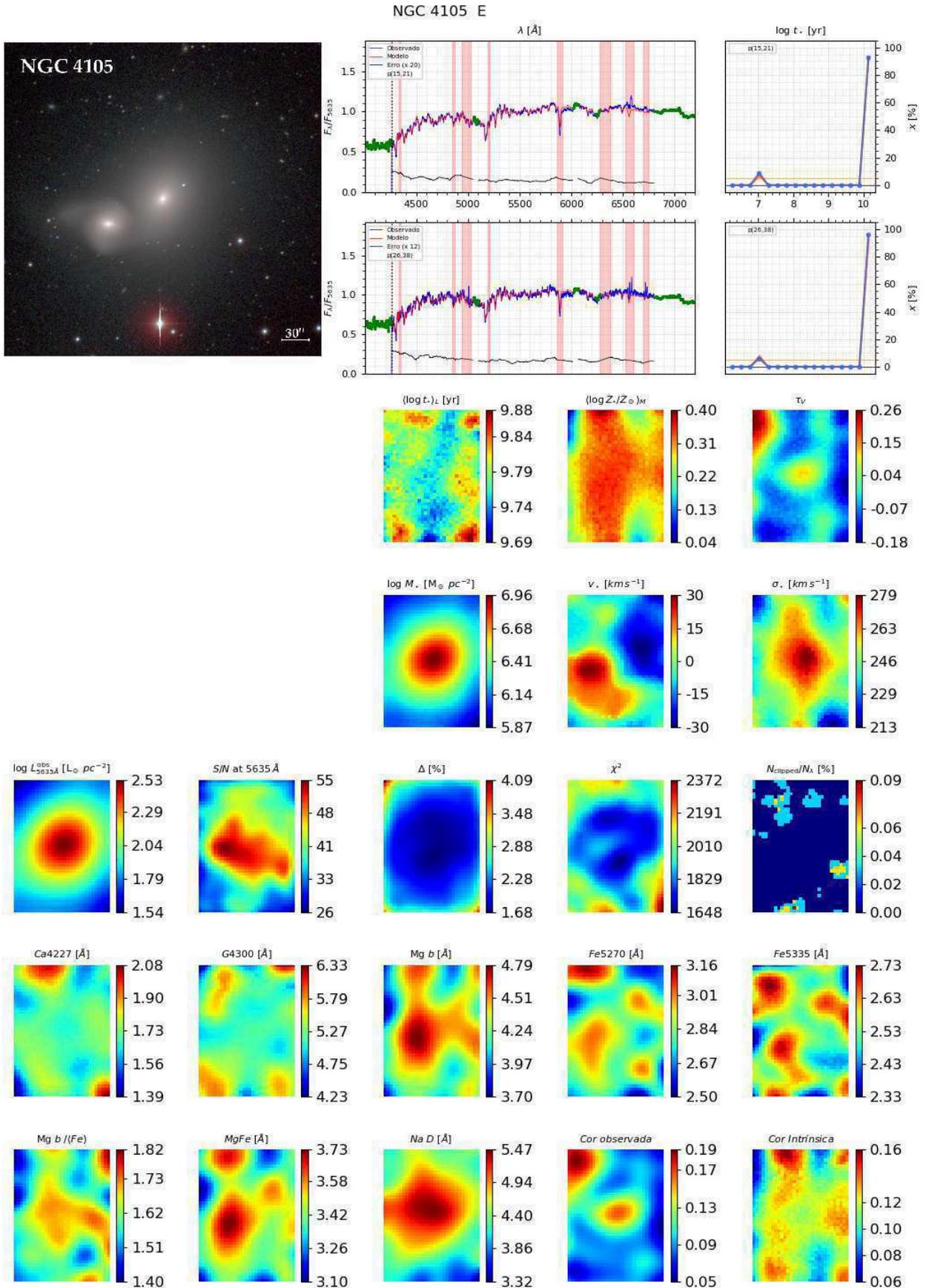


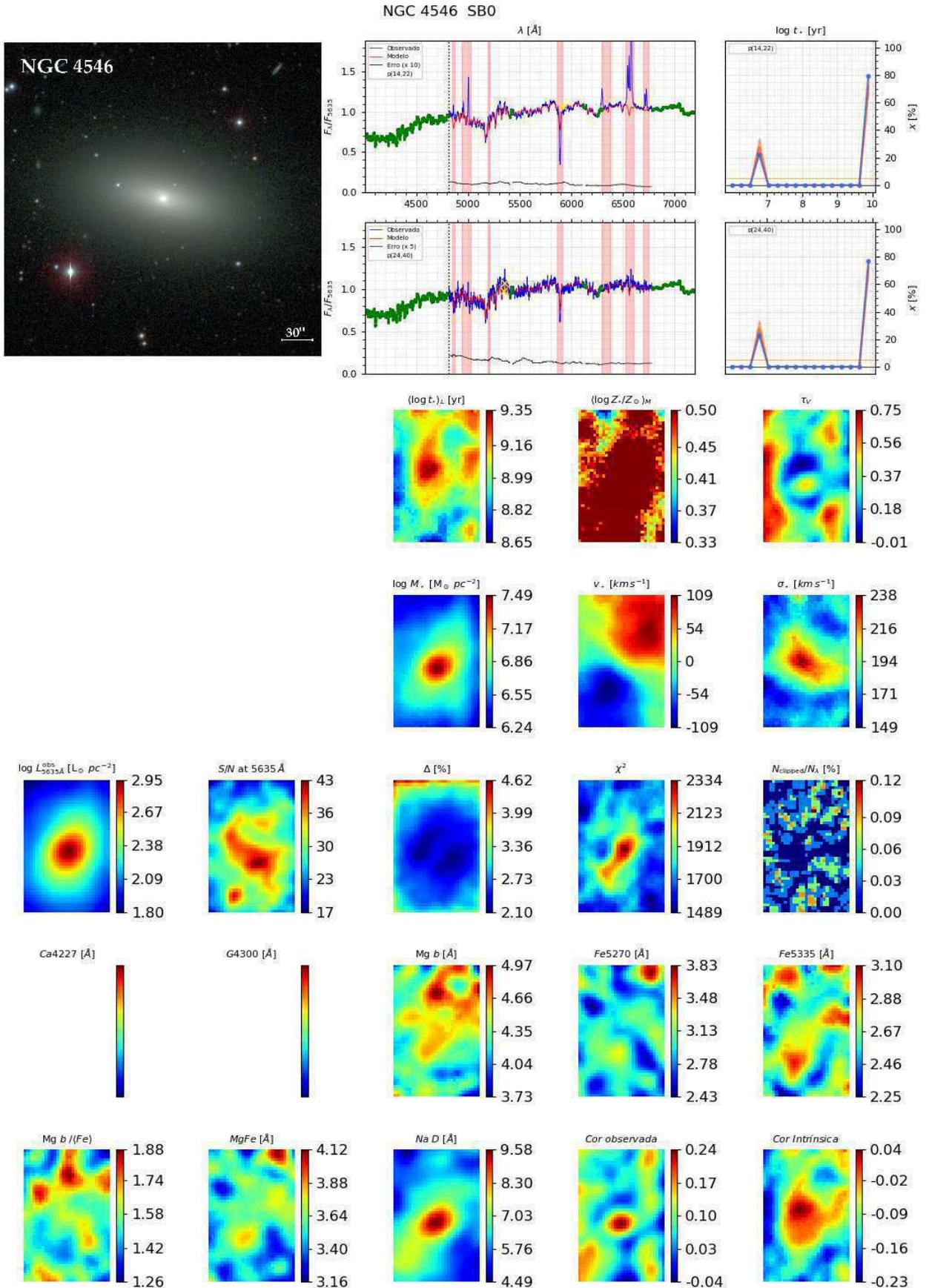


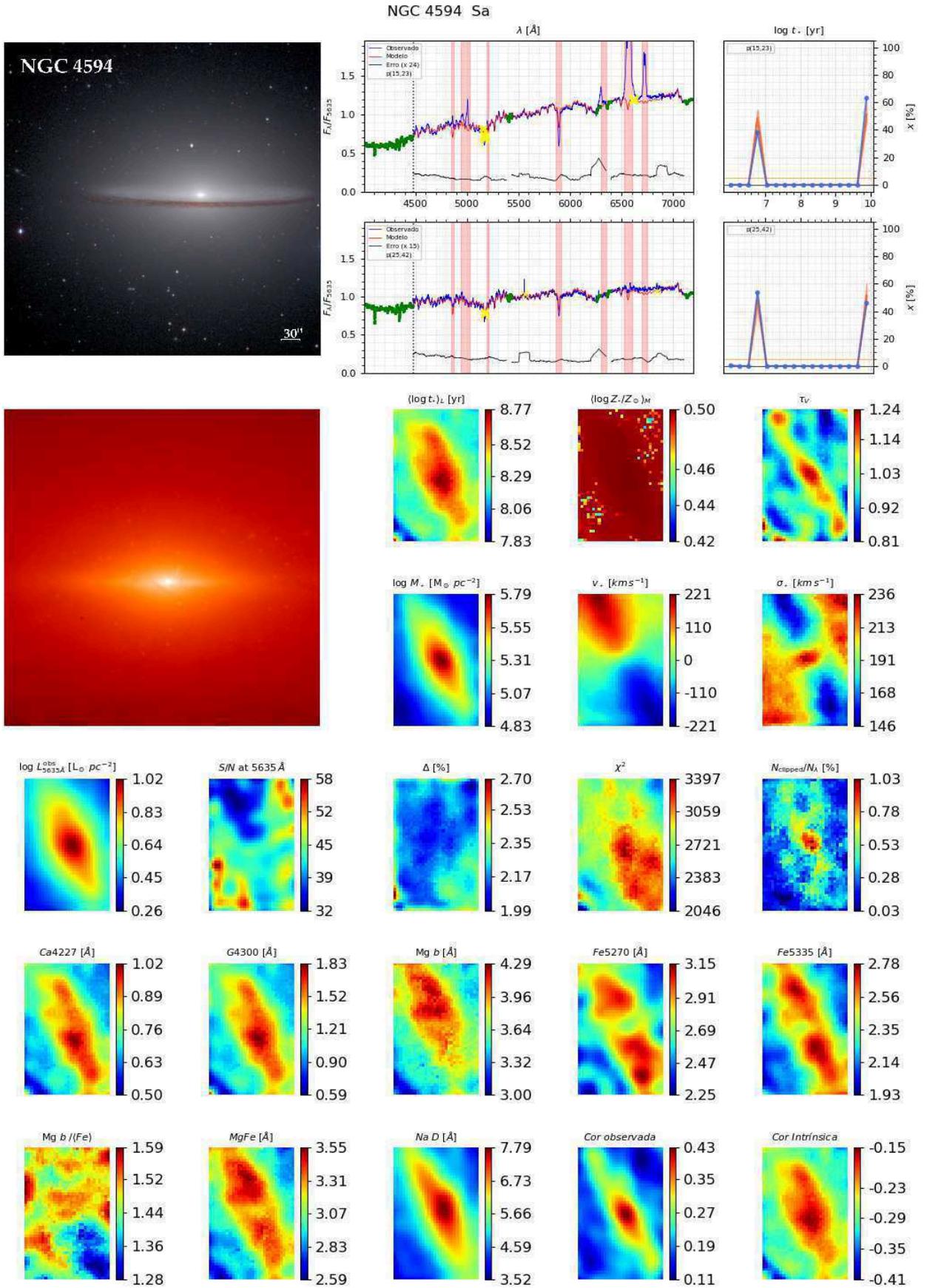


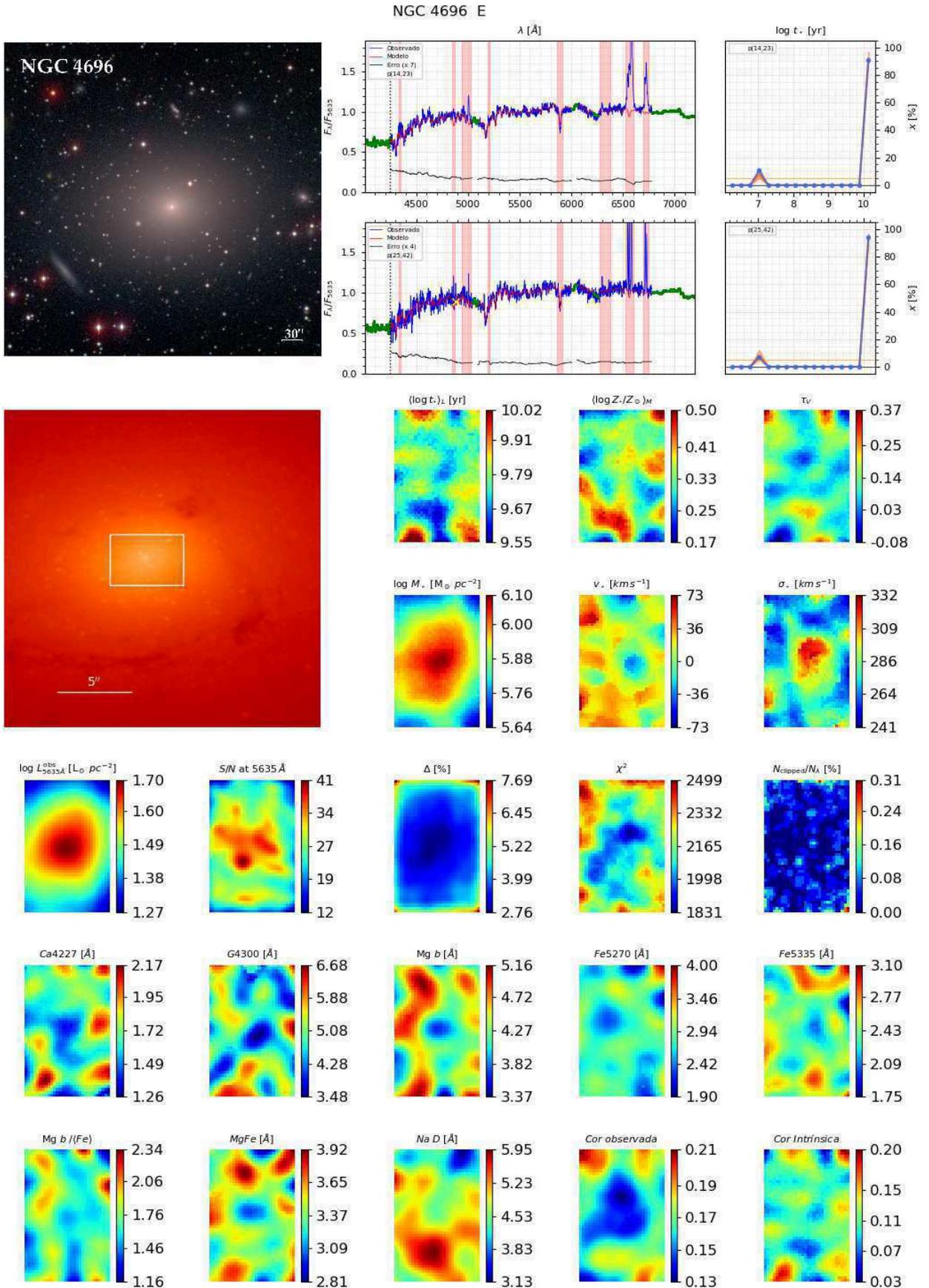


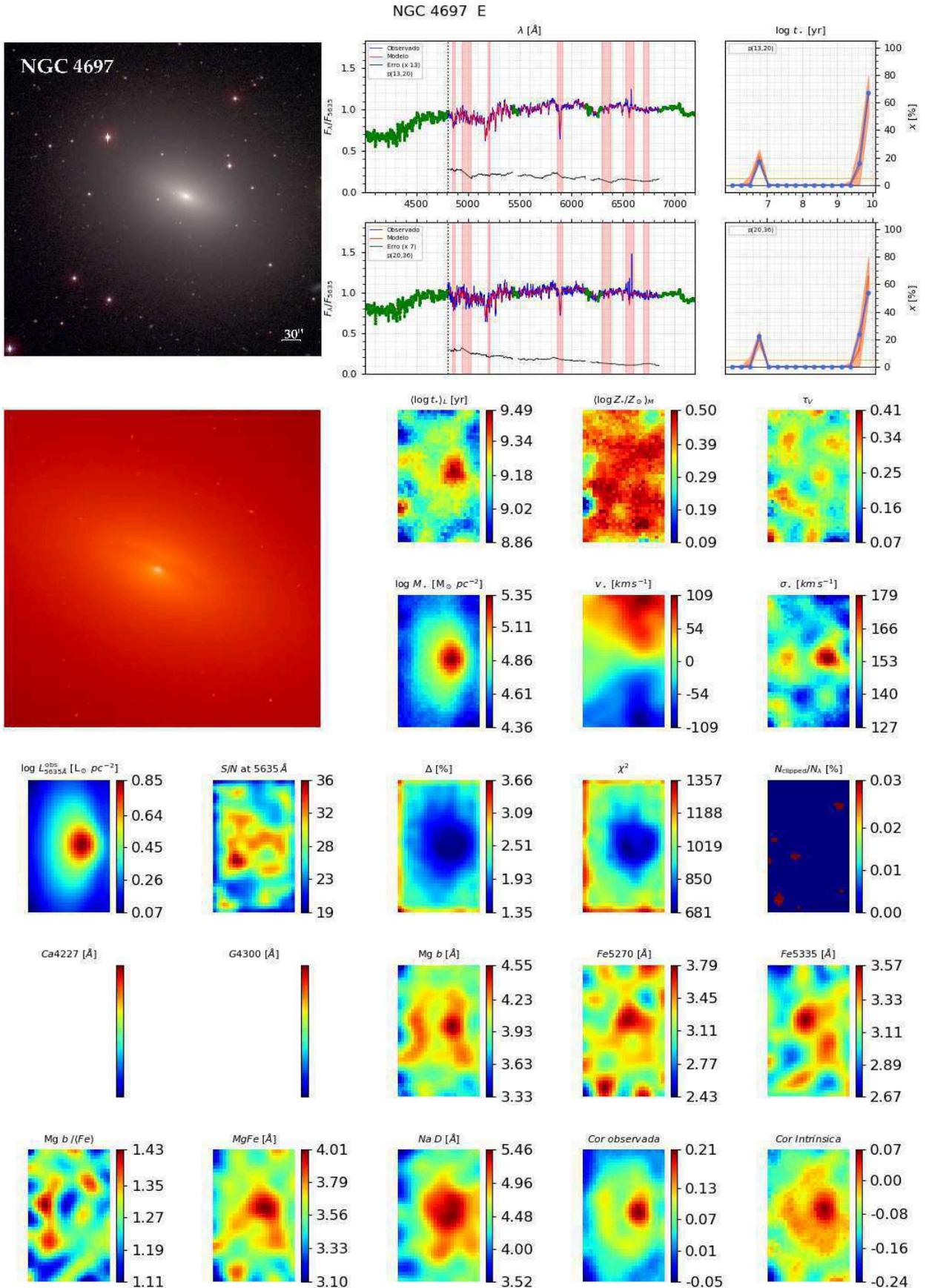


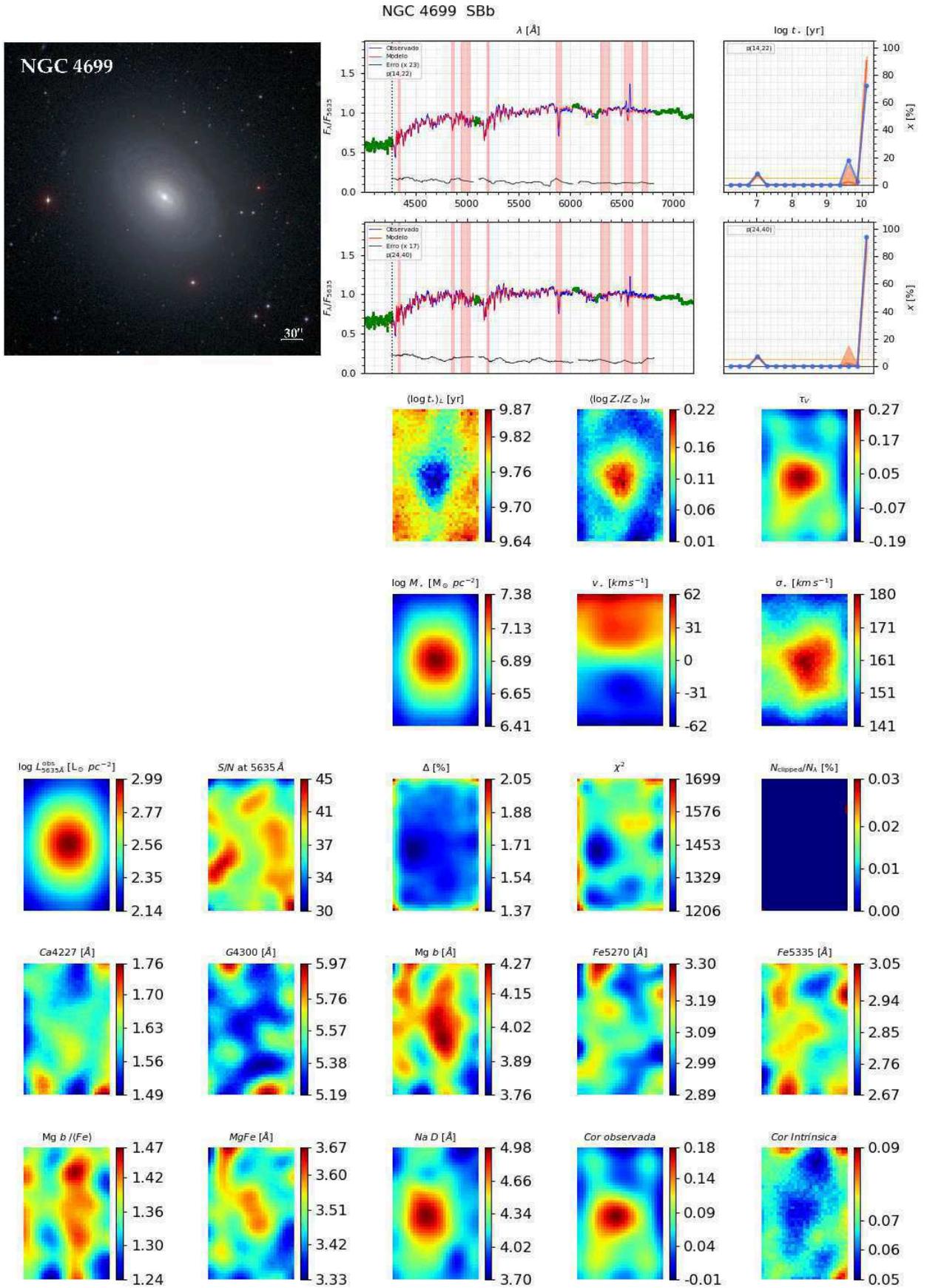


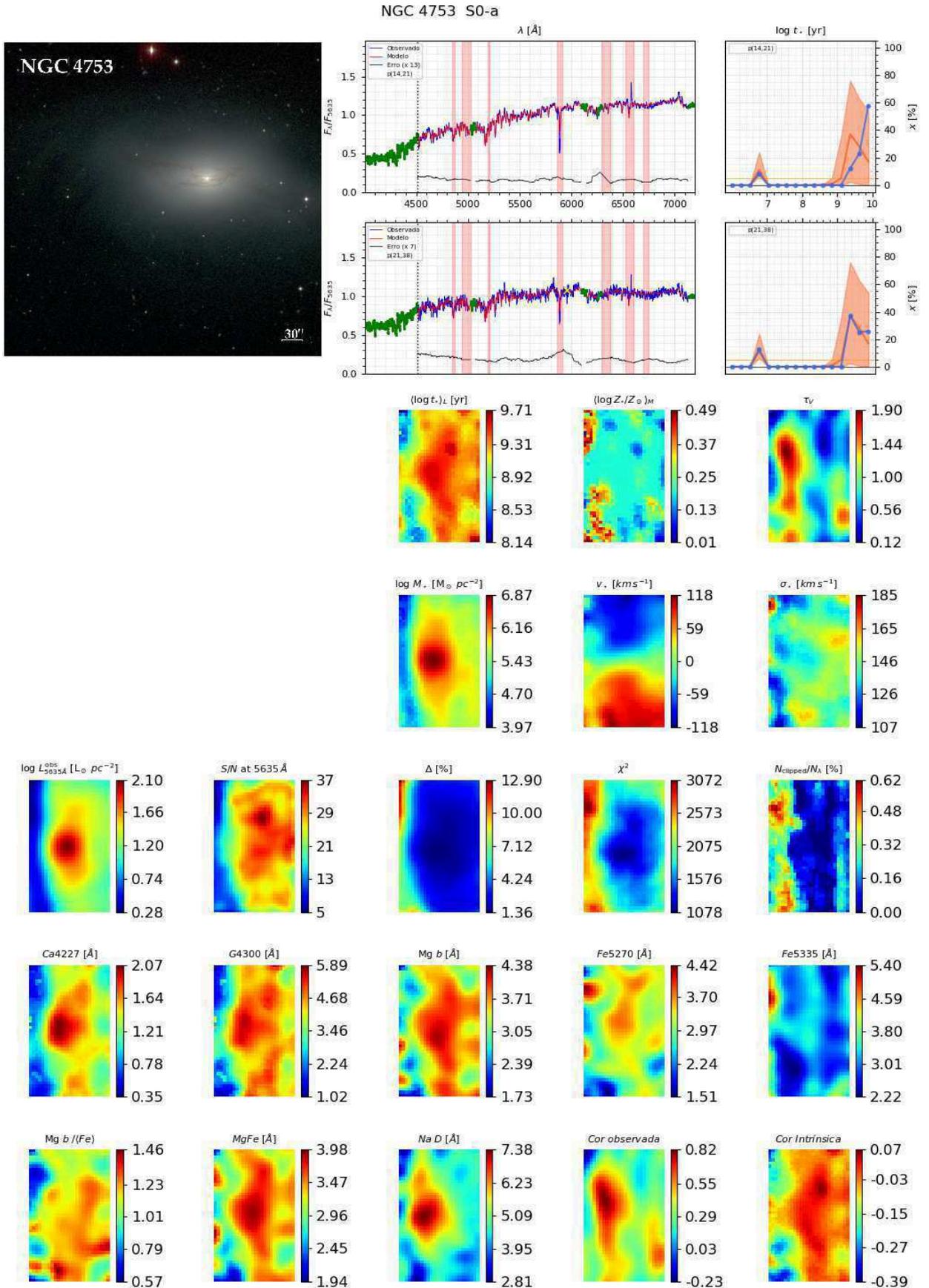


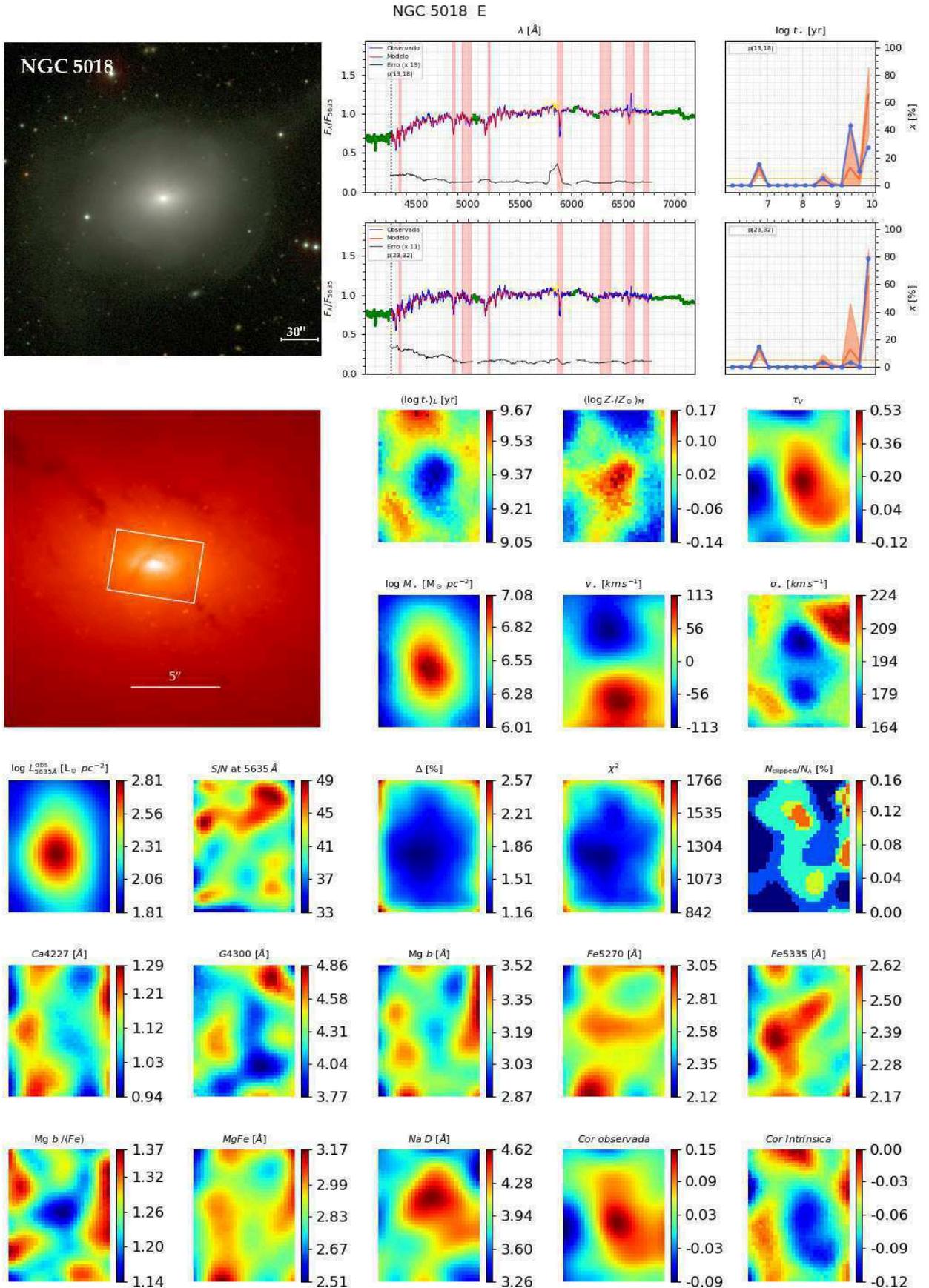


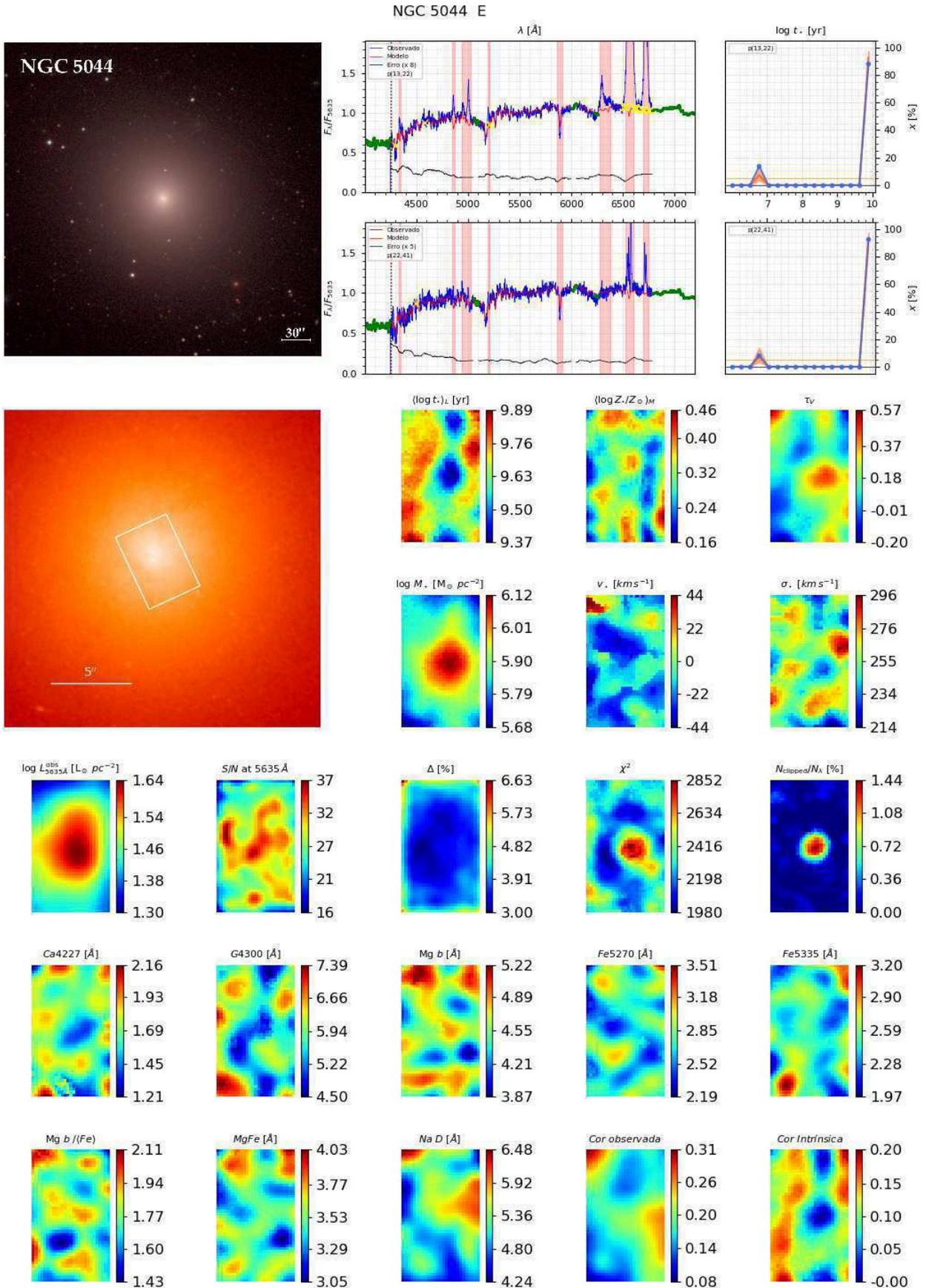


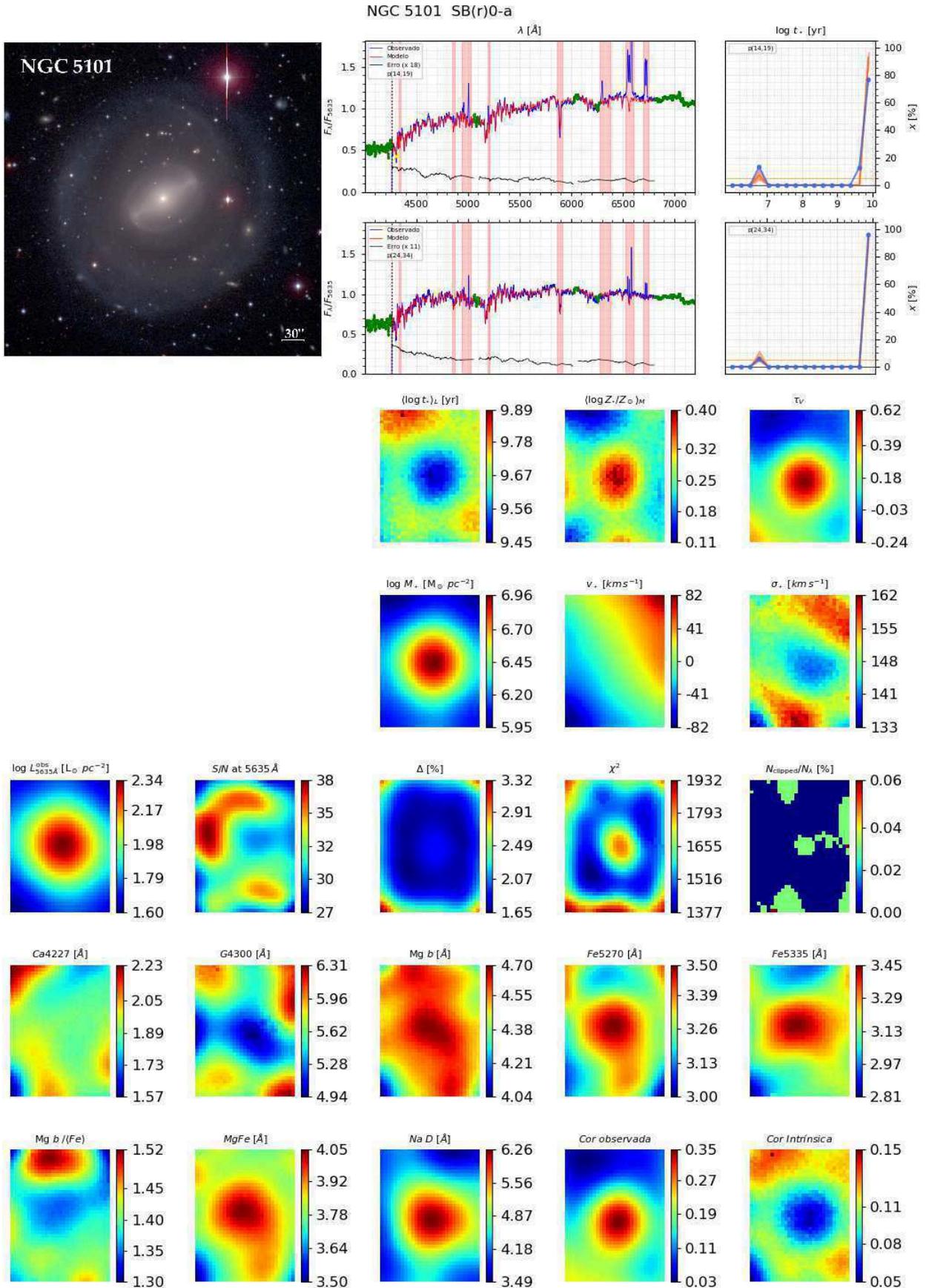


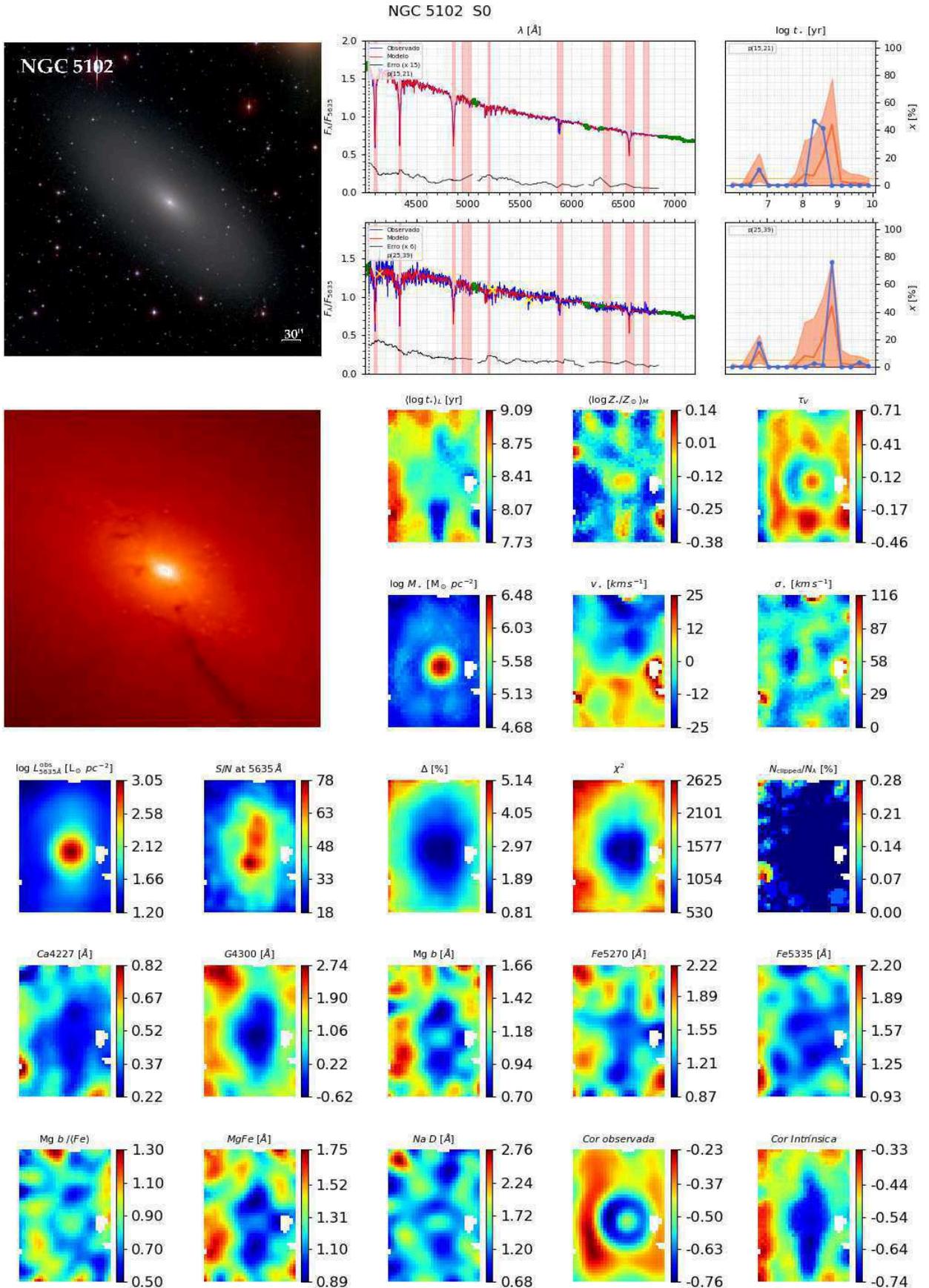


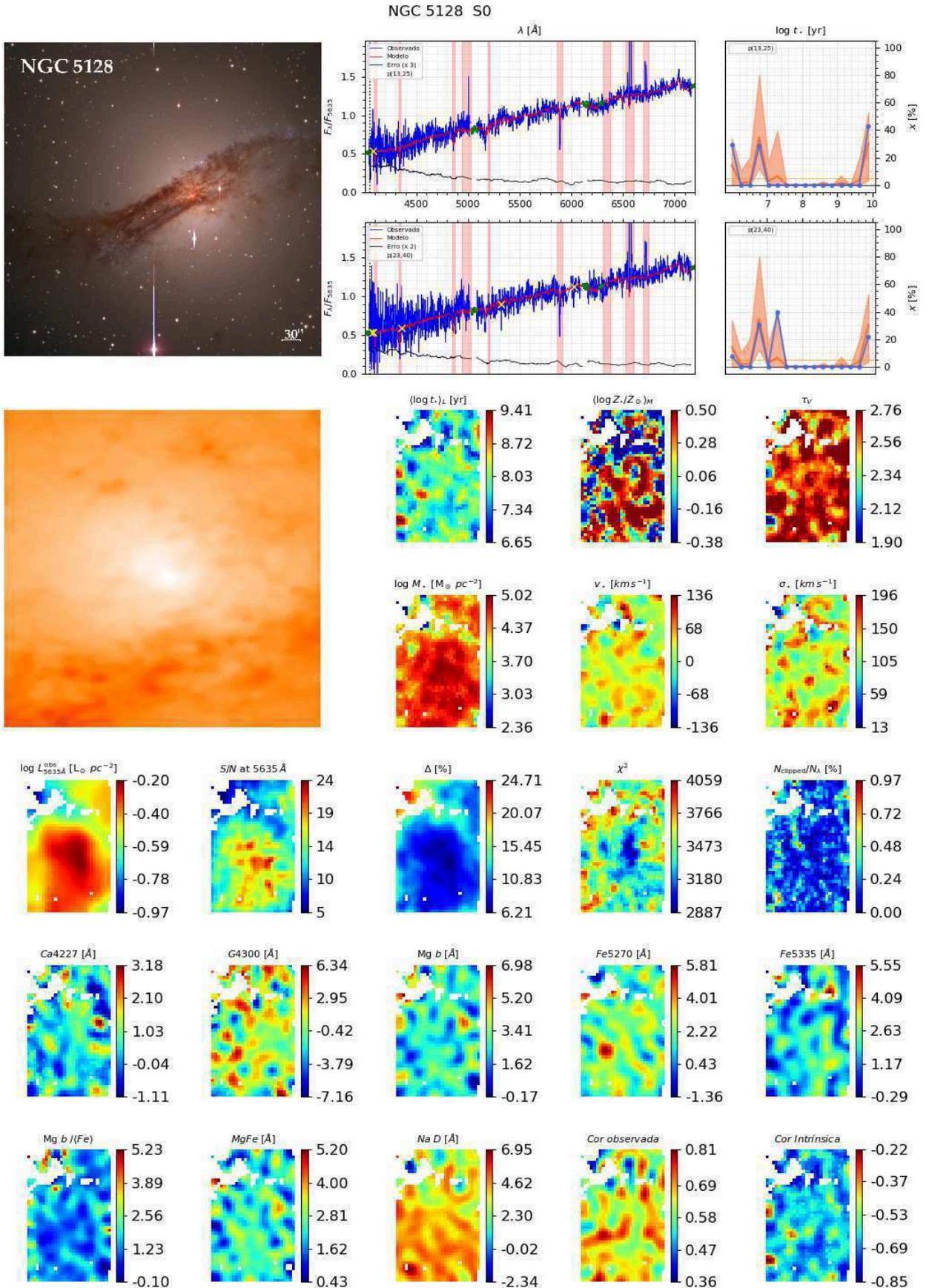


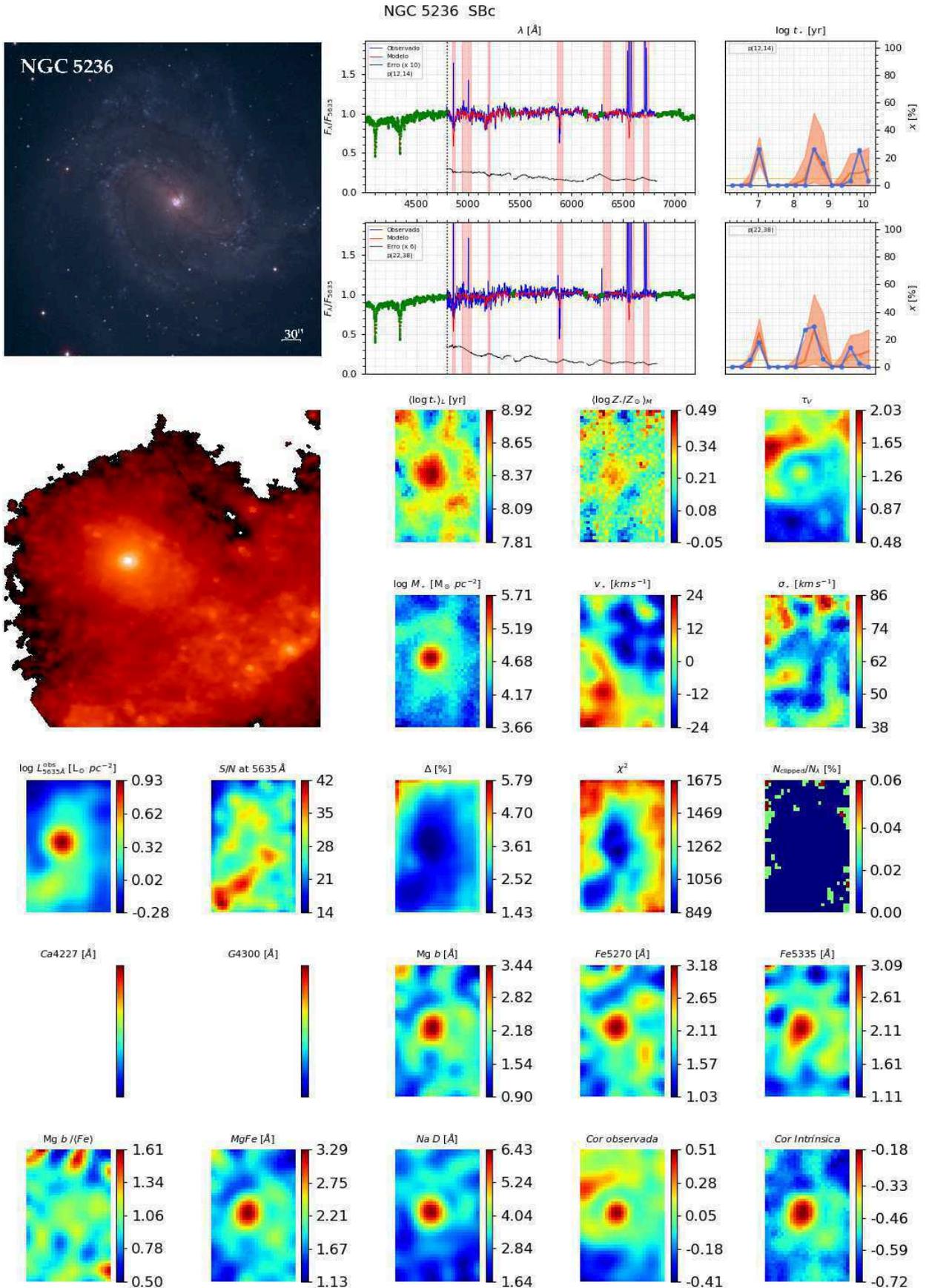


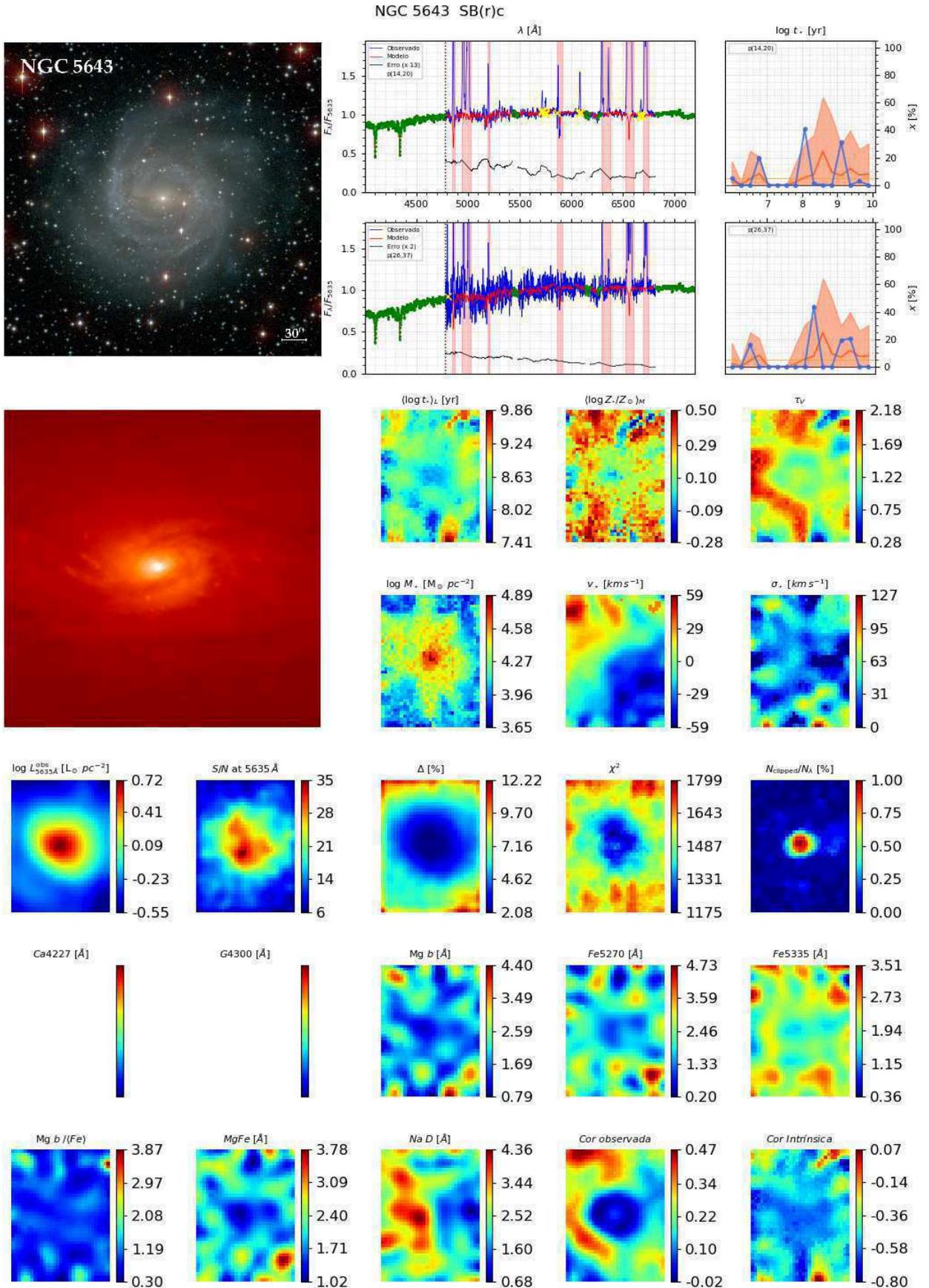


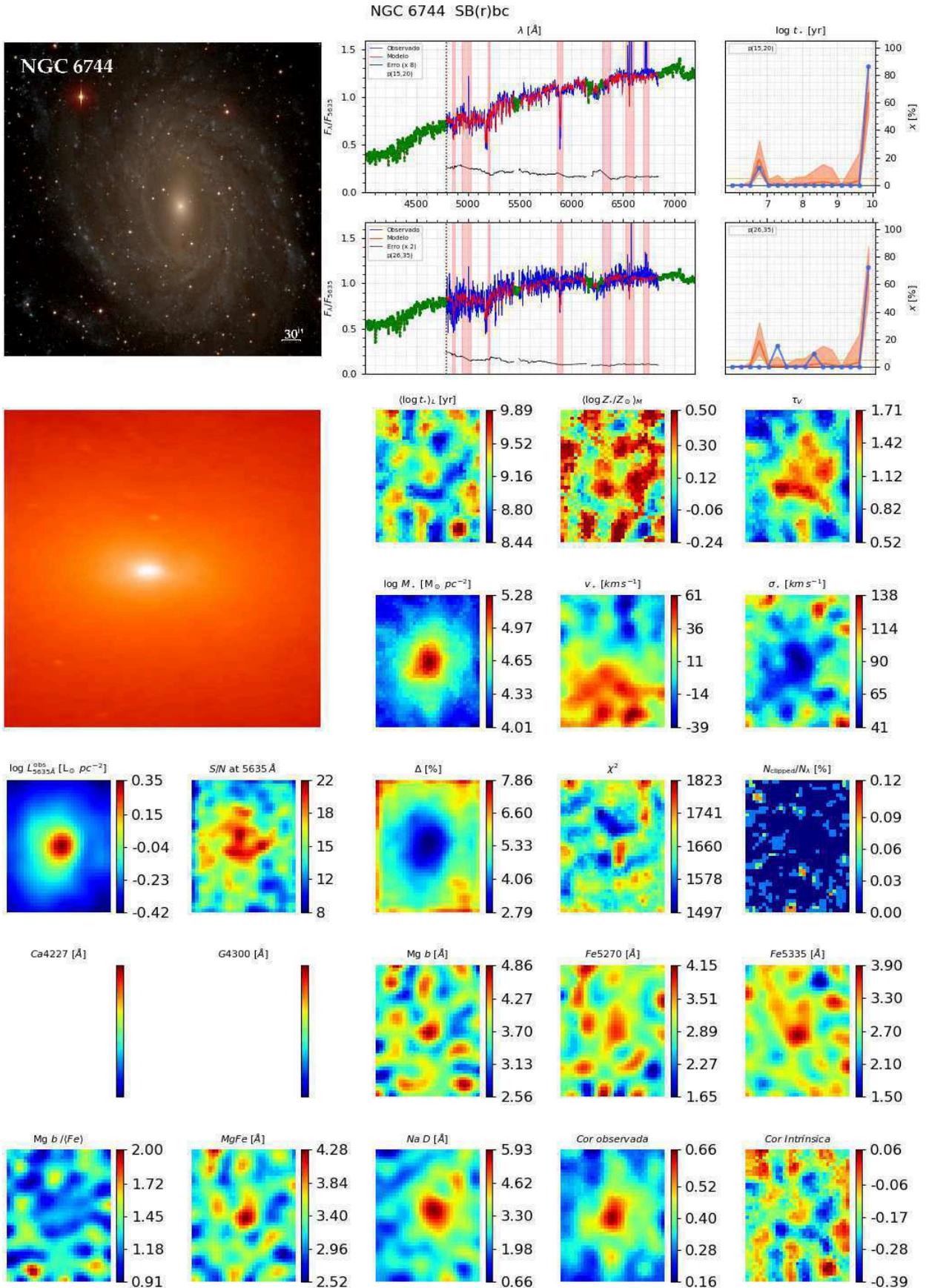


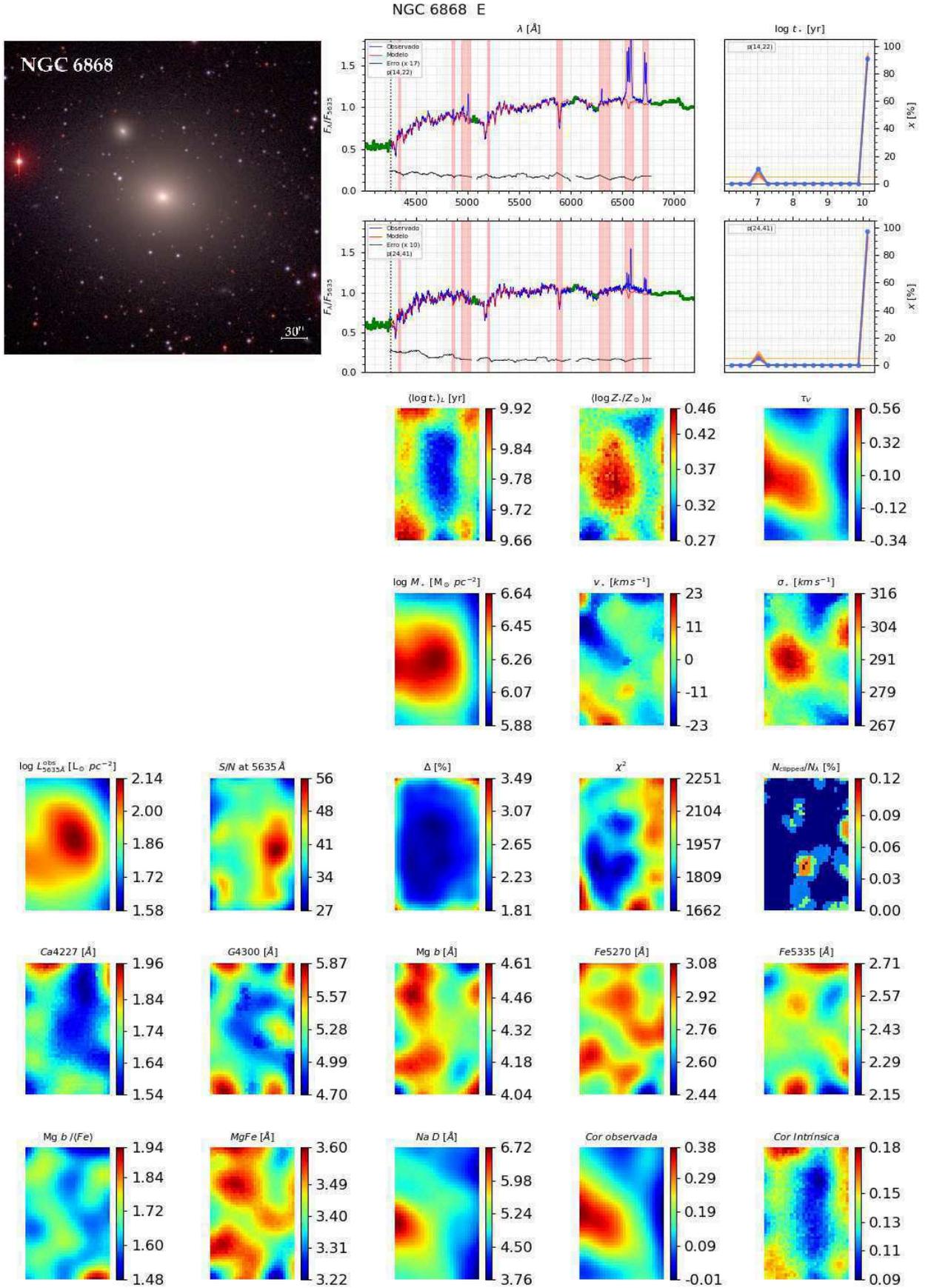




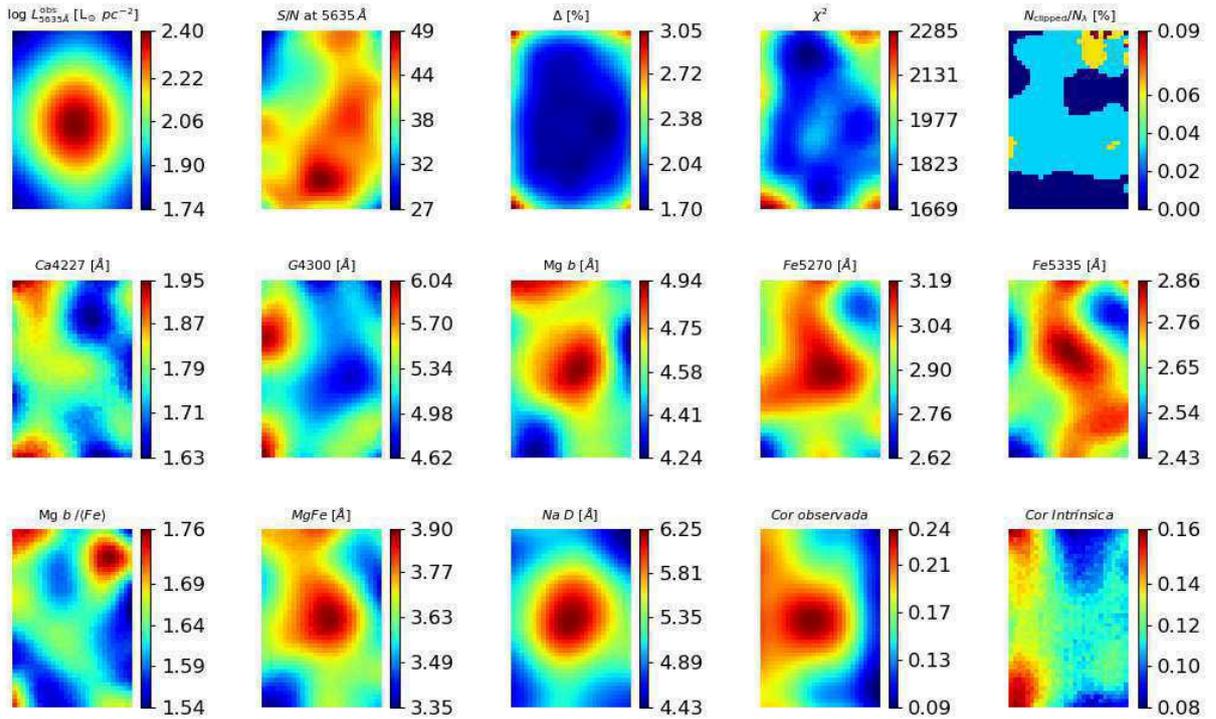
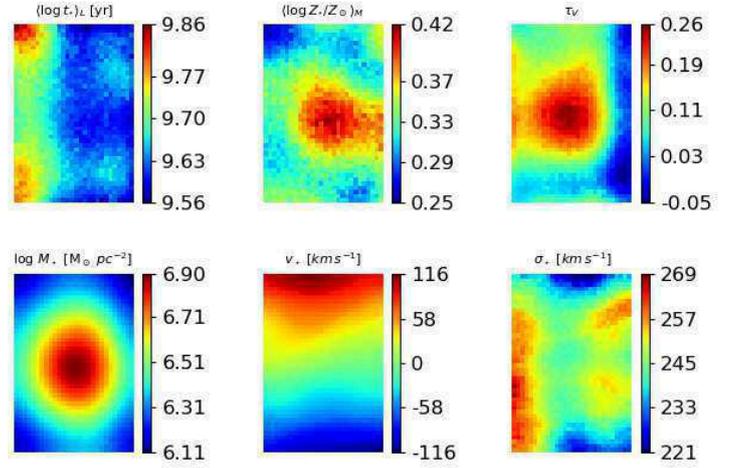
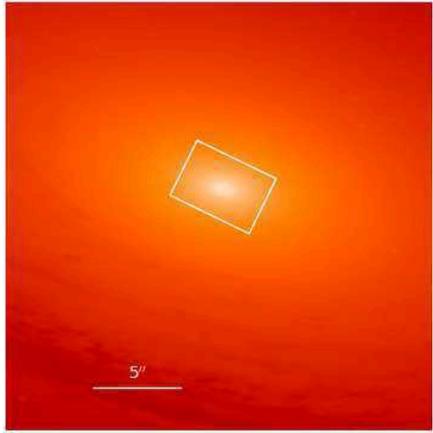
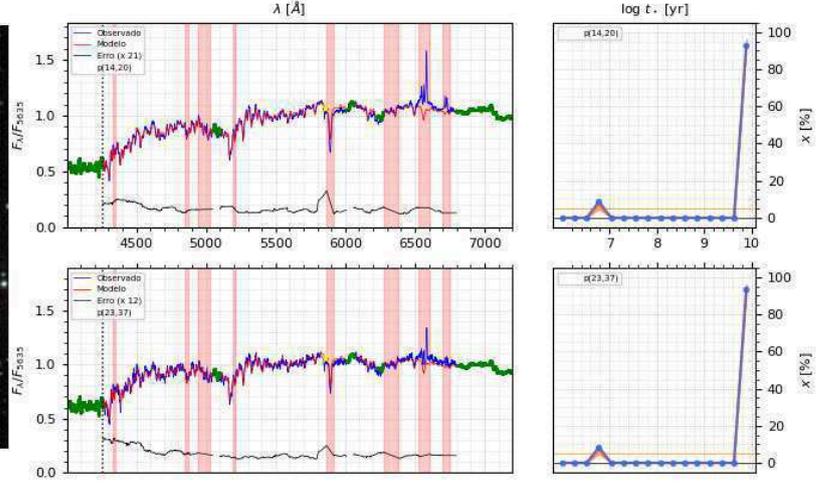
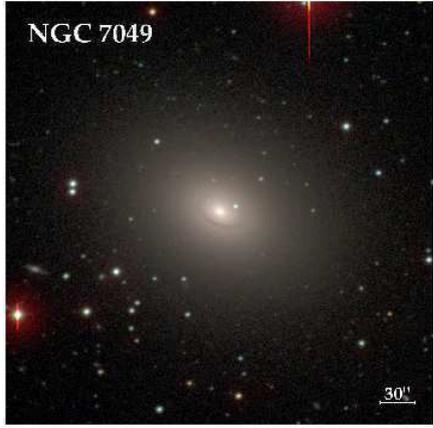


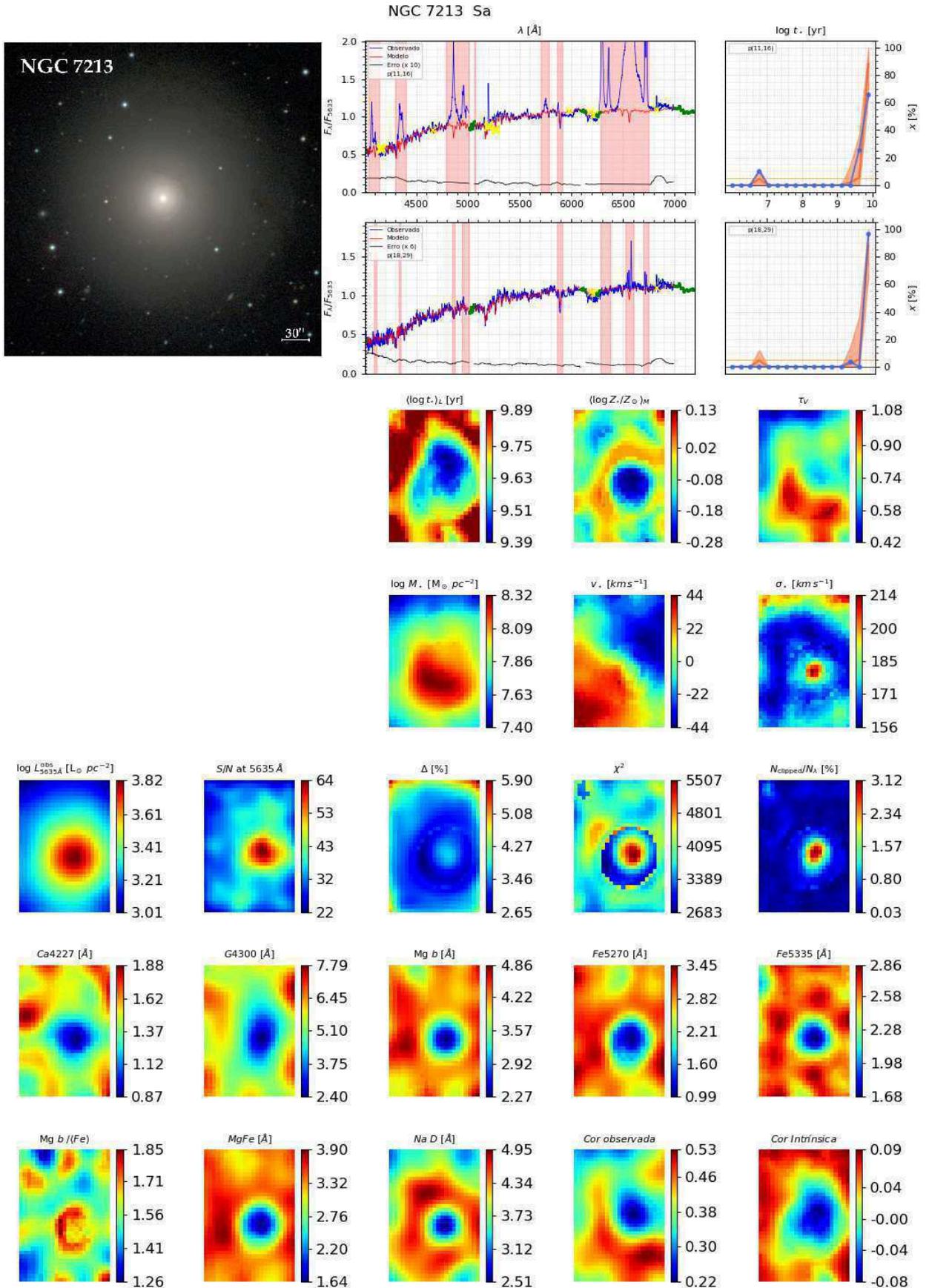


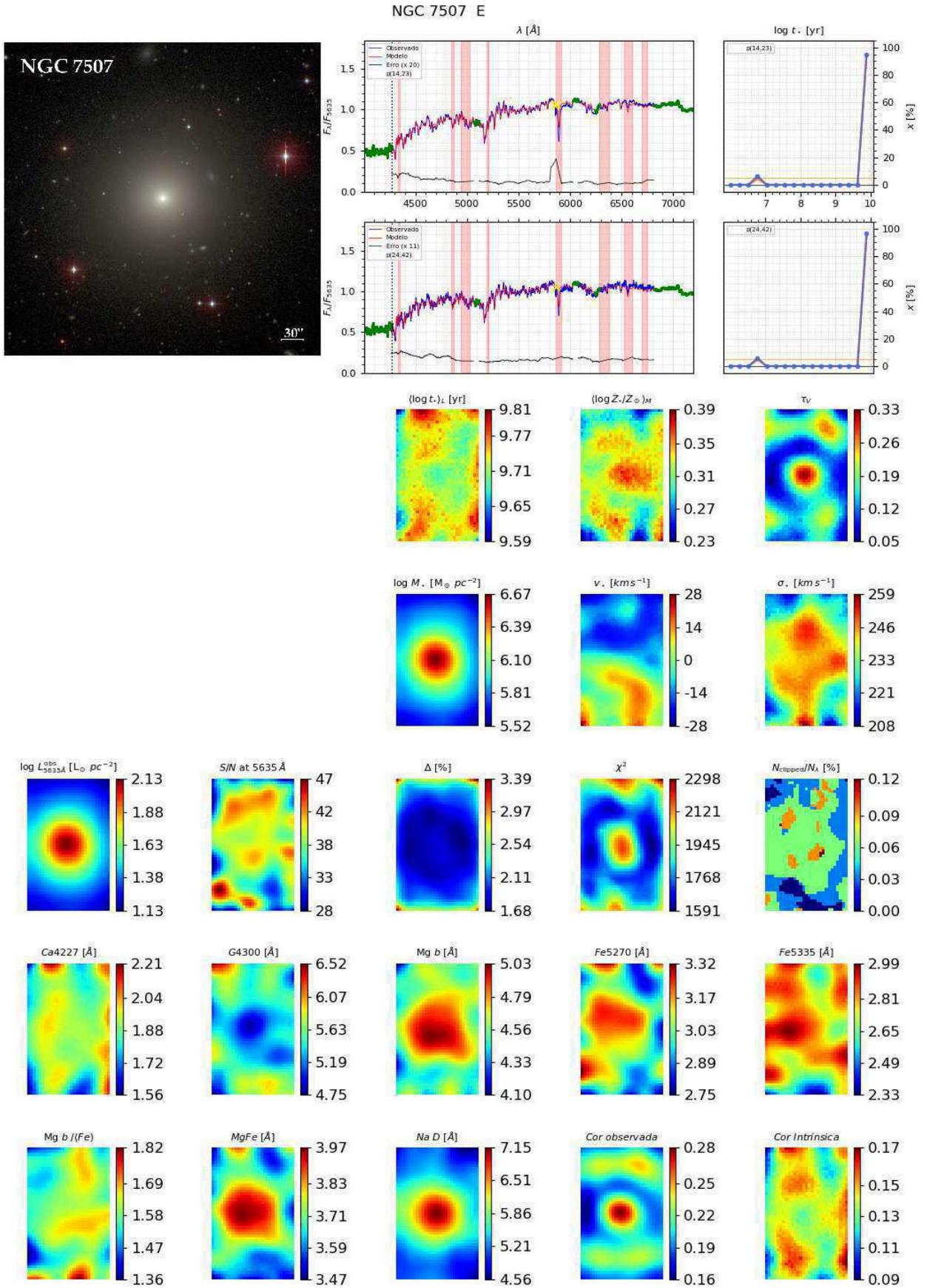


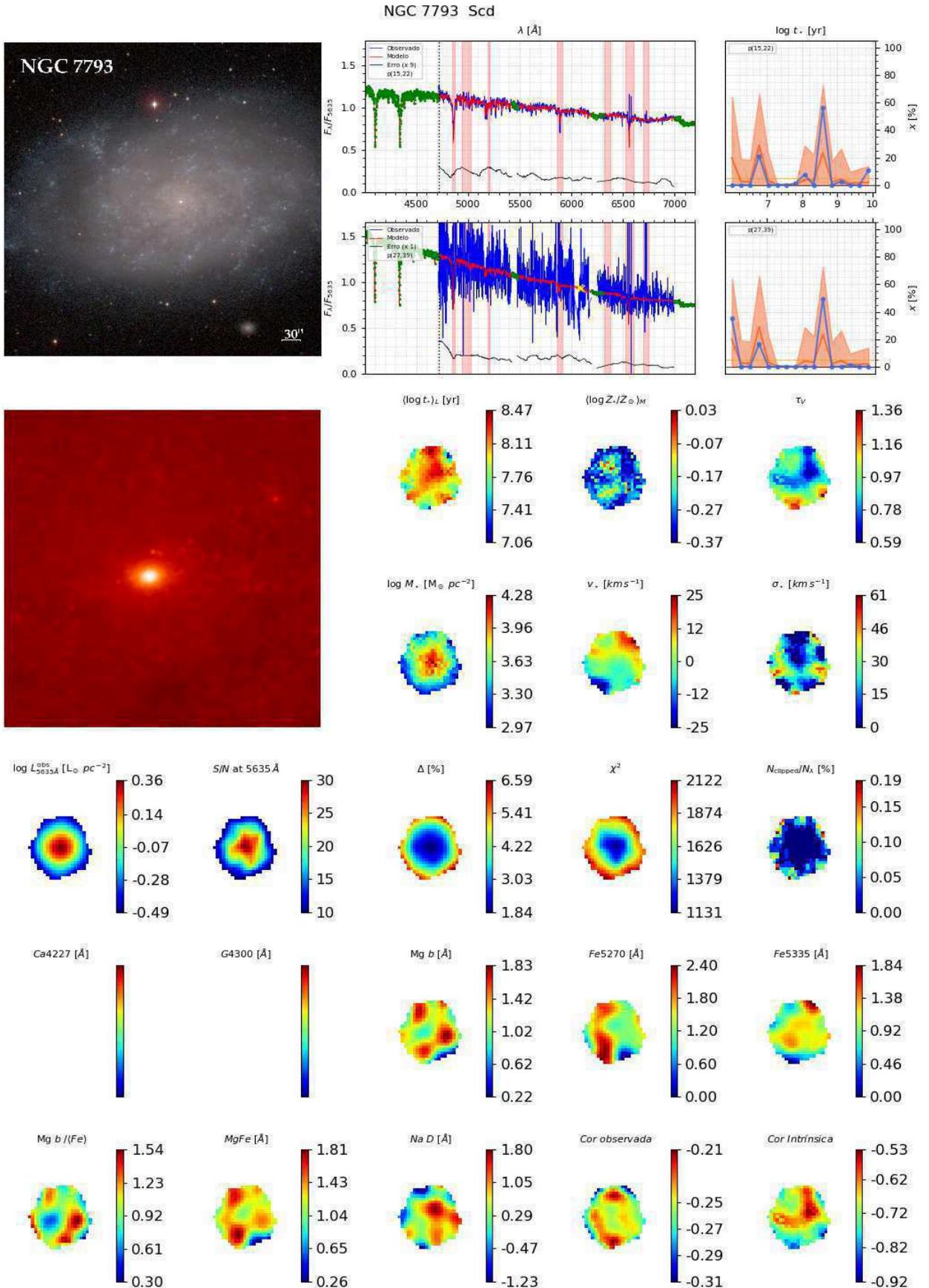


NGC 7049 S0









APÊNDICE B – Síntese espectral com diferentes abundâncias de elementos α

Neste Apêndice apresentamos os resultados de experimentos com dois conjuntos de modelos de SSPs com diferentes abundâncias de elementos α . O objetivo central é verificar os aperfeiçoamentos atingidos pelo uso desses modelos, que seriam mais adequados, principalmente para o ajuste de galáxias elípticas. Para tal, iremos comparar as propriedades das populações estelares (fração de luz, idade, metalicidade, extinção, e dispersão de velocidade) obtidas através do STARLIGHT usando duas bases, uma contendo apenas SSPs com abundância solar ($[\alpha/\text{Fe}]=0.0$) e outra incluindo adicional de SSPs α -enhanced ($[\alpha/\text{Fe}]=0.4$). Nestes experimentos utilizamos uma amostra de 2962 espectros de galáxias do SDSS.

B.1 MODELOS SEMI-EMPÍRICOS COM CORREÇÕES DIFERENCIAIS

Ao longo dos anos, esforços têm sido empenhados no sentido de tornar as bibliotecas espectrais o mais completas possível através de dados empíricos e modelos teóricos abrangendo ampla variedade em metalicidades e abundâncias químicas para além da observada na vizinhança solar, visando cobrir a diversidade de populações estelares em galáxias. Nesse sentido, recentemente Vazdekis et al. (2015) apresentaram modelos de SSPs construídos a partir da biblioteca empírica MILES (SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ et al. 2006) e aplicação de correções diferenciais derivadas de modelos espectrais teóricos (COELHO et al. 2005, 2007) para obter espectros com diferentes abundâncias de elementos α . Os modelos empregam isócronas de Pietrinferni et al. (2004, 2006) e incluem modelos teóricos de estágios avançados da evolução estelar, como o ramo assintótico das gigantes e o ramo horizontal (WEISS; FERGUSON, 2009, CORDIER et al. 2007, CASSISI et al. 2000). Os modelos abrangem 23 idades, 12 metalicidades, duas abundâncias químicas ($[\alpha/\text{Fe}]=0.0$ e $[\alpha/\text{Fe}]=0.4$) e duas formas de IMF, bimodal e unimodal, ambas com 12 opções de inclinação.

A fim de testar se esses novos modelos efetivamente melhoram os resultados da síntese espectral, ajustamos uma amostra de 2962 espectros de galáxias do SDSS, e comparamos as propriedades das populações estelares (fração de luz, idade, metalicidade, extinção e dispersão de velocidade) obtidas através do STARLIGHT para dois conjuntos de modelos de SSPs com diferentes abundâncias de elementos α : $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$ e $[\alpha/\text{Fe}]=0.4$, ambos extraídos de Vazdekis et al. (2015). Uma vez que a menor idade desses modelos é 3×10^7 anos, complementamos as bases com modelos de SSPs jovens de González Delgado et al. (2005), que são baseados na biblioteca GRANADA (MARTINS et al. 2005). Todos os modelos utilizam IMF de Salpeter.

Compomos duas bases, uma contendo apenas modelos com abundância solar e outra incluindo modelos de ambas as abundâncias químicas, conforme descrito abaixo:

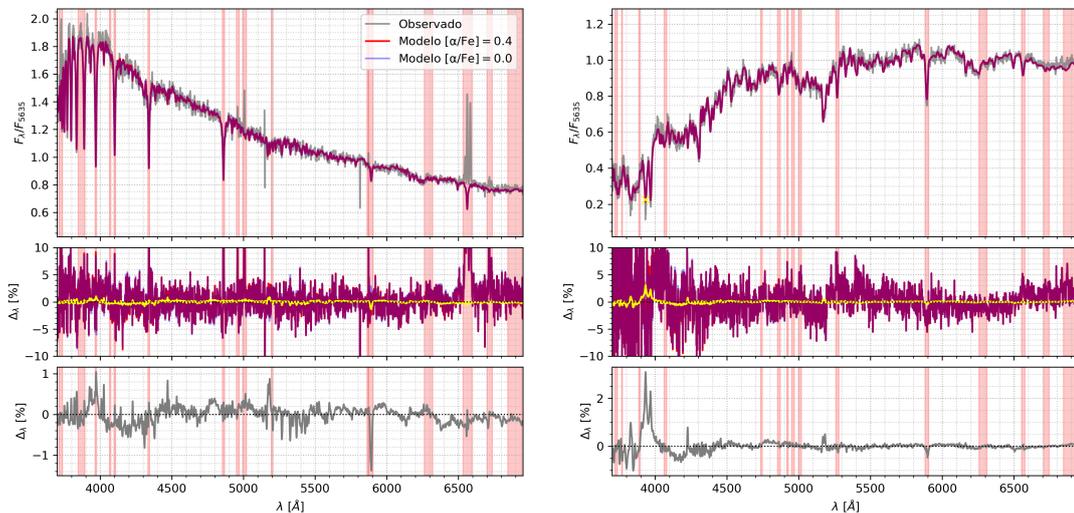
- ★ *base-s (solar-scaled)*: $N_{\star} = 240$ SSPs: 56 SSPs de González Delgado et al. (2005) – 14 idades ($t_{\star} = 10^6$ a 5.6×10^7 anos) e 4 metalicidades ($Z = 0.2, 0.4, 1, 1.5 Z_{\odot}$); e 184 SSPs de Vazdekis et al. (2015) – 23 idades ($t_{\star} = 6 \times 10^7$ a 14×10^9 anos) e 8 metalicidades ($Z = 0.005, 0.015, 0.05, 0.2, 0.4, 1, 1.5, 2 Z_{\odot}$). Todos os modelos têm $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$.
- ★ *base- α (α -enhanced)*: $N_{\star} = 424$ SSPs: 56 SSPs de González Delgado et al. (2005) – 14 idades ($t_{\star} = 10^6$ a 5.6×10^7 anos) e 4 metalicidades ($Z = 0.2, 0.4, 1, 1.5 Z_{\odot}$); e 368 SSPs de Vazdekis et al. (2015) – 23 idades ($t_{\star} = 6 \times 10^7$ a 14×10^9 anos), 8 metalicidades ($Z = 0.005, 0.015, 0.05, 0.2, 0.4, 1, 1.5, 2 Z_{\odot}$), e 2 abundâncias químicas ($[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ e $[\alpha/\text{Fe}] = 0.4$). Note que **esta base contém a base-s**.

B.2 RESULTADOS

A Figura 45 mostra dois exemplos de ajustes com as bases *scaled-solar (base-s)* e *α -enhanced (base- α)*. Para normalizar os espectros, utilizamos o fluxo mediano em uma janela de 90 Å centrada em 5635 Å (5590–5680 Å). Cada galáxia possui uma máscara específica que

Figura 45 – Exemplos de ajuste com as bases *α -enhanced* e *solar-scaled*.

Comparação entre os ajustes com as bases *α -enhanced (base- α)* e *solar-scaled (base-s)*. Cada conjunto de três painéis mostra: 1º painel – espectros observado (preto), modelos obtidos com a *base- α* (vermelho) e *base-s* (azul); pixels rejeitados (cruz amarela) e danificados (círculo verde). 2º painel – variação percentual entre os espectros observado e modelos, onde $\Delta_{\lambda} = (O_{\lambda} - M_{\lambda})/M_{\lambda}$. O espectro em amarelo é a variação percentual entre os modelos, sendo $\Delta = (M_s - M_{\alpha})/M_{\alpha}$, que é melhor distinto no 3º painel. As faixas verticais em vermelho são regiões mascaradas.



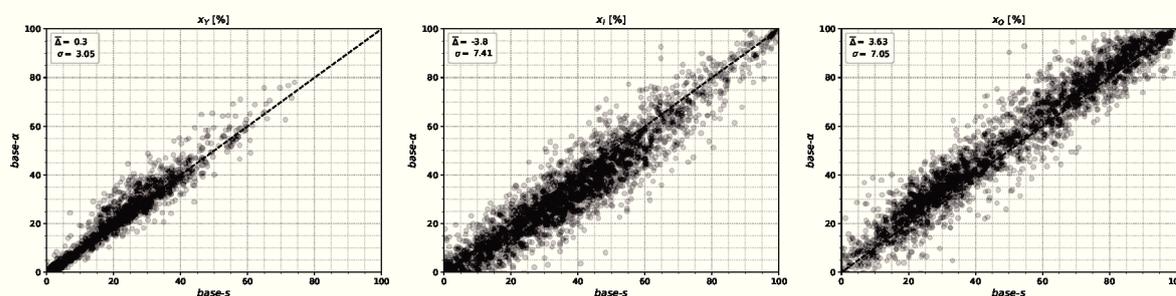
Fonte: Autoria própria.

contém as linhas de emissão identificadas ao longo do espectro. Como esperado, os ajustes com a *base- α* exibem linhas de absorção mais profundas, perceptíveis no espectro resíduo, principalmente nas linhas de Ca II H e Mg. Comparando-se o espectro observado aos modelos, obtemos um resíduo de até 10%. Os dois espectros modelo são bastante semelhantes, e as pequenas diferenças são sinalizadas pelo espectro resíduo entre os modelos (em amarelo no 2º painel). O resíduo entre os modelos é menor que 3%, sendo melhor distinto no terceiro painel, onde podemos identificar as linhas de absorção. Cabe ressaltar que a diferença entre os dois modelos é tão pequena que nos painéis superiores é quase imperceptível. A notar pela cor roxa que adquire o espectro pela superposição dos dois modelos (azul e vermelho), podemos mensurar visualmente a proximidade ajustes.

A Figura 46 mostra o vetor de populações condensado em *bins* de idade, onde temos: populações estelares jovens, $x_Y, t_* < 10^8$ anos; de idade intermediária, $x_I, 10^8 \leq t_* \leq 10^{10}$ anos; e velhas, $x_O, t_* > 10^{10}$ anos. Em cada painel é indicado o valor médio do desvio ($\Delta = \textit{base-}\alpha - \textit{base-s}$) entre os vetores de populações e o desvio padrão, σ , correspondente. Os vetores de populações diferem entre si por 3, 7.4 e 7% para x_Y, x_I e x_O , respectivamente. Nesses resultados, há uma diminuição de -3.8% nas populações estelares de idade intermediária ao usar a *base- α* , sendo a maior parte dessa fração, 3.6%, transferida para as populações velhas. Percebe-se que o menor espalhamento está no vetor de populações jovens, x_Y , possivelmente devido ao fato de não haver modelos *α -enhanced* mais jovens que 3×10^7 anos.

Figura 46 – Vetor de populações condensado em *bins* de idade.

Comparação entre os vetores de populações x_Y, x_I, x_O , obtidos com as bases *solar-scaled* (*base-s*) e *α -enhanced* (*base- α*). Cada painel indica o resíduo médio $\bar{\Delta}$, onde $\Delta = \textit{base-}\alpha - \textit{base-s}$ e o respectivo desvio padrão, σ .



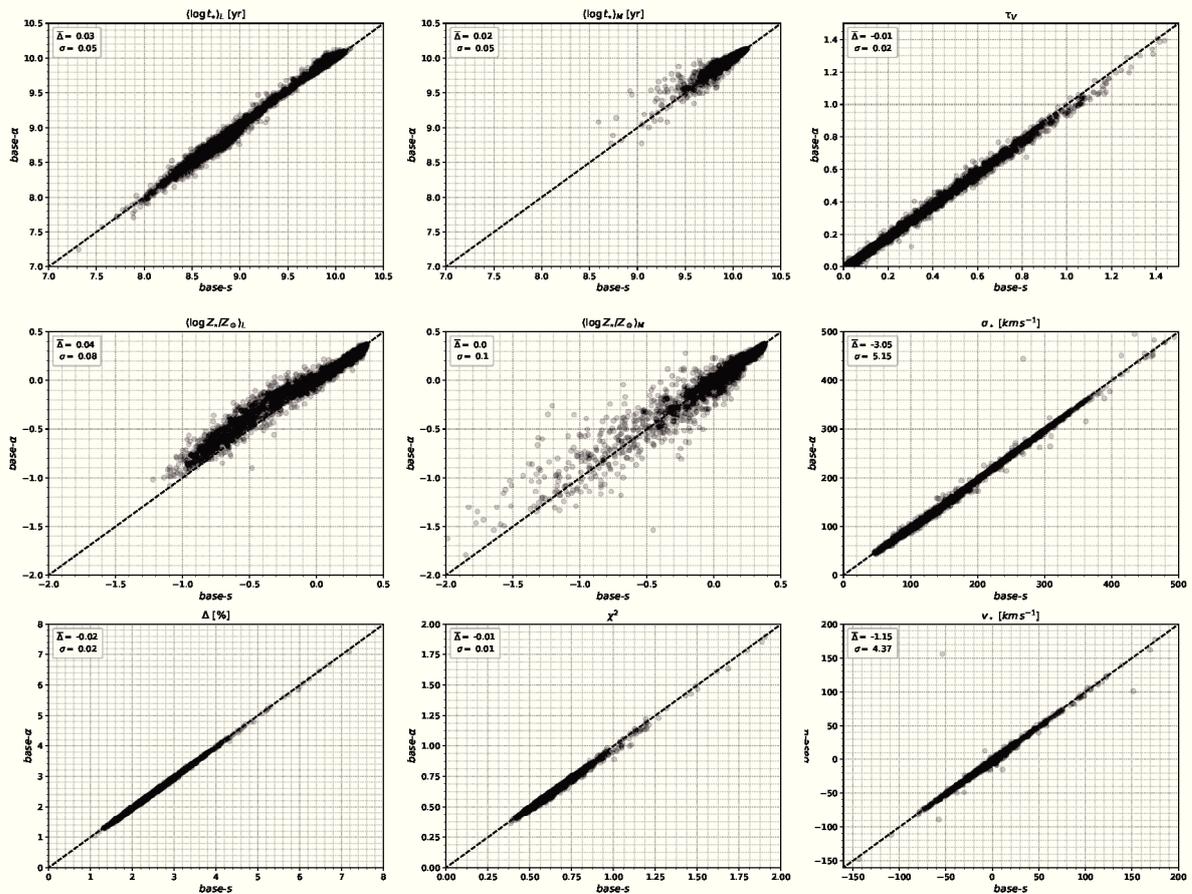
Fonte: Autoria própria.

A Figura 47 compara as propriedades derivadas a partir do STARLIGHT com as bases *solar-scaled* e *α -enhanced*. Os ajustes com ambas as bases têm boa qualidade, indicada pelo adev menor 5% para a maior parte da amostra. Comparados entre si, os modelos exibem uma minúscula diferença de, em média, -0.02% e -0.01 para adev e χ^2 , respectivamente, sendo

$\Delta = base-\alpha - base-s$. Essa pequena variação no adev e χ^2 demonstra que os ajustes com a $base-\alpha$ são melhores, mas por muito pouco, do que os obtidos com a $base-s$. O uso de modelos com diferentes abundâncias químicas pouco afetam as estimativas de τ_V , σ_* , e v_* , as quais têm variação média de apenas -0.01 ± 0.02 , $-3 \pm 5 \text{ km s}^{-1}$ e $-1 \pm 4 \text{ km s}^{-1}$, respectivamente. A dispersão na idade média, ponderadas tanto por luz quanto massa, é 0.05 dex, enquanto a metalicidade média exibe dispersão de 0.08 e 0.10 quando ponderada por luz e massa, respectivamente. As estimativas para metalicidade média ponderada pela luz com a $base-\alpha$ são sistematicamente maiores que o obtido com a $base-s$ para espectros com $Z < 1 Z_\odot$. Percebe-se que as propriedades médias ponderadas pela luz cobrem amplo intervalo e quando ponderadas pela massa há concentração em altos valores de idade ($\gtrsim 9.8$ dex) e metalicidade ($\gtrsim -0.5$ dex). Isso porque a contribuição da população jovem para a fração de massa é significativamente menor se comparada àquela das populações mais velhas.

Figura 47 – Propriedades derivadas do STARLIGHT.

Comparação das propriedades estelares obtidas através do STARLIGHT para as bases $base-s$ e $base-\alpha$. $\bar{\Delta}$ é o resíduo médio, onde $\Delta = base-\alpha - base-s$; e σ o desvio padrão.



Fonte: Autoria própria.

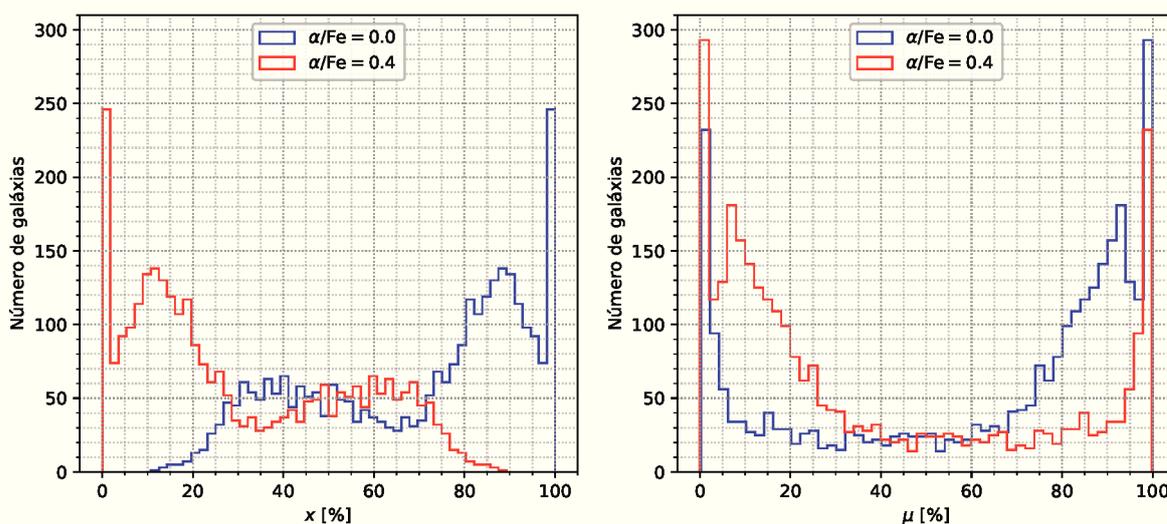
B.3 CONTRIBUIÇÃO DOS MODELOS α -ENHANCED

O nível de proximidade entre os ajustes com as bases *solar-scaled* e *α -enhanced* levanta a hipótese de que os modelos com $[\alpha/\text{Fe}]=0.4$ não estão sendo utilizados. Consideramos isoladamente as contribuições provenientes de cada abundância química ($[\alpha/\text{Fe}]=0.0$ e $[\alpha/\text{Fe}]=0.4$) dentro da *base- α* , a fim de ponderar sua relevância nas estimativas das propriedades.

A Figura 48 mostra a distribuição das galáxias em termos das frações de luz e massa nos ajustes com a *base- α* . Percebe-se que as SSPs *α -enhanced* foram, de fato, utilizadas, entretanto, a maior contribuição vem de SSPs com abundância solar. Em aproximadamente 47% de toda a amostra (1385), entre 80 e 100% da fração de luz (Figura 48-esquerda) provém de SSPs com $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$. Para a fração de luz entre 20 e 80% os pontos são quase igualmente distribuídos ao longo de ambos os valores de $[\alpha/\text{Fe}]$. Em cerca de 73% de toda a amostra (2171 galáxias), a fração de luz proveniente de SSPs com $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$ é maior que 50%. Comportamento similar ocorre para a fração de massa (Figura 48-direita). Contudo, alguns ajustes ($\sim 20\%$ da amostra) contêm entre 80 e 100% da fração de massa em SSPs com $[\alpha/\text{Fe}]=0.4$. Por conseguinte, as propriedades médias devem carregar mais informação de SSPs com $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$, visto que são ponderadas por essas frações.

Figura 48 – Distribuição das frações de luz e massa.

Distribuição das frações de luz (*esquerda*) e massa (*direita*) separadas de acordo com a abundância química.



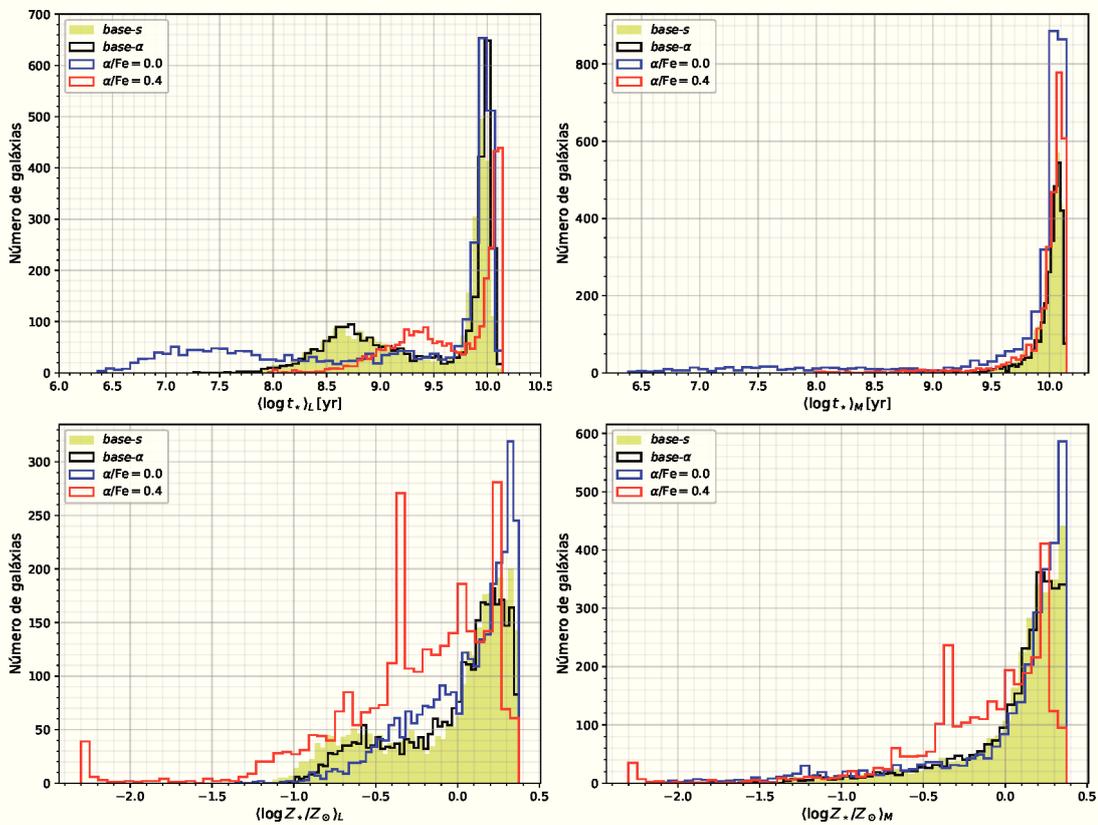
Fonte: Autoria própria.

Diante desses resultados, calculamos idade e metalicidade médias a partir da contribuição de cada conjunto de abundância química, como apresentamos na Figura 49. Por construção, já que é uma característica da base, apenas SSPs com $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$ exibem idades menores que

10^8 anos. Em geral, os modelos α -enhanced fornecem maior idade média ponderada pela luz, contudo, a distribuição final (histograma em preto) é similar à da *base-s* (histograma em amarelo). Quando ponderada pela fração de massa, a distribuição da idade média é semelhante para ambos os modelos. Para a metalicidade ponderada por ambas as frações de luz e massa, a distribuição é distinta para os dois modelos, mas a composição final é similar, sugerindo maior influência dos modelos com abundância solar.

Figura 49 – Distribuição da idade e metalicidade.

Os painéis superiores mostram a distribuição de idade média e os inferiores para a metalicidade média, ambas ponderadas por luz (esquerda) e massa (direita). Cada distribuição é separada de acordo com a abundância química: $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ (em azul) e $[\alpha/\text{Fe}] = 0.4$ (em vermelho). Para comparação, adicionamos a distribuição resultante dos ajustes com a *base- α* (preto) e a *base-s* (amarelo).

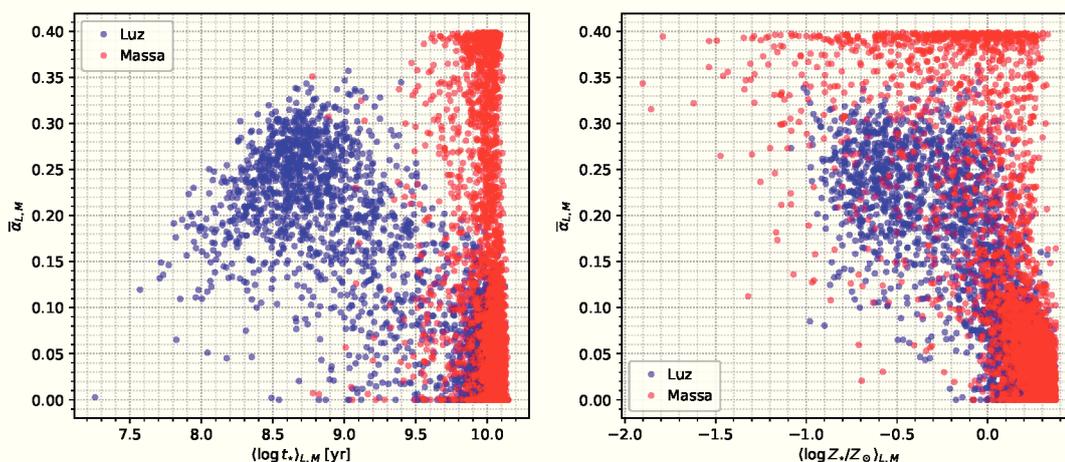


Fonte: Autoria própria.

O objetivo desses modelos é extrair informação sobre a abundância química dos objetos analisados. E, uma vez que a abundância química está correlacionada com outras propriedades, verificamos as estimativas a partir das relações esperadas entre a razão $[\alpha/\text{Fe}]$ derivada através STARLIGHT e as medidas de $\langle \log t_* \rangle$ e $\langle \log Z_*/Z_\odot \rangle$, conforme mostrado na Figura 50. Contrariamente às expectativas, os espectros mais velhos e ricos em metais exibem menor razão $[\alpha/\text{Fe}]$. Isso está em desacordo com a expectativa de que as galáxias *early-type*, mais velhas e ricas em metais, deveriam ter maior proporção de $[\alpha/\text{Fe}]$.

Diante dessa divergência, utilizamos um método alternativo para estimar a abundância química a partir dos índices espectrais Mg *b*, Fe5270 e Fe5335. Uma vez que o índice Mg *b* é sensível a $[\alpha/\text{Fe}]$, crescendo proporcionalmente, é possível obter $[\alpha/\text{Fe}]$ através dos índices Mg *b* e $\langle\text{Fe}\rangle = \frac{1}{2}(\text{Fe}5270 + \text{Fe}5335)$ usando a razão $\text{Mg } b/\langle\text{Fe}\rangle$ como *proxy* (THOMAS; MARASTON; BENDER, 2003).

Figura 50 – Relação entre abundância química e propriedades médias. Relação entre abundância de elementos α e propriedades médias idade (*esquerda*) e metalicidade (*direita*). Cada painel contém a respectiva propriedade ponderada por luz (azul) e massa (vermelho).



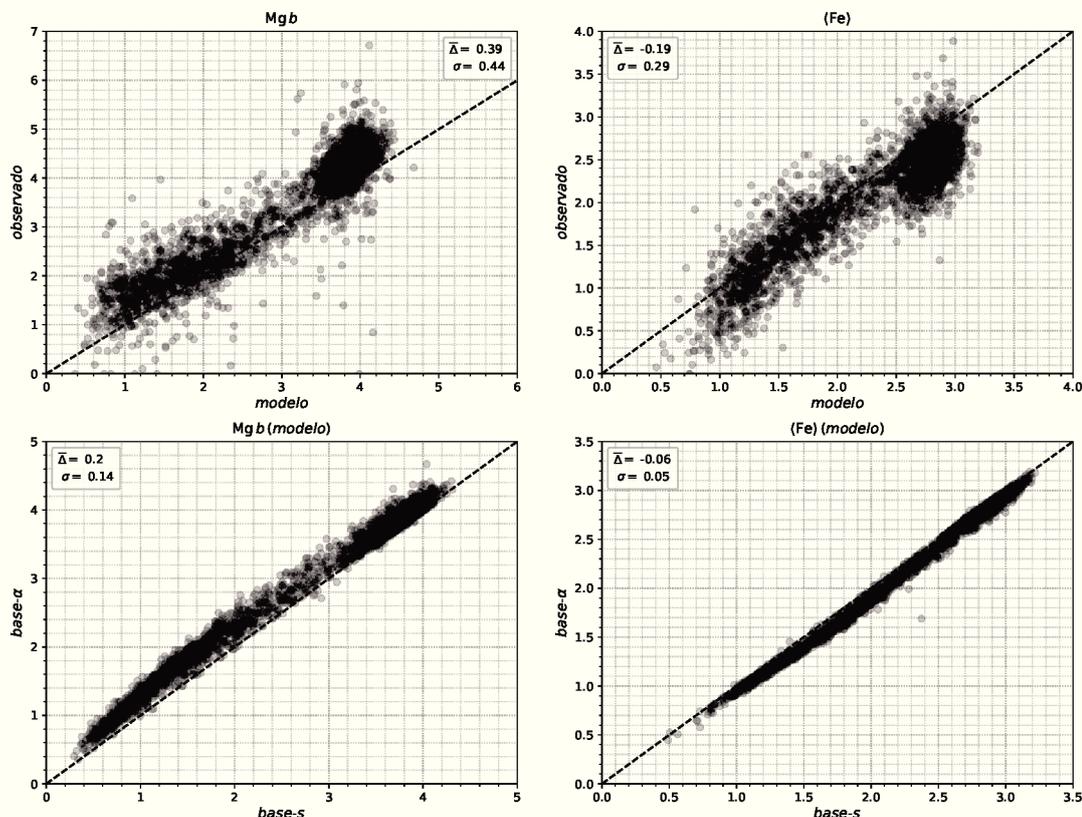
Fonte: Autoria própria.

Os índices Mg *b* e $\langle\text{Fe}\rangle$ foram medidos nos espectros modelos para evitar pixels danificados e linhas de emissão. Comparando-se às medidas realizadas diretamente no espectro observado, como exposto na Figura 51, vemos que o Mg *b* é 0.39 \AA maior, e $\langle\text{Fe}\rangle$ é -0.19 \AA menor, em média, em relação aos modelos da *base- α* . A diferença é ainda maior quando comparamos com a *base-s*, o que pode ser visto nos painéis inferiores da Figura 51, que compara as medidas entre os modelos. Nesse caso, também é perceptível a proximidade entre os ajustes, uma vez que os índices Mg *b* e $\langle\text{Fe}\rangle$ têm variação média de $0.2 \pm 0.1 \text{ \AA}$ e $-0.06 \pm 0.05 \text{ \AA}$, respectivamente.

Ainda assim, os índices da *base- α* têm valores mais próximos aos medidos a partir do espectro observado, de modo que serão utilizados para verificar as seguintes relações: $\text{Mg } b \times \log \sigma_*$, $\text{Mg } b/\langle\text{Fe}\rangle \times \log \sigma_*$, e $\text{Mg } b \times \text{Mg } b/\langle\text{Fe}\rangle$, mostradas na Figura 52 (*painéis superiores*). Comparamos os índices observado (pontos azuis) e modelo (pontos vermelhos) no primeiro painel da Figura 52 para a relação $\text{Mg } b \times \log \sigma_*$. A correlação entre dispersão de velocidade e indicadores da abundância de elementos α evidenciada para o índice Mg *b* e a razão $\text{Mg } b/\langle\text{Fe}\rangle$, não é estabelecida quando substituímos estes pela estimativa de $[\alpha/\text{Fe}]$ do STARLIGHT, $\bar{\alpha}_L$,

Figura 51 – Índices espectrais Mg *b* e $\langle \text{Fe} \rangle$.

Painéis superiores: Comparação entre os índices Mg *b* and $\langle \text{Fe} \rangle$ medidos nos espectros observados e modelos da *base- α* . *Painéis inferiores:* Comparação entre os índices Mg *b* and $\langle \text{Fe} \rangle$ medidos nos modelos da *base-s* e da *base- α* .



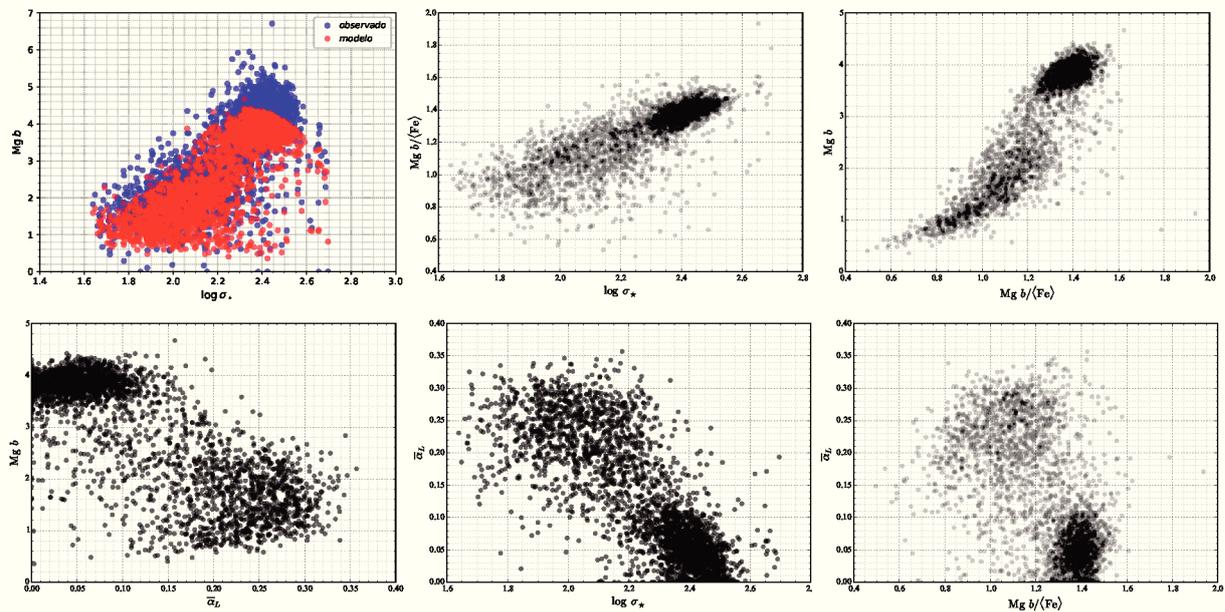
Fonte: Autoria própria.

como mostrada na Figura 52 (*painéis inferiores*). Isso sugere uma falha da síntese espectral em recuperar a informação sobre a abundância química através dos ajustes com a *base- α* . Essa falha pode estar relacionada à pequena fração de luz e massa contida nos modelos α -enhanced ou ainda à pouca variedade de valores de abundância química, visto que há apenas um valor diferente de zero.

Também verificamos que os índices espectrais estão correlacionados à idade e metalicidade ponderadas por luz e massa, conforme exibido na Figura 53. Nesta figura, usamos um limiar de 0.1 na razão $[\alpha/\text{Fe}]$ obtida com o STARLIGHT para identificar os espectros com maior abundância em elementos α nas relações entre Mg *b* e $\text{Mg } b/\langle \text{Fe} \rangle$ e as estimativas de $\langle \log t_{\star} \rangle_L$ e $\langle \log Z_{\star}/Z_{\odot} \rangle_L$. Como podemos ver, os pontos com altos valores de idade e metalicidade médias, Mg *b* e $\text{Mg } b/\langle \text{Fe} \rangle$ estão associados a valores de $[\alpha/\text{Fe}]$ menores que $\bar{\alpha}_L = 0.1$, baseado nas estimativas da α -base, que é oposto ao esperado.

Figura 52 – Relação entre índices e propriedades médias.

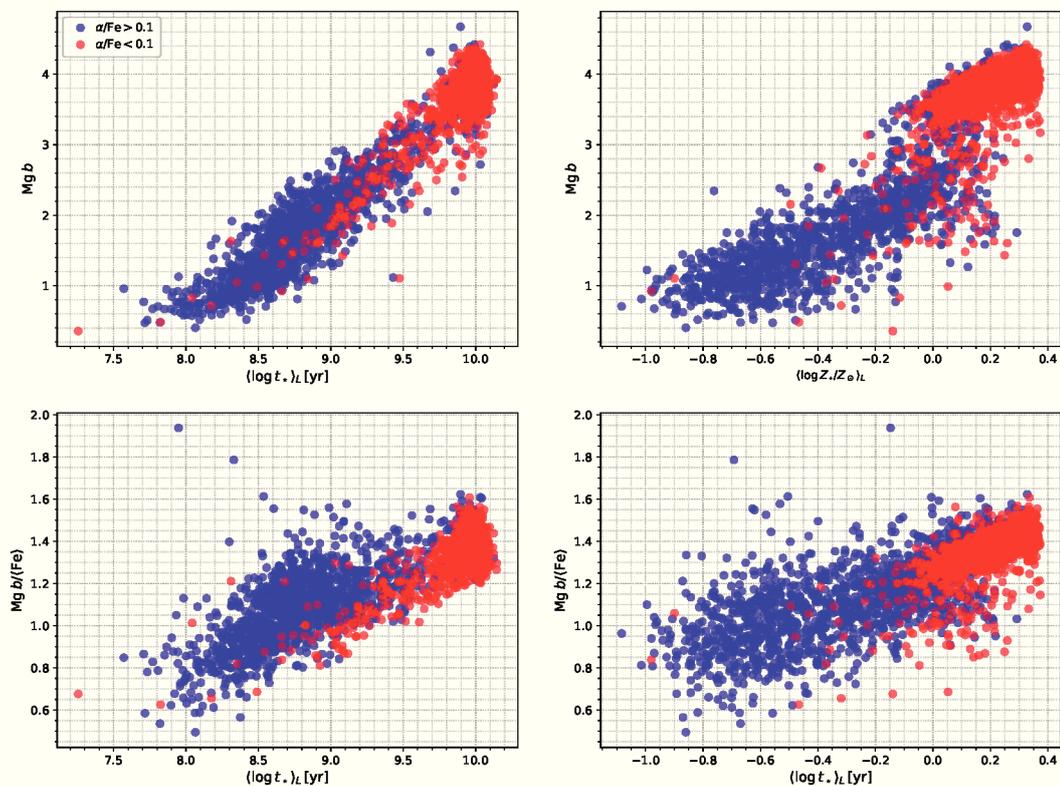
Relação entre $Mg\ b$, $Mg\ b/\langle Fe \rangle$, abundância média de elementos α ponderada pela luz e dispersão de velocidade.



Fonte: Autoria própria.

Figura 53 – Relação entre índices e propriedades médias.

Relação entre os índices $Mg\ b$ and $Mg\ b/\langle Fe \rangle$ e as propriedades médias, idade e metalicidade, ponderadas pela luz. As cores destacam os valores derivados para a razão $[\alpha/Fe]$ através do STARLIGHT, $\bar{\alpha}_L$, para pontos com $[\alpha/Fe] > 0.1$ e $[\alpha/Fe] < 0.1$.



Fonte: Autoria própria.

B.4 SUMÁRIO

A fim de verificar os aperfeiçoamentos obtidos a partir de modelos α -*enhanced*, utilizamos dois conjuntos de SSPs com diferentes abundâncias de elementos α selecionados de Vazdekis et al. (2015). Uma base contém apenas modelos com abundância solar (*base-s* – $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$), a outra inclui modelos α -*enhanced* (*base- α* – $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$ e 0.4) Comparamos as estimativas obtidas através do STARLIGHT para uma amostra de 2962 espectros de galáxias do SDSS. Os ajustes com ambas as bases têm boa qualidade e diferem entre si por apenas 0.02%. Tal semelhança pode estar relacionada ao pouco uso dos modelos α -*enhanced*. Constatamos que em 73% de toda a amostra a fração de luz proveniente de SSPs com $[\alpha/\text{Fe}]=0.0$ é maior que 50%. Visto que as frações de luz e massa são utilizadas no cálculo das propriedades médias, estas devem carregar mais informação de SSPs com abundância solar.

As estimativas da abundância química obtidas através do STARLIGHT estão em desacordo com a expectativa de que as galáxias *early-type*, mais velhas e ricas em metais, deveriam ter maior proporção de $[\alpha/\text{Fe}]$. Por isso, alternativamente, utilizamos índices espectrais para obter a razão $\text{Mg } b/\langle\text{Fe}\rangle$ como *proxy* de $[\alpha/\text{Fe}]$ e encontramos a relação entre os mesmos e as propriedades derivadas da síntese espectral. Ou seja, os modelos obtidos com a *base- α* não permitem recuperar através do ajuste com o STARLIGHT a mesma informação sobre a abundância química obtida com os índices espectrais, e que confirmam as expectativas da literatura (THOMAS et al. 2005). Essa divergência pode estar relacionada à pequena fração de luz e massa contida nos modelos α -*enhanced* ou ainda à pouca variedade de abundâncias químicas, visto que há apenas um valor diferente de zero.

APÊNDICE C – Artigo: Internal kinematics of UM 461 and CTS 1020

O artigo *Internal kinematics of UM 461 and CTS 1020 – Cinemática interna de UM 461 e CTS 1020* apresenta o estudo da cinemática do gás ionizado de duas galáxias H II, UM 461 e CTS 1020, a partir de cubos de dados obtidos através do telescópio Gemini Sul usando o espectrógrafo GMOS equipado com IFU no modo fenda única. Parte do trabalho foi desenvolvido durante o curso do meu mestrado e uma parte subsequente foi desenvolvida no período de doutorado.



Internal kinematics of UM 461 and CTS 1020

Maiara S. Carvalho¹ and Henri Plana²

¹*Departamento de Física, Universidade Federal de Santa Catarina, 88040-900 Florianópolis, SC, Brazil*

²*Laboratório de Astrofísica Teórica e Observacional, Universidade Estadual de Santa Cruz, 45650-000 Ilhéus, BA, Brazil*

Accepted 2018 August 13. Received 2018 July 24; in original form 2018 March 28

ABSTRACT

We have used integral field spectroscopy to study the internal kinematics of the H II galaxies CTS 1020 and UM 461. We based our analysis on the velocity and velocity dispersion maps, and intensity–velocity dispersion ($I-\sigma$) and velocity–velocity dispersion ($V_r-\sigma$) diagrams. We found that the motion in both star-forming knots of UM 461 has different patterns, suggesting a weak kinematical connection between the knots. The overall kinematics of the galaxy is probably affected by stellar feedback. CTS 1020 has an ordered motion with a gradient compatible with a disc rotating at $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$, though the velocity field is disturbed. In both galaxies the highest and lowest σ values are distributed in the outer parts and are associated with the diffuse gas that permeates the galaxies. UM 461 has a ring-like structure with small regions of increasing σ in the eastern knot, which resemble what we could expect in a collect and collapse scenario of star formation. We found that UM 461 seems to be more susceptible to stellar feedback, whereas in CTS 1020 the gravitational potential dominates.

Key words: galaxies: dwarf – galaxies: individual: CTS 1020, UM 461 – galaxies: kinematics and dynamics.

1 INTRODUCTION

H II galaxies, also known as *blue compact dwarf* depending on classification criteria (Melnick, Terlevich & Eggleton 1985), are a subclass of dwarf galaxies characterized by its compactness ($\sim 1 \text{ kpc}$), high star formation rate and a spectrum dominated by intense emission lines superimposed to a weak stellar continuum, which resembles that observed in giant H II regions in spiral galaxies (Sargent & Searle 1970). Among the observed emission lines are the hydrogen Balmer series and the forbidden lines of oxygen ([O III] $\lambda\lambda 4959, 5007, 4363$, [O II] $\lambda\lambda 3726, 3729$), nitrogen ([N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$), and sulphur ([S II] $\lambda\lambda 6716, 6731$).

The fact of being gas-rich and metal-poor objects raised the hypothesis that these galaxies were young systems forming their first stars (Searle & Sargent 1972), but the idea of being old systems with intermittent star formation bursts interleaved by quiescent periods has been supported by observations of an underlying old stellar population (Thuan 1983; Telles & Terlevich 1997; Westera et al. 2004; Corbin et al. 2006).

An important characteristic of these galaxies is the supersonic nature of their emission line profile, which is broader than that observed in typical H II regions (Smith & Weedman 1970, 1971). Terlevich & Melnick (1981) proposed that the gravitational potential is responsible for this supersonic line widths, as they found a correlation between H β luminosity and velocity dispersion ($L \sim \sigma^4$) and

radius and velocity dispersion ($R \sim \sigma^2$) in giant H II regions. This scenario was further supported by Tenorio-Tagle, Muñoz-Tuñón & Cox (1993), who proposed a model to explain and maintain the supersonic motion, which is given by the constant passage of low-mass stars producing bow shocks. Alternatively, the supersonic motions may be maintained by the mechanical energy injected into the interstellar medium from the ongoing star formation activity, stellar winds, radiation pressure, and supernovae explosions, all of which contribute to increase the turbulence (Green et al. 2010; Moiseev & Lozinskaya 2012; Moiseev, Tikhonov & Klypin 2015). However, these scenarios have difficulties to explain the $L \sim \sigma^4$ and $R \sim \sigma^2$ relations.

Which of these mechanisms is dominant remains an open problem. Gallagher & Hunter (1983) suggested that the dominant mechanism depends on the system scale, being the gravitational potential in regions of hundreds of parsecs (supergiant H II regions) and energy from massive young stellar populations in regions of tens of parsecs (giant H II regions). Furthermore, Tenorio-Tagle, Muñoz-Tuñón & Cid-Fernandes (1996) demonstrated that the mechanical energy from massive stars is not sufficient to explain the observed line broadening, in agreement with Yang et al. (1996), who found that the stellar winds and supernova explosions act increasing the dispersion caused by the gravitational potential.

Kinematics and dynamics of H II galaxies have been investigated, early on, by looking at their velocity dispersion. Rapidly a scale relation between emission line and velocity dispersion have been established (Melnick, Terlevich & Moles 1988). These scale relations have been used as distance indicator. Taking advantage of larger

* E-mail: mscarvalho@astro.ufsc.br (MSC); plana@uesc.br (HP)

survey and better data, recent studies could minimize errors in these relations (Bordalo & Telles 2011; Chávez et al. 2014). These studies also show that such relations are subject to evolutionary effects, responsible, according to authors, for part of the dispersion of such relations. More recently, high-redshift HII galaxies have been used as tools for precise cosmology (Terlevich et al. 2015).

Kinematical studies of H II galaxies with 2D mapping instrumentation were first made by Östlin et al. (1999, 2001) and focused on the analysis of velocity field to determine the mass distribution using rotation curves. The results showed a disturbed velocity field and supersonic velocity dispersion in a small sample of H II galaxies, what pointed out that velocity dispersion dominates the gravitational potential. However, as the morphology of the galaxies suggested interaction or merger, the authors concluded that those galaxies were not systems in equilibrium, but in a merger process (Östlin et al. 2001). Recently, using integral field spectroscopy, Lagos et al. (2016) and Kumari, James & Irwin (2017) came up with the same conclusion for the galaxies Tol 65 and NGC 4449, respectively, with a merger being responsible for trigger the star formation. The kinematics of both objects seems to be affected by stellar feedback (Lagos et al. 2016; Kumari et al. 2017). Further evidence of stellar feedback on H II galaxies is presented by Cairós & González-Pérez (2017a,b) that found supersonic velocity dispersion in areas surrounding H II regions and in the outskirts of the galaxies.

In order to disentangle the line broadening mechanisms, we used diagnostic diagrams, such as $I-\sigma$, $I-V_r$, and $V_r-\sigma$, that have been revealed to be precious tools to find signatures of peculiar motions, as expanding shells, radial motions (Muñoz-Tuñón, Tenorio-Tagle & Castañeda 1996; Bordalo, Plana & Telles 2009; Plana et al. 2017) and of turbulent ISM and H II region (Moiseev & Lozinskaya 2012).

The paper is organized as follows. In Section 2, we present observations and the reduction techniques used. The ionized gas kinematics is presented in Section 3, discussion of the diagnostic diagrams of H II complexes is presented in Section 4 along with a statistical analysis of specific diagrams in Section 5. The Section 6 is dedicated to a Principal Component Analysis of the data cubes. In Section 7, our results are discussed. Finally in Section 8, we give the summary and draw general conclusion.

2 SAMPLE, OBSERVATIONS, AND DATA REDUCTION

2.1 Sample

2.1.1 UM 461

UM 461 was discovered in objective prism survey from the University of Michigan (MacAlpine & Williams 1981). It has an optical structure formed by two compact star-forming knots, enveloped by a diffuse medium distorted towards the south-west, as seen in Fig. 1. The knots are off-centre, the brightest located east of the galaxy. The south-west extension of the nebulosity has been attributed to tidal effect due to an interaction with UM 462 (Doublier, Caulet & Comte 1999; Noeske et al. 2003; Lagos et al. 2011). Taylor et al. (1995) first studied this interpretation as they observed distortions in the isophotes of H I emission of UM 461 towards UM 462, suggesting a binary system in interaction. On the other hand, in H I observations from Van Zee, Skillman & Salzer (1998) these two galaxies appear as isolated systems with no clear interaction signs. Although a possible interaction with UM 462 could be responsible for trigger the

star formation in UM 461, Olmo-García et al. (2017) show evidence of accretion of metal-poor gas in the latter, producing a difference in metallicity along the galaxy and probably fuelling the star formation activity.

Near-infrared observations showed that the western knot can be spatially resolved into several stellar clusters and complexes, whereas the eastern knot is more compact (Noeske et al. 2003; Lagos et al. 2011). These clusters are young (~ 5 Myr) with diameters smaller than 37 pc and masses of the order of $\sim 10^4$ – $10^6 M_\odot$. A stellar population with ages $\gtrsim 10^8$ yr is embedded in the nebular component that envelops the star-forming knots (Lagos et al. 2011). In a recent work, Lagos et al. (2018) report VIMOS-IFU observations of UM 461 and show that the ISM is well mixed at large scale, but has a low-metallicity region close to the brightest HII region. It leads the authors to imagine a scenario where a recent infall of a low-mass metal-poor dwarf or H I cloud occurred.

2.1.2 CTS 1020

CTS 1020 was also discovered by objective prism technique in the Calán-Tololo Survey (Maza et al. 1991). It has a roughly spheroidal form and a well-defined nucleus (Fig. 1), classified as an HII type II according to Telles, Melnick & Terlevich (1997). It is a less studied galaxy, but its observational properties are reported in a number of catalogues (Maza et al. 1991; Kilkenny et al. 1997; Stobie et al. 1997; Kehrig, Telles & Cuisinier 2004; Lagos, Telles & Melnick 2007; Koppurapu et al. 2008; Jones et al. 2009). Analysis of H β equivalent width indicates an intense star formation activity in a region slightly shifted from the centre of the galaxy (Lagos et al. 2007).

2.2 Observations and data reduction

Observations have been carried out in two runs in 2008 February 12 and in 2010 February 18 as part of the GS-2008-Q32 program with Gemini South 8 m telescope in Chile, using the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS) equipped with an Integral Field Unit (IFU) on single-slit mode (Allington-Smith et al. 2002). Observations have been done under very good seeing conditions. UM 461 has been observed with a seeing between 0.35 and 0.45 arcsec and CTS 1020 between 0.35 and 0.5 arcsec. Table 1 gives essentials characteristics for both galaxies. This mode uses 750 hexagonal lenses, each associated with a fibre, to sample the focal plane. The fibres are arranged to form single column positioned at the entrance of the slit of the spectrograph. The sky is sampled by 250 lenses at a distance of 1 arcmin from the science field. As individual IFU provides a field of view of 5 arcsec \times 3.5 arcsec (in single-slit mode), it was necessary nine and five fields to cover UM 461 and CTS 1020, respectively (see Fig. 1). The time exposure of each field was 600 s and the R831/550 grating has been used along with the g filter G5322 (see Table 2 for the journal of observation). The IFU fields positioning are shown in Fig. 1 superimposed to the acquisition image taken with a g filter and time exposure of 30 s.

Data have been reduced using special reduction package given by Gemini Staff¹ using the IRAF reduction package.² All raw images have been bias corrected, trimmed, and flat-fielded. Flat-field images have also been used to locate the positions of the 750 lenses

¹<http://www.gemini.edu/node/10795>

²Image Reduction and Analysis Facility is a software developed by the National Optical Astronomy Observatory – iraf.noao.edu.

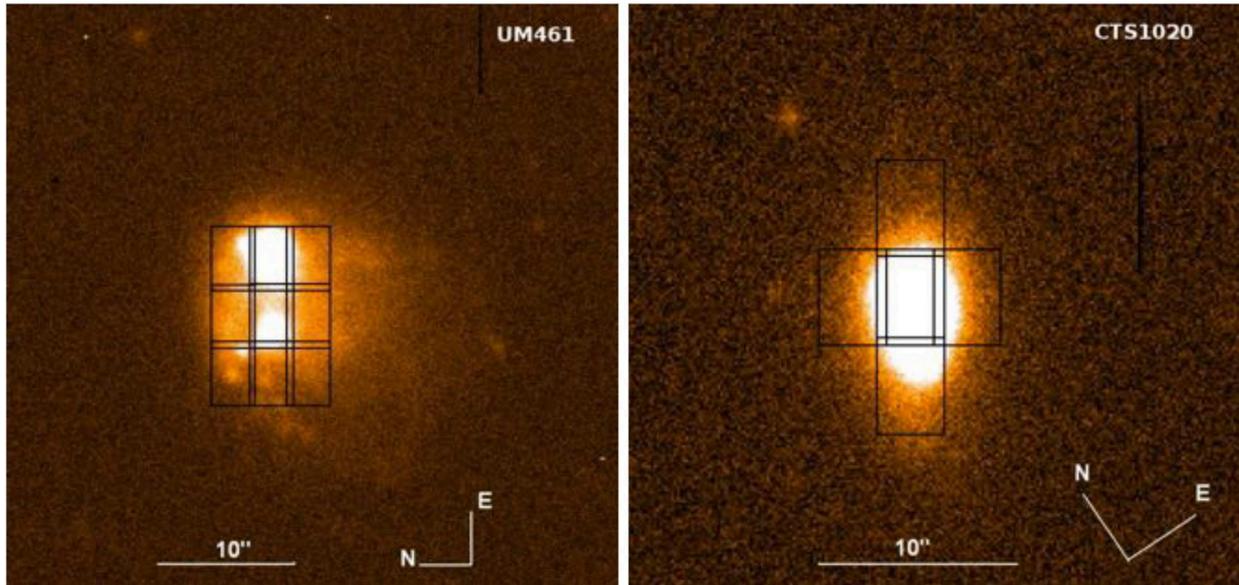


Figure 1. Acquisition images of UM 461 and CTS 1020 taken with a g filter and time exposure of 30 s. Superimposed are the IFU field mosaic. Each IFU has a $3.5 \text{ arcsec} \times 5 \text{ arcsec}$ field of view.

Table 1. General parameters of the galaxies.

Galaxy	α (J2000)	δ (J2000)	v_{sys} (km s^{-1})	D (Mpc)
UM 461	11 51 33.1	-02 22 22	1039	19.3
CTS 1020	10 47 44.3	-20 57 49	3789	57.4

Note. Informations obtained from NED.

on the frame. Twilight images were used to estimate the grating response. Arcs, from the CuAr lamp, have also been taken for the wavelength calibration. Using the bright O I night sky line at 5577.338 \AA we have estimated the wavelength accuracy to 0.1 \AA . The last step of the reduction was the sky subtraction using the field located at 1 arcsec from the science field. Finally, the data cube has been created with the GFCUBE. We used a spacial resampling of $0.1 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. The total spectral coverage for both objects is between 4442 and 6559 \AA . From the arcs spectra, we deduced a spectral sampling of 0.33 \AA per spectral pixel.

3 IONIZED GAS MOMENT MAPS

Specific macro using IDL (Image Data Language) have been used to produce the different maps. We perform a linear fit of the continuum and a Gaussian fit of the emission lines, using the GAUSSFIT task in IDL. We have considered signal from the galaxy a profile 3σ above the sky level. The Gaussian fit gave us directly three maps: monochromatic (area of the profile), radial velocity (central wavelength), and velocity dispersion (σ). Figs 2 and 3 show profiles and the associated fit, estimated in $0.4 \text{ arcsec} \times 0.4 \text{ arcsec}$ boxes, in four zones located in different areas for both objects. Location of zones is shown in Figs 4(b) and 5(b). The Gaussian fit appears to be very good, even in outskirts zones where the SNR is lower (≈ 20). Following the GAUSSFIT routine help, we estimate that the 1σ fit error is between 0.2 and 0.5 km s^{-1} depending on SNR (see Figs 2 and 3 legends).

For both galaxies, we were able to derive monochromatic map, velocity and velocity dispersion maps using only [O III] $\lambda 5007$

emission line. The velocity dispersion map has been corrected from the instrumental and thermal broadening. The velocity dispersion (σ) was obtained by correcting the observed one (σ_{obs}) for both instrumental (σ_{inst}) and thermal (σ_{th}) broadening, $\sigma_{\text{obs}} = \sqrt{\sigma^2 + \sigma_{\text{th}}^2 + \sigma_{\text{inst}}^2}$. We have estimated the thermal dispersion to $\sigma_{\text{th}} = 3.2 \text{ km s}^{-1}$ for the oxygen (at a temperature of 10^4 K), and $\sigma_{\text{inst}} = 27.5 \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$ for both galaxies, from several emission lines in calibration lamp used for the wavelength calibration. To take into account the seeing quality of observations, we performed a Gaussian smoothing of 0.4 arcsec full width at half-maximum (FWHM) of the maps. Tests in regions on the outskirts of galaxies, where the SNR is below 20, reveal that σ estimation from the Gaussian fit has a relative error less than 3 per cent when the continuum level is estimated until three times the linear fit errors.

3.1 UM 461

3.1.1 Monochromatic map

The [O III] $\lambda 5007$ monochromatic emission map is superimposed on both velocity and velocity dispersion maps presented in Figs 4(a) and (b), respectively. The eastern knot is a factor of 12 brighter compared to the western knot.

3.1.2 Radial velocity map

The velocity map has been elaborated using a systemic velocity $v_{\text{sys}} = 1039 \text{ km s}^{-1}$ from NASA/IPAC Extragalactic Database (NED).³ The eastern knot shows a velocity gradient of 15 km s^{-1} from the south-east to the north-west of the knot. The western knot has a different pattern, as does not exhibit a clear gradient and is dominated by velocities between 1048 and 1061 km s^{-1} . Despite

³The NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration – <http://ned.ipac.caltech.edu/>.

Table 2. Journal of observation.

Galaxy	Observation date	Instrument	Exposure time	Fields number	Grating filter	Resolution
UM 461	2008 Feb 12	GMOS/IFU	600 s	9	R831-G5322	4396
CTS 1020	2010 Feb 18	GMOS/IFU	600 s	5	R831-G5322	4396

Note. Informations from Gemini website.

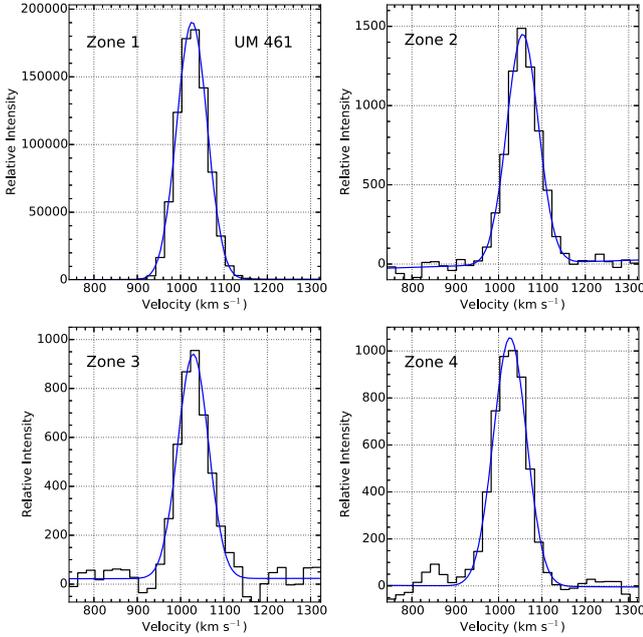


Figure 2. UM 461: Profiles and Gaussian fit in four different zones of $0.4 \text{ arcsec} \times 0.4 \text{ arcsec}$. Different zones locations are given in Fig. 4(b). They represent integrated profiles in areas with very high SNR (>200) to area with SNR < 20 .

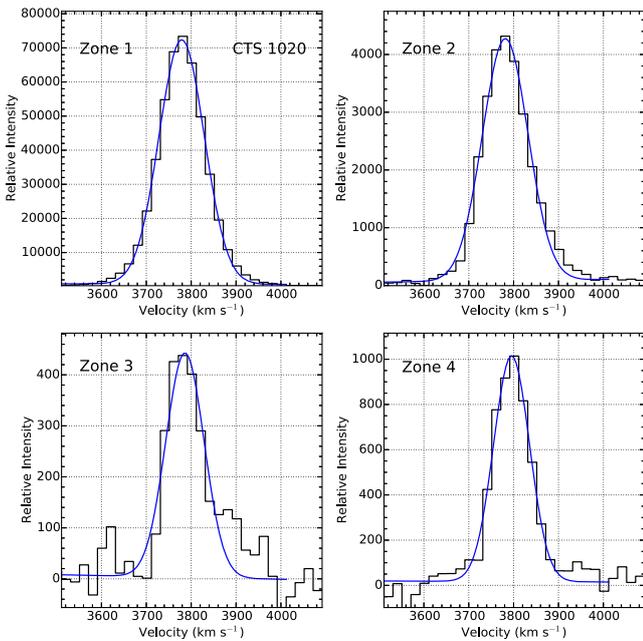


Figure 3. CTS 1020: Profiles and Gaussian fit in four different zones of $0.4 \text{ arcsec} \times 0.4 \text{ arcsec}$. Different zones locations are given in Fig. 5(b). They represent integrated profiles in areas with very high SNR (> 200) to area with SNR < 20 .

the low amplitude gradient in the eastern knot, the overall motion of the ionized gas is not ordered. Considering the stellar clusters and complexes spread along the galaxy, as observed in the near-infrared (Noeske et al. 2003; Lagos et al. 2011), the overall kinematics could result from the interaction of these stellar populations with the interstellar medium, as they evolve and inject mechanical energy into the medium through stellar winds and supernova explosions. The eastern knot, despite more compact, has at least three smaller companions around it, which could be responsible for the disturbed velocity field, mainly in the northeastern region. In the western knot, the stellar clusters are more spread out among them, producing a much less ordered motion. In fact, the velocity map of UM 461 suggests a weak kinematical connection between the knots. In agreement with this scenario, Olmo-García et al. (2017) show evidence of stellar feedback in the eastern knot and its coherent motion within the host galaxy. Lagos et al. (2018) velocity field of UM 461 is consistent with ours, showing the same velocity gradient in both knots. Radial velocities show a difference of $\approx 15 \text{ km s}^{-1}$, that can be attributed to the spectral resolution difference.

3.1.3 Velocity dispersion map

The velocity dispersion map in Fig. 4(b) shows that all velocity dispersions are supersonic, ranging between 15 and 35 km s^{-1} in a few pixels. In the eastern knot, it is noticeable a ring-like structure with σ values between 25 and 29 km s^{-1} that envelops a region of lower dispersion ($21\text{--}24 \text{ km s}^{-1}$). Melnick, Terlevich & Moles (1988) and Bordalo & Telles (2011) reported slightly lower velocity dispersion of 14.5 and 12.6 km s^{-1} , respectively. Our lowest σ is 15 km s^{-1} , but in the centre of the brightest knot, where the one fibre measurement certainly has been done, our value is $\approx 20 \text{ km s}^{-1}$. In the western knot, the velocity dispersion increases towards the south-east, with some small regions of increasing σ . A few pixels show very high velocity dispersion (especially in the connection between the knots) up to 50 km s^{-1} . In Fig. 4(c), we show a velocity dispersion contour map obtained varying the isocurves by 0.1 km s^{-1} . In this map, we wanted to highlight regions in the interval 20 to 29 km s^{-1} (shown in colours), because the contrast with the highest and lowest σ values (in grey-scale) makes it difficult to see some fine structures within these regions. In fact, we found several regions of increasing σ (meaning a local σ peak surrounded by decreasing values) along the galaxy. By restricting the σ range allowed us to better distinguish the ring-like structure in the eastern knot. This structure resembles the distribution of $\text{H}\beta$ equivalent width reported by Lagos et al. (2007), which exhibits $EW(\text{H}\beta)$ higher than 300 \AA , indicating an intense star formation activity in the eastern knot.

3.2 CTS 1020

3.2.1 Monochromatic map

The $[\text{O III}]\lambda 5007$ monochromatic emission map is superimposed on both velocity and velocity dispersion maps presented in Figs 5(a)

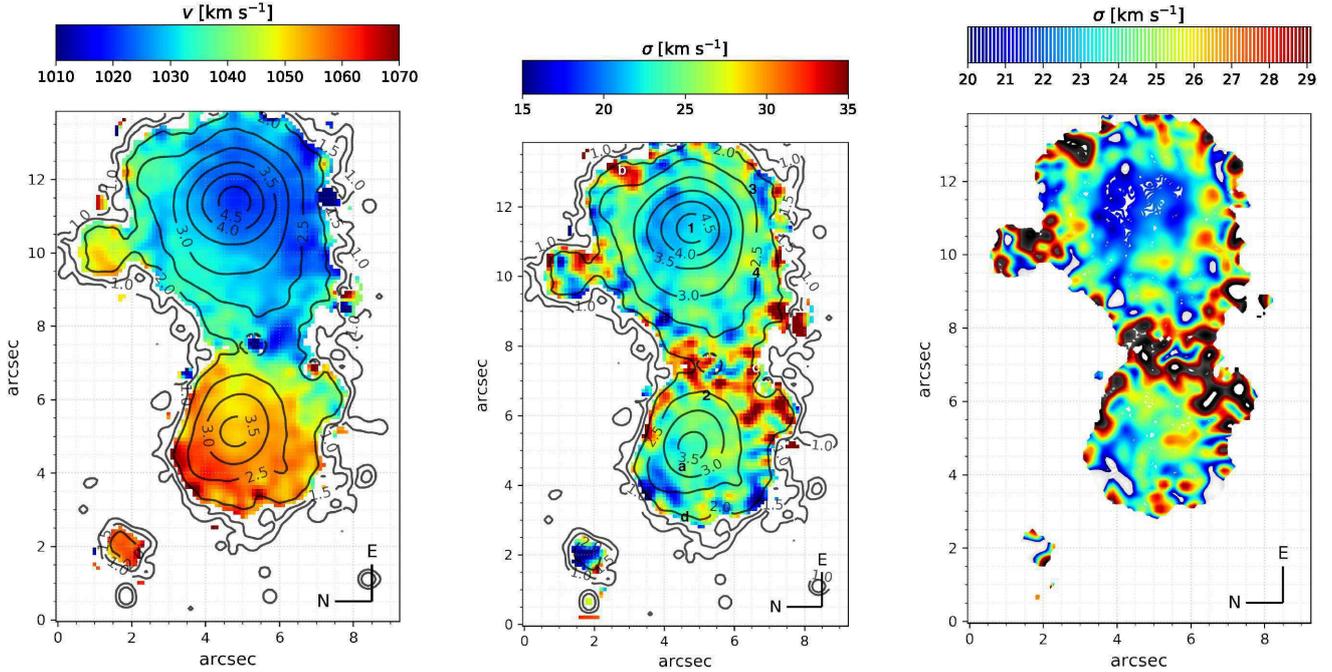


Figure 4. UM 461: (a) Radial velocity and (b) velocity dispersion maps. The superimposed contours are the flux from $[\text{OIII}]\lambda 5007$ line. Labels refer extracted profiles in Fig. 2 (numbers) and Fig. 14 (letters). (c) Velocity dispersion contour map with isocurves varying by 0.1 km s^{-1} . In colours we have points in the interval $20\text{--}29 \text{ km s}^{-1}$ and in grey-scale for values out of this interval.

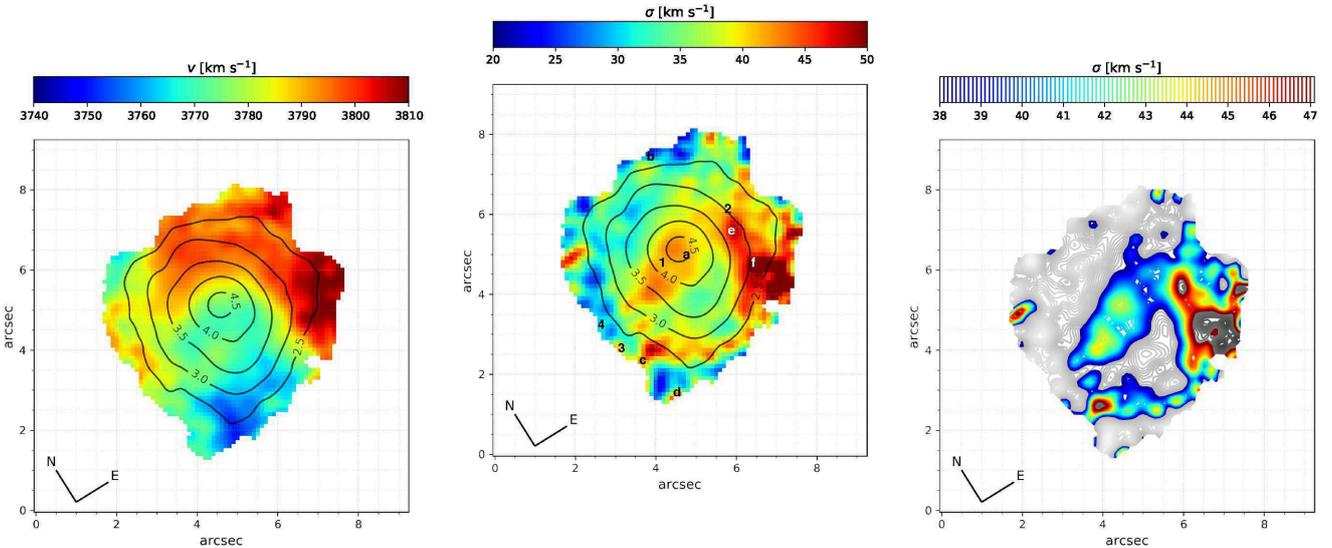


Figure 5. CTS 1020: (a) Radial velocity and (b) velocity dispersion maps. The superimposed contours are the flux from $[\text{OIII}]\lambda 5007$ line. Labels refer extracted profiles in Fig. 5 (numbers) and Fig. 15 (letters). (c) Velocity dispersion contour map with isocurves varying by 0.1 km s^{-1} . In colours we have points in the interval $38\text{--}47 \text{ km s}^{-1}$ and in grey-scale for values out of this interval.

and (b), respectively. Emission extends across all observed fields (and possibly beyond the observed fields in the north-east and east). It is also noticeable an extension towards the south-west, which probably is a manifestation of a second nucleus, but the lack of spatial resolution prohibits to see it.

3.2.2 Radial velocity map

We used $v_{\text{sys}} = 3789 \text{ km s}^{-1}$ as systemic velocity from NED. The velocity field of CTS 1020 is very different from UM 461. Here, we can clearly see a velocity gradient more consistent with a rotating

disc. Across a velocity major axis of 0° , radial velocity varies from 3752 km s^{-1} in the south to 3800 km s^{-1} in the north. South-west from the monochromatic centre (at $\sim 1 \text{ arcsec}$), a small region shows radial velocities 10 km s^{-1} higher than immediate surroundings. We speculate that it can be a high velocity cloud. East of the centre, on the edge of the field, a region of $2 \text{ arcsec} \times 1.5 \text{ arcsec}$ shows high radial velocities between 3805 and 3818 km s^{-1} , the highest of the velocity field. Here too, we can speculate that it is a high velocity cloud, but because our fields did not cover the galaxy entirely, it is difficult to conclude. Despite a clear velocity gradient compatible

with a disc pattern, it is almost certain that the kinematics is more complex than it seems.

From the monochromatic map we derived an inclination angle of the disc by doing the ratio of the minor axis to the major axis, we found 30° .

3.2.3 Velocity dispersion map

The outskirts of the velocity dispersion map (Fig. 5b) shows values lower than $\sigma = 20 \text{ km s}^{-1}$, where the SNR is close to the limit discussed above and the Gaussian fit profile is not so good. Nevertheless, after an eye check of these profiles, we are confident that the estimated dispersion is accurate. Beside this region, the velocity dispersion reaches low values ($\sigma < 38 \text{ km s}^{-1}$) in the northern and southern regions, while highest values ($\sigma > 47 \text{ km s}^{-1}$) are concentrated in an arch in the southeastern part of the galaxy. Crossing the centre of the galaxy in the east to west direction σ assumes values between 38 and 47 km s^{-1} . Fig. 5(c) shows the σ contour map restricted to the range 38– 47 km s^{-1} (shown in colours). These values are mainly concentrated in the area along the centre towards the west of the galaxy. By restraining the σ range, we can now distinguish few regions of increasing σ : in the centre, σ increases with intensity; in the west coincides with the disturbed region seen in the velocity field; in the southeastern region σ reaches values higher than 47 km s^{-1} .

4 DIAGNOSTICS DIAGRAMS

4.1 Description

As mentioned before, several studies have shown that H II galaxies have supersonic velocity dispersion and little velocity gradient. In order to study the dynamic of these objects, several studies have suggested over the years the use of the so-called diagnostic diagrams such: $I-\sigma$, $I-V_r$, or $V_r-\sigma$. For each galaxy, we are presenting the $I-\sigma$ in Fig. 6(a), $I-V_r$ in Fig. 6(b), and $V_r-\sigma$ in Fig. 6(c). Bordalo et al. (2009) summarize the different interpretations of these diagrams. Introduced by Muñoz-Tuñón et al. (1996), the $I-\sigma$ diagram has been used by those authors to identify expanding shells by localizing inclined bands. This interpretation is based on the fact that the velocity dispersion should be higher at the centre of the shell and the intensity lower because less material is crossed along the line of sight than at the inner and outer edges of the shell. Large variations of radial velocity with a relatively narrow intensity interval in an $I-V_r$ diagram, could mean an expansion or an inflow of matter. The $V_r-\sigma$ panel looks at the dependence between the two variables. If a significative correlation is found between velocity and dispersion, it could mean the presence of relative motion inside the system. The inclined pattern is the signature of systematic motion, such as Champagne flows such that cloud of gas with high σ moves away from us (positive slope) or towards us (negative slope).

4.1.1 UM 461

The top panels of Fig. 6 show the diagnostic diagrams for UM 461. Each knot is represented with two different symbols. The $I-\sigma$ plot shows a similar behaviour for both knots, a trumpet like shape where the low intensity region has a large velocity dispersion range and the high intensity region a narrow velocity dispersion interval. The $I-V_r$ panel clearly shows the velocity differences between both knots, with the western knot moving away from the

eastern knot. The radial velocity range is larger at very low intensity level due to the lowest SNR. No vertical bands, characteristic of expansion motion, is visible in either knots. The $V_r-\sigma$ plot shows a clear correlation, but a closer look seems to show substructures. We decided to investigate further using robust statistical tools, detailed in Section 5.

4.1.2 CTS 1020

The bottom panels of Fig. 6 show the diagnostic diagrams for CTS 1020. The $I-\sigma$ diagram exhibits a different behaviour of σ compared to UM 461. Here, σ increases with intensity until reaches a lane along all intensities with values between 38 and 43 km s^{-1} (highlighted in Fig. 5c), and a mean of 40.3 km s^{-1} . Fig. 6(b) shows the $I-V_r$ corresponding diagram for this object. No radial motions (materialized by a vertical band) can be seen. The triangular shape towards the higher intensity, is more characteristic of a rotation pattern, with a maximum velocity amplitude of 80 km s^{-1} . The third plot (Fig. 6c) represents the $V_r-\sigma$ diagram. It seems that two populations are present, we have performed a deep statistical analysis in the Section 5 in order to extract those two populations.

4.2 $I-\sigma$ diagram

In Figs 7 and 8, we further explored the $I-\sigma$ diagram by looking at different regions and their respective location in the velocity dispersion map. We have divided the $I-\sigma$ diagram in three intervals of intensity (*high* – $\log I > 3.5$; *intermediate* – $2.7 < \log I < 3.5$; and *low* – $\log I < 2.7$), and σ intervals according to values in the horizontal lane, in order to distinguish their distribution over the galaxy.

4.2.1 UM 461

Fig. 7 shows the $I-\sigma$ diagram and the respective velocity dispersion map for UM 461. This galaxy has a simple morphology with intensity decreasing outwards the knots. The high intensity regions (in dark blue) have an almost constant velocity dispersion ($\langle \sigma \rangle \sim 21.8 \text{ km s}^{-1}$), which also comprises an horizontal lane along the intensity range. The regions in $2.7 < \log I < 3.5$ also exhibit values around $\langle \sigma \rangle$ (in orange – mainly in the eastern knot) with some regions of higher σ (in yellow), which coincides with the ring-like structure shown in Fig. 4(c). The lowest ($\sigma < 20 \text{ km s}^{-1}$) and highest σ values ($\sigma > 32 \text{ km s}^{-1}$) are located in the outermost regions of the galaxy, surrounding both star-forming knots. Only a few pixels reach σ values higher than 32 km s^{-1} . These regions (shown in grey and red) cover the whole σ range and form a triangular pattern, which is related to the turbulent motion in the diffuse gas that permeates the star-forming regions in the galaxy (Moiseev & Lozinskaya 2012; Moiseev et al. 2015). It was not possible to identify signatures of expanding shells, as proposed by Muñoz-Tuñón et al. (1996). The horizontal lane with an almost constant σ is supposed to be a supersonic random motion caused by a constant passage of bow shocks from low-mass stars in the model of Muñoz-Tuñón et al. (1996).

4.2.2 CTS 1020

In CTS 1020, the velocity dispersion distribution (Fig. 8) shows a different pattern from that of UM 461. Although the σ range also decreases with increasing intensity, the regions of high intensity

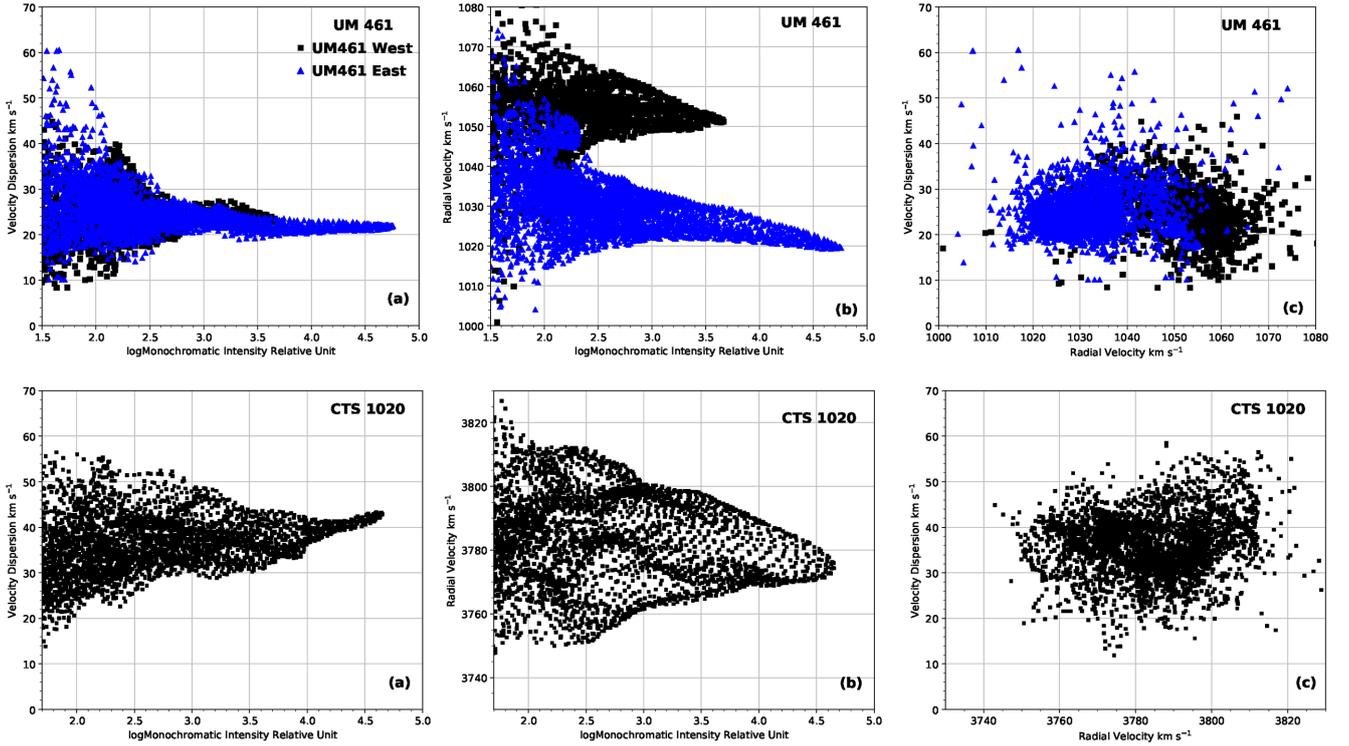


Figure 6. Diagnostic diagrams for UM 461 (*top*) and CTS 1020 (*bottom*): (a) Velocity dispersion versus intensity; (b) radial velocity versus intensity; and (c) velocity dispersion versus radial velocity. We have separated the western (black) and eastern (blue) knots for UM 461.

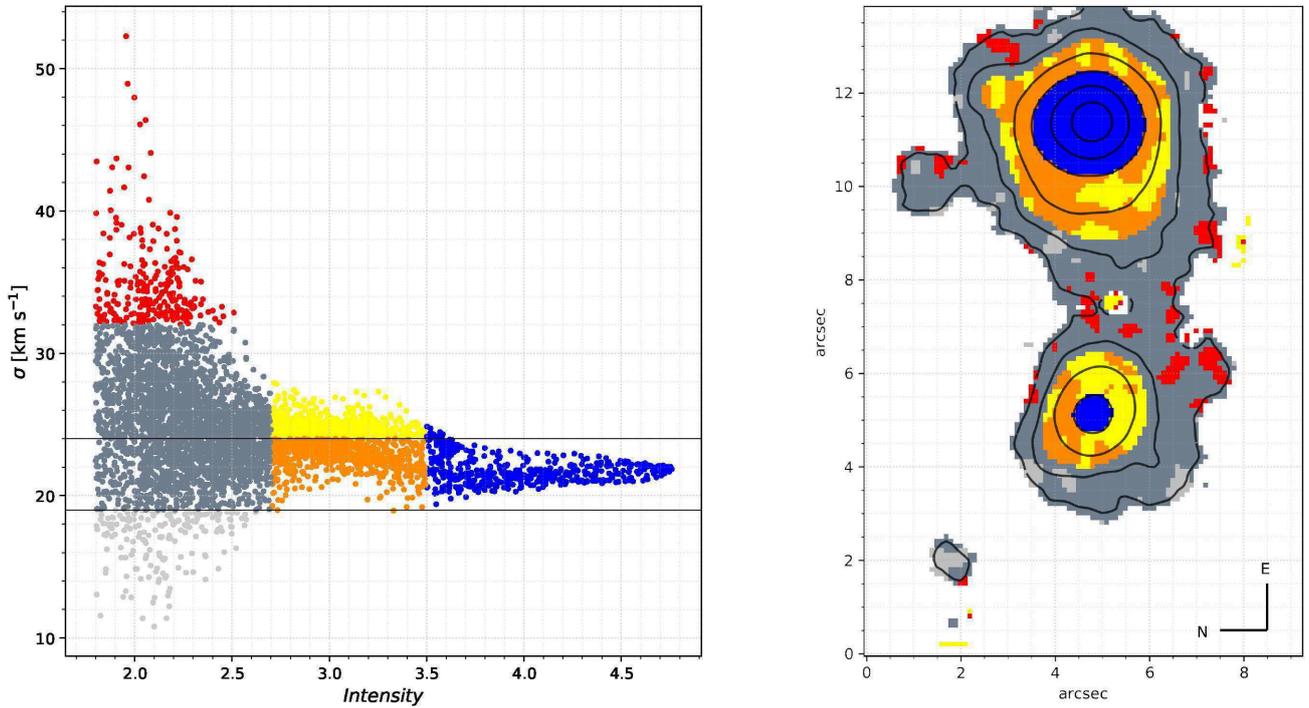


Figure 7. $I-\sigma$ diagram and respective velocity dispersion map for UM 461. The black horizontal lines indicate, from top, the velocity dispersion in 24 and 19 km s^{-1} . The intensity is given in arbitrary units and is shown as contours in the map.

are related to high velocity dispersion. This galaxy also presents a horizontal lane of an almost constant velocity dispersion ($\langle\sigma\rangle \sim 40.3 \text{ km s}^{-1}$), but contrary to UM 461, in CTS 1020 this value is higher than the overall mean (37.1 km s^{-1}) along the galaxy. The

points in this lane (represented in dark blue, dark orange and red) are not widely spread along the galaxy (see also Fig. 5c), as seems to be the case of UM 461. Instead, the regions represented in light blue, light orange, and light grey, seems to cover a large area of

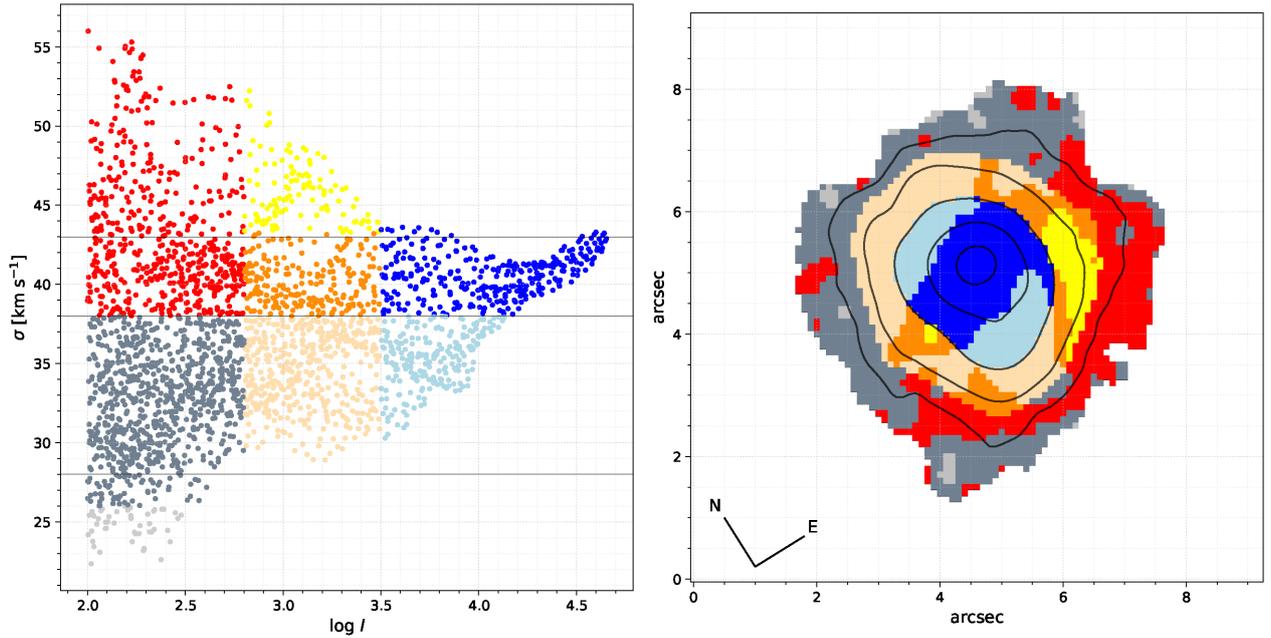


Figure 8. I – σ diagram and respective velocity dispersion map for CTS 1020. The black horizontal lines indicate, from top, the velocity dispersion in 43, 38, and 28 km s^{-1} . The intensity is given in arbitrary units and is shown as contours in the map.

the galaxy. The velocity dispersion seems to decrease outwards, but some regions show a velocity dispersion higher than the local average, such as the regions in dark orange. The high intensity region with σ values around $\langle\sigma\rangle$ (in dark blue) cross the centre of the galaxy in the east to west direction (as also seen in Fig. 5c). As observed in UM 461, the lowest ($\sigma < 28 \text{ km s}^{-1}$) and highest σ values ($\sigma > 43 \text{ km s}^{-1}$) are located in the outer parts of the galaxy, except by a small region with σ higher than 43 km s^{-1} in the south-east (in yellow), which would be an evidence of expanding motion. Despite the different pattern, the main similarity with UM 461 is that the outermost regions (shown in grey and red) cover the whole σ range, and could also be related to the turbulent motion of the diffuse gas.

5 STATISTICAL ANALYSIS

In order to extract information from the V_r – σ diagram, we performed statistical analysis to determine the possibility of having several independent populations. To achieve this goal, we employed the R statistical package (R Development Core Team 2009), largely used in different statistical analysis. We aim at finding how many independent components are present (task `Mclust`), to locate them in the diagram and in the map (so-called geographic location). `Mclust` is a R function for model-based clustering, classification, and density estimation based on finite Gaussian mixture modelling. An integrated approach to finite mixture models is provided with routines that combine model-based hierarchical clustering and several tools for model selection (see Fraley & Raferty 2007).

A central question in finite mixture modelling is how many components should be included in the mixture. In the multivariate setting, the volume, shape, and orientation of the covariances define different models (or parametrization) with their different geometric characteristics. In `Mclust`, the number of mixing components and the best covariance parametrization are selected using the Bayesian Information Criterion. `Mclust` also re-

lates each element in the data set to a particular component in the mixture.

The code uses the Expectation–Maximization algorithm that maximizes the conditional expected log-likelihood at each M-step of the algorithm.

Below, we are detailing how we applied these different tasks and their results.

5.1 UM 461

In this case, we had to separate the knots on the east and west. Figs 9(a) and (b) show the result of such statistical analysis for the eastern knot and Figs 9(c) and (d) western knot.

In UM 461 eastern knot, we found $m = 4$ components. Two of these components did not seem to have physical meaning since they were regrouping dispersed points in the galaxy outskirts and small areas. The two others components correspond to two peaks in a density map of the diagram (not presented here), which gave us more confidence in the statistical decomposition. Both components are plotted in Fig. 9(a), respectively in blue and orange, within a 80 per cent confidence level. We perform a standard Pearson’s product–moment correlation test for the different components, in order to show the existence of systematic motions mentioned before. Subcomponent 1 (in orange) has a correlation of 0.37 and the correlation of subcomponent 2 (in blue) is 0.28, both are considered as weak correlation.

In UM 461 western knot, we also found $m = 4$ components. As previously, only two seems to show a physical meaning. The relevant components correspond to denser areas of the diagram. The Pearson test in both components gives respectively 0.33 (orange component) and -0.01 (blue component).

In both, east and west regions, we performed a simple linear regression (showed as solid lines in Figs 9a and c) for these components when the correlation is relevant. In this context, both subcomponents in the eastern region can be interpreted as complexes with relatively high dispersion, moving away from the observer (positive

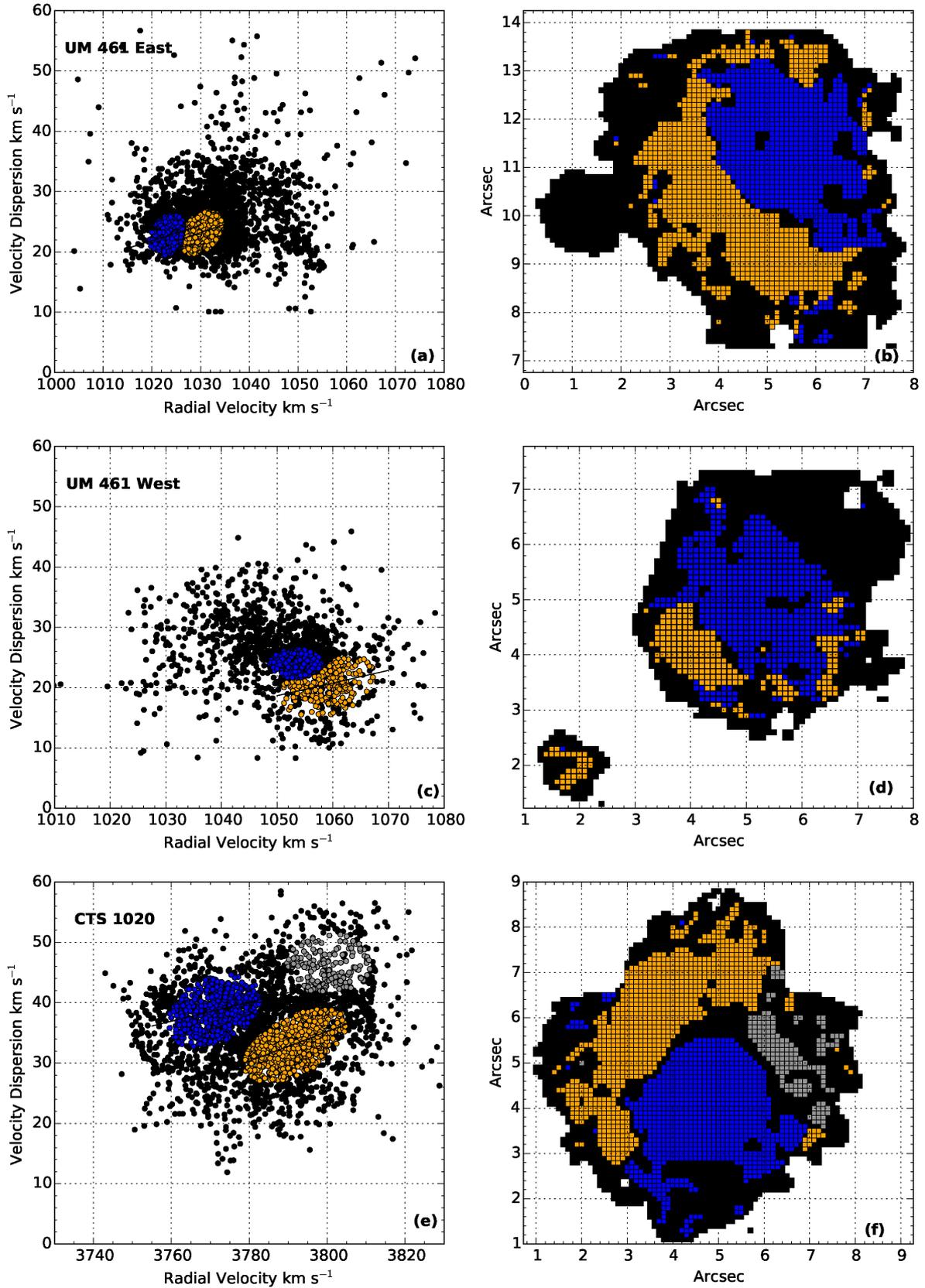


Figure 9. UM 461 East (a) V_r - σ diagram. Two components, blue and orange, separated using statistical analysis with the task `MClust`. (b) Geographic representation of the different components. UM 461 West (c) V_r - σ diagram. `MClust` decomposition result, (d) geographic representation of the different components. CTS 1020 (e) V_r - σ diagram. Five components separated using `MClust` task. CTS 1020 (f) geographic representation of the different components. Solid lines represent linear regression of the different components in all plots.

slope). In the western region only the orange component shows a relevant correlation and the linear regression has a positive slope, corresponding to a complex moving away from the observer.

Figs 9(b) and (d) show the geographic location of the different components and subcomponents for both eastern and western knots. In both knots, the geographic location is compatible with the velocity field represented in Fig. 4(a), with the subcomponent in blue representing the low velocity area and the orange subcomponent representing higher velocities.

5.2 CTS 1020

As for UM 461, before analysis, V_r and σ were normalized in order to avoid bias due to amplitude differences between V_r and σ .

The `Mclust` analysis is presented in Figs 9(e) and (f). It has separated three components in the V_r - σ diagram. All of three components appear to have a physical meaning when we look at the X - Y location map (Fig. 9f). The first two ones (blue and grey) show weak (0.3 for first component) and moderate (0.54 for the second) correlation.

Fig. 9(f), representing the X - Y location of these regions, is also compatible with CTS 1020 velocity map (Fig. 5c) where the orange region represents the high radial velocities in the north-west and the blue region represents the lower radial velocities. The third component (grey) seems to correspond to the highest radial velocities but does not show any correlation with the Pearson test. We also perform a simple linear regression for both components (orange and blue, showed as solid lines in Fig. 9e), where the correlation is relevant.

6 PRINCIPAL COMPONENT ANALYSIS OF DATA CUBES

The basic idea of this analysis, used with multidimensional data, consists in apply a linear orthogonal transformation to take the data from their original basis, where they are correlated, to a new basis, where the variables are not. This new orthogonal basis, formed by eigenvectors, is then used to represent the data. Eigenvectors in this new coordinate system are classified by decreasing variance (Starck & Murtagh 2006). A tomogram (or eigenimage) is a 2D representation of the projected data in this new basis. Each tomogram corresponds to an eigenspectrum, which is the representation of the eigenvector components (or weights) versus the wavelength (or radial velocity). Weight values can be positive or negative which is reflected in the respective tomograms (Steiner et al. 2009; Cerqueira et al. 2015)

This variance can be understood as the information quantity contained in each eigenvector. It is possible then to reconstruct the original cube using only the most relevant tomograms (the ones with higher variance), leaving aside the rest (basically noise or instrument fingerprint). The use of PCA with data cube has been explored by several authors during the past decade. Steiner et al. (2009) and Menezes, Steiner & Ricci (2014) give details about PCA treatment and data preparation, see also Cerqueira et al. (2015) for more details. In the following, we are presenting the Principal Component Analysis for both galaxies, first analysing the four more relevant eigenspectra and tomograms and then presenting the reconstructed maps. We choose to perform this decomposition using $[O\text{ III}]\lambda 5007$ emission line because it is the brightest line.

6.1 Tomograms and eigenspectra

Figs 10 and 11, respectively, show the PCA decomposition of UM 461 and CTS 1020. On top, we present the four most relevant tomograms, representing respectively 99.55, 0.40, 0.03, and 0.001 per cent of variance for UM 461 and 98.99, 0.90, 0.05, and 0.02 per cent of variance for CTS 1020. For both galaxies, colour coding are indicative of the weights (components) of the eigenvectors and are non-dimensional. For both galaxies, eigenspectra are represented in the bottom row. The Y -axis represents the weights and the X -axis gives the relative displacement, in velocity, with respect to the systemic velocity, respectively $v_{\text{sys}} = 1039 \text{ km s}^{-1}$ for UM 461 and $v_{\text{sys}} = 3789 \text{ km s}^{-1}$ for CTS 1020.

(i) The first tomogram, giving most of the variance, mainly represents the monochromatic emission for both galaxies, represented by isophotes in Figs 4(a) and 5(a). We recognize the two nuclei in UM 461 (brighter on the east) and the small extension in the south-west in the case of CTS 1020.

(ii) The second tomogram (and the respective eigenspectrum) shows a different pattern. For both galaxies, we can see that eigenvectors weights are positives and negatives with respect to the velocity displacement.

In the case of UM 461, a positive velocity gradient can be seen with respect to the eigenspectrum, the red wing of the eigenspectrum corresponds to positive weight, associated with positive regions in the eastern knot of the tomogram. The blue wing is associated with the negative region of the eastern knot of the tomogram and with negative weights in the eigenspectrum. The maximum velocity gradient we can infer from the eigenspectrum is $\sim 70 \text{ km s}^{-1}$. The western knot does not show any gradient.

In the case of CTS 1020, positive coefficients appear to be associated with the blueshifted wing of the eigenspectrum and negative coefficients with the redshifted wing. The tomogram associated with the eigenspectrum shows this gradient along a $PA \approx 0^\circ$. The velocity amplitude of this gradient, deduced from the eigenspectrum, is $\approx 80 \text{ km s}^{-1}$.

(iii) The third tomogram shows different pattern between UM 461 and CTS 1020. In the case of UM 461, the eigenspectrum shows two negatives peaks (corresponding to blue regions in the tomogram) and one positive peak (corresponding to the red area). CTS 1020 eigenspectrum shows the opposite, two positive peaks and one negative peak. The western knot of UM 461 does not show velocity gradient and the eastern knot is showing two positive (red) regions with a negative (blue) region in between. In the case of CTS 1020, two negative (blue) areas with two positive (red) regions in between.

(iv) The fourth tomogram is very faint in UM 461 case but both eigenspectra are showing the same pattern with two negative and two positive peaks.

6.2 Toy models

In order to interpret the physical meaning (if any) of eigenspectra and tomograms, we performed some simple toy models to be analysed using PCA and looked at results. Only one phenomenon comes to mind when we think about describing the ionized gas kinematics in a galaxy: a rotating disc. We basically simulate two kinds to rotation in order to be analysed using PCA, we first present a rigid body rotation and then a differential rotating disc. For the latter one, we decide to give three different inclinations. All models have in common an exponential light distribution, a position angle

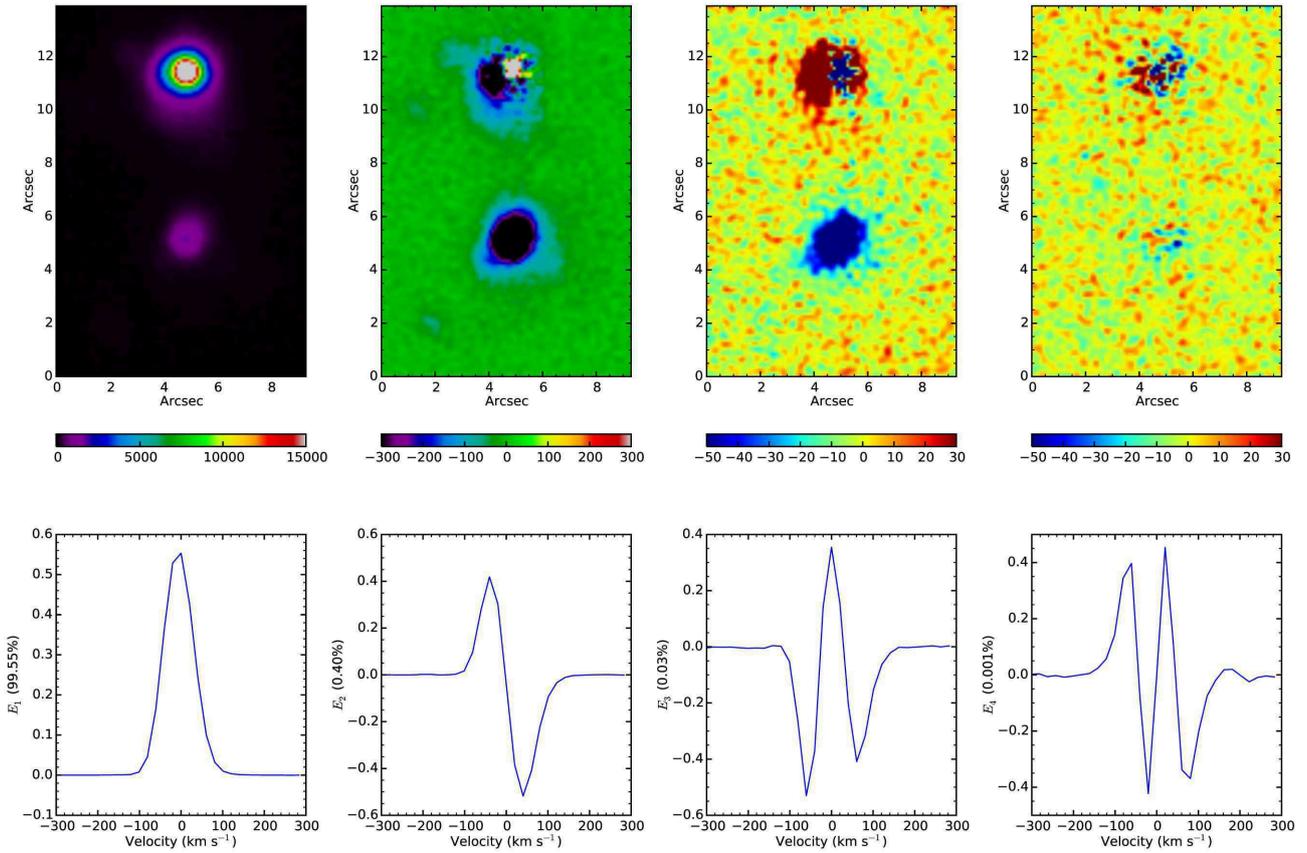


Figure 10. UM 461. PCA decomposition of [O III]λ5007 data cube. Top row represents four tomograms with the highest variance. Bottom row presents the correspondent eigenvectors, with the respective variance.

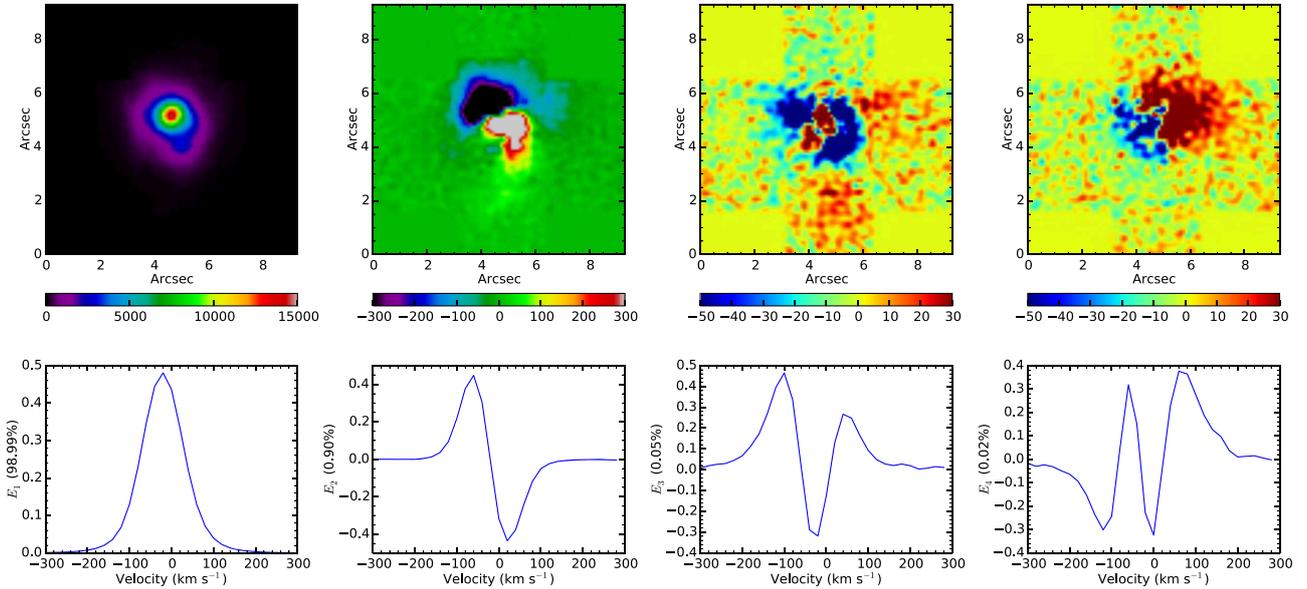


Figure 11. CTS 1020. PCA decomposition of [O III]λ5007 data cube. Top row represents four tomograms with the highest variance. Bottom row presents the correspondent eigenvectors, with the respective variance.

of 45° and a Poissonian noise has been added. The light distribution is not important since it always represents the higher variance in the decomposition and the first tomogram represents it.

(i) Rigid body rotation

Fig. 12 gives the first four tomograms and eigenvectors for the model. As expected, the first component represents the exponential

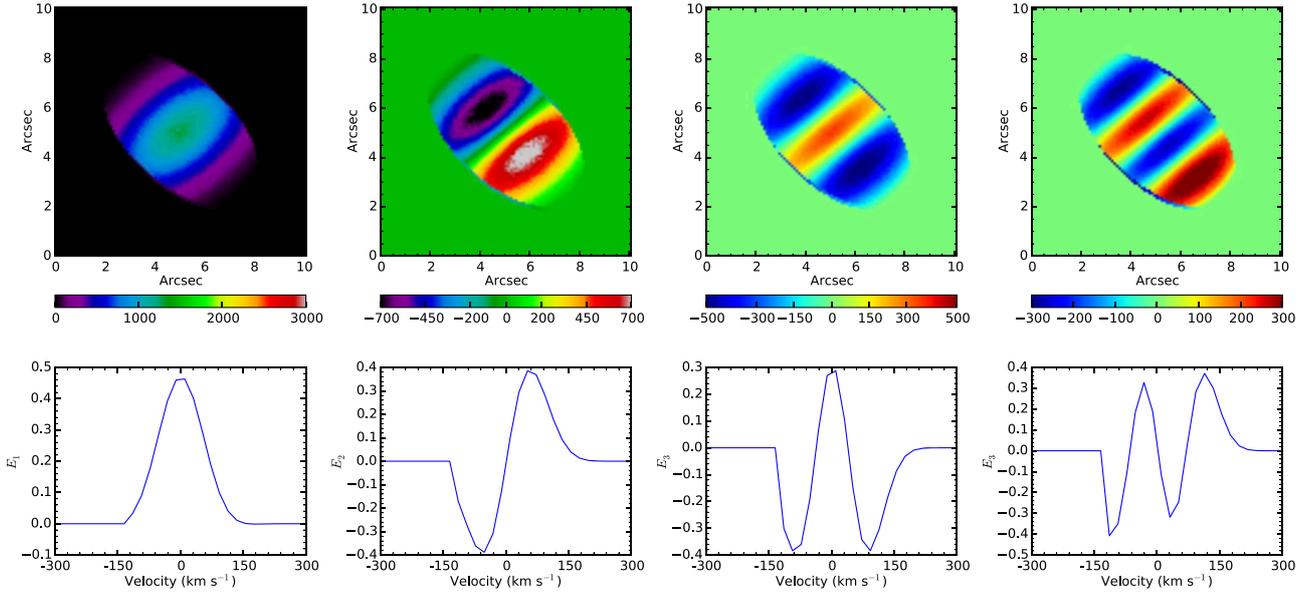


Figure 12. PCA decomposition of a rigid body rotation. Top row represents four tomograms with the highest variance. Bottom row presents the correspondent eigenvectors.

light distribution. The second tomogram is the velocity field, with the classic straight line isoveLOCITIES. The corresponding eigenvector reproduce the 60 km s^{-1} velocity gradient. Third and fourth eigenvectors, show alternately positive and negative coefficients.

(ii) Rotating disc

In these model, we simulate a rotating disc with three different inclinations, $i = 20^\circ$, $i = 45^\circ$, and $i = 60^\circ$, and a maximum rotational velocity of 60 km s^{-1} . As mentioned before, we found that the second tomogram represents more or less the velocity field (confirmed by the amplitude found in the second tomogram). Fig. 13 only presents the result of the PCA for a disc inclination of $i = 45^\circ$. The second tomogram/eigenvector reproduces the velocity field of a rotating disc with a velocity amplitude of 60 km s^{-1} and a plateau after the first few arcseconds. The third and fourth eigenvectors also show alternate positive and negative coefficients. The last two tomograms show negative (blue) and positive regions (red).

The principal aim of such simple models was to determine if a PCA decomposition was able to separate some kinematical parameters, such as inclination for instance, and our answer is no. We also simulate rotating disc with two different velocity dispersions, but the different eigenvectors look like the same and no differences can be found. As a result we are fairly confident that, only the two first eigenvectors/tomograms can have a physical interpretation, respectively as the light distribution (always with the highest variance) and the velocity field of some kind showing a velocity gradient. The interpretation of lower variance of eigenvectors will be highly speculative.

6.3 Reconstructed data cubes

The great strength of the PCA decomposition, regarding data reduction, is the fact that it can eliminate noise in a very clean and efficient way. The reconstructed cube will be done by using the most significant eigenvectors (the one with higher variance), following the description by Steiner et al. (2009) and Cerqueira et al. (2015). We have limited the reconstruction to the first three eigenvectors representing 99.98 per cent of the variance in UM 461 case

and 99.94 per cent for CTS 1020. In Figs 14 and 15, we present four original and reconstructed profiles in regions across UM 461 and CTS 1020. These regions are $0.4 \text{ arcsec} \times 0.4 \text{ arcsec}$ and are located in different parts of the galaxies. Zones 1 are located in the bright parts of each galaxy. The other zones are located in low SNR regions in the outskirts of each galaxy. In high SNR areas, there are virtually no differences between the original and the reconstructed profile. In the others zones, we can note that reconstructed profiles are more regular in shape. We can also note that the central velocities are almost identical between the original and reconstructed profiles. The major difference comes from the FWHM (and then the velocity dispersion). In both galaxies, the reconstructed profile appears to be narrower compared to the original profile. We have selected those profiles as examples of where the SNR is low. The differences in velocity dispersion is clearer when looking at the diagnostic diagrams, presented below.

For both galaxies, we built the different maps and diagnostic diagrams and analysed them. Both the eastern and western parts of UM 461 do not show significant differences in the $Vr-\sigma$, where differences could be seen more easily. Both regions, east and west, show similar distribution in the $Vr-\sigma$ plane compared to data without PCA analysis. In CTS 1020 case, the result is different. Fig. 16 presents the diagnostic diagram velocity dispersion versus radial velocity from both reconstructed profiles and originals. Blue symbols represent original data and black symbols represent data from reconstructed profiles. Fig. 16 shows velocities lower than 3740 km s^{-1} coming from regions in the south-west. Fig. 16 also shows a lower number of pixels with velocity dispersion higher than 45 km s^{-1} compared to original data. More generally, it is noticeable that the velocity and the velocity dispersion distribution have changed, even if the bulk of points seems to remain the same. The region with high velocity (beyond 3780 km s^{-1}) and high velocity dispersion (larger than 40 km s^{-1}) is not present anymore. These points came from the east-south-east region in Fig. 5(b), where the velocity dispersion is the highest. Profiles from Zones e and f (Fig. 15) clearly show that reconstructed profiles are narrower than original ones.

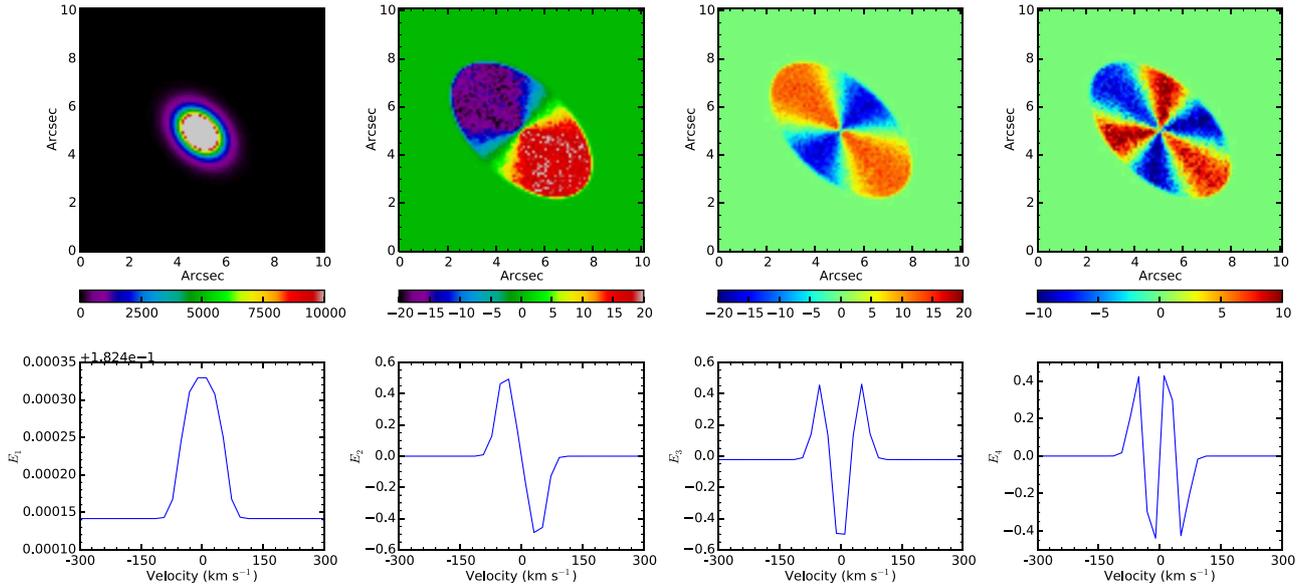


Figure 13. PCA decomposition of a rotating disc. Top row represents four tomograms with the highest variance. Bottom row presents the correspondent eigenvectors.

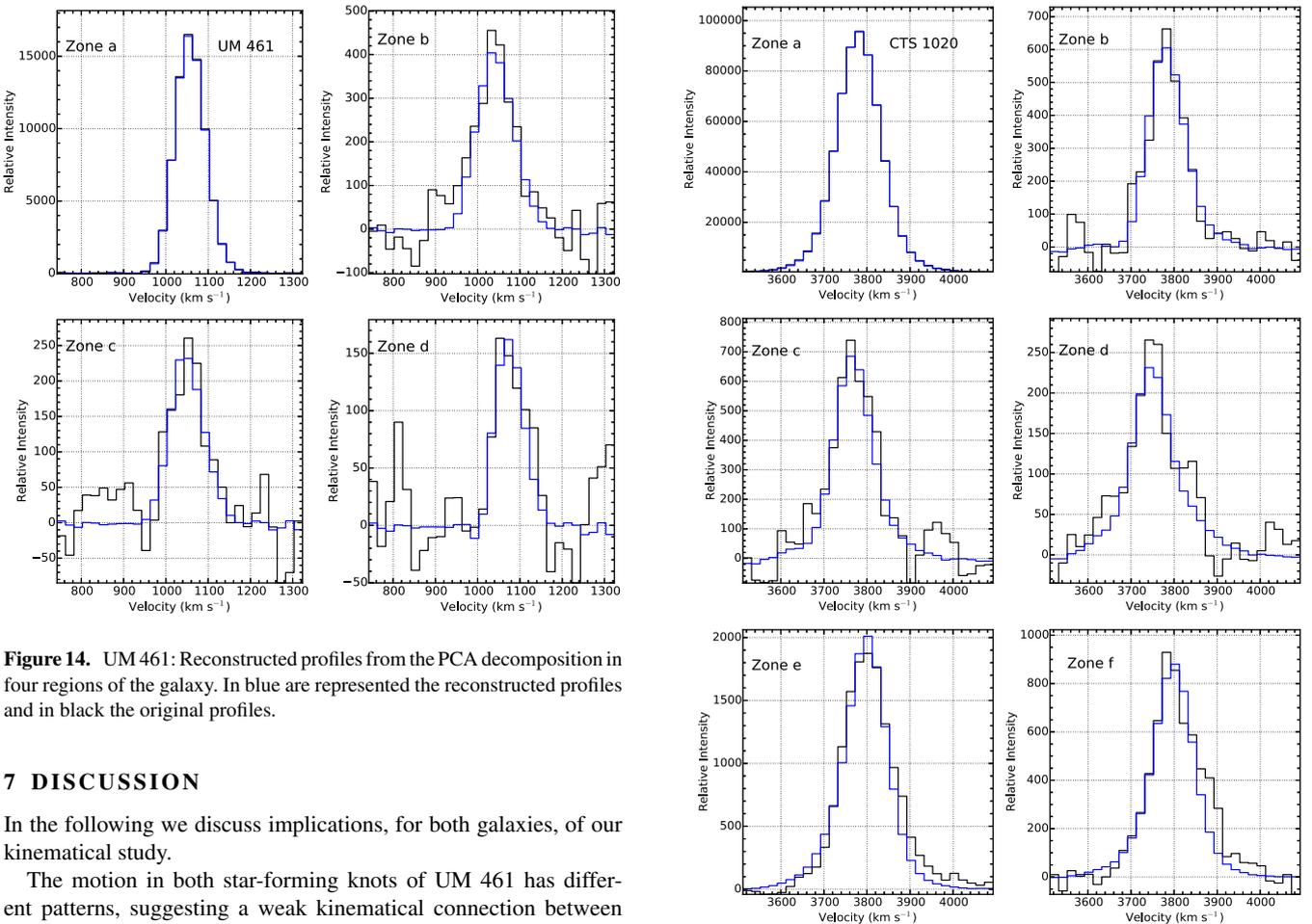


Figure 14. UM 461: Reconstructed profiles from the PCA decomposition in four regions of the galaxy. In blue are represented the reconstructed profiles and in black the original profiles.

7 DISCUSSION

In the following we discuss implications, for both galaxies, of our kinematical study.

The motion in both star-forming knots of UM 461 has different patterns, suggesting a weak kinematical connection between the knots. The velocity field is disturbed mainly in the western knot, which is spatially resolved in individual stellar clusters and complexes (Noeske et al. 2003; Lagos et al. 2011). The overall kinematics of the galaxy is probably a result from the interaction with a low-mass metal-poor dwarf or H I cloud (Lagos et al. 2018).

Figure 15. CTS 1020: Reconstructed profiles from the PCA decomposition, in four regions of the galaxy. In blue are represented the reconstructed profiles and in black the original profiles.

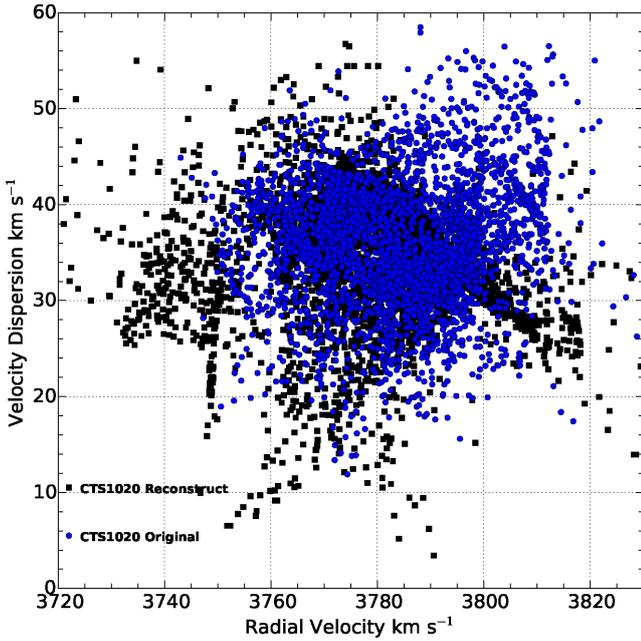


Figure 16. Velocity dispersion versus radial velocity diagnostic diagram from reconstructed profiles and original.

At first glance, CTS 1020 seems to show a more ordered motion with a gradient of $\sim 50 \text{ km s}^{-1}$ (from velocity field top to bottom). The velocity field can be seen as a rotating disc, even though the velocity field is disturbed in several regions.

The velocity dispersion in the eastern knot of UM 461 form a ring-like structure that resembles what we could expect in a collect and collapse scenario (Elmegreen & Lada 1977) in which the first generation of stars produces an H II region that expands and sweep up the interstellar medium creating a shell of material that will collapse and start to form stars within it. In that shell, the newly formed stars also create H II regions that expands into the shell ionizing it. In that way, the velocity dispersion induced to the gas in the most central region increases as the gas encounter an inhomogeneous medium and increases further as the stars within the shell drive H II regions. In that context, the regions of increasing σ seen in Fig. 4(c) could be related to H II regions within the ring-like structure. This kind of ring-like structure has been observed in molecular gas that surrounds H II regions (Deharveng et al. 2003, 2010), but in an advanced stage the gas will be ionized by the stellar population formed in the shell and this molecular signature disappears. Thus, we could be looking at this advanced stage of a collect and collapse scenario, also favoured by the morphology of the eastern knot. This is in agreement with Olmo-García et al. (2017) that show a global expansion of this knot.

The galaxies also differ in the $I-\sigma$ diagram distribution, but the overall picture still agrees with the observed pattern for H II galaxies, in which the σ range decreases with increasing intensity. The main difference is that, in UM 461, high intensity regions are related to low velocity dispersion, which is typically observed in H II galaxies (Moiseev & Lozinskaya 2012; Moiseev et al. 2015), whereas the high intensity regions in CTS 1020 are related to high velocity dispersion. Despite this, the main similarity is that gas with low intensity covers the whole σ range and permeates the brightest regions of the galaxies. As proposed by Moiseev & Lozinskaya (2012), this pattern is representative of the turbulent motion in the

diffuse gas due to the injected mechanical energy from the stellar population.

On the other hand, in CTS 1020 σ decreases along with monochromatic intensity outwards the galaxy, implying that σ is driven by virial motion (Moiseev et al. 2015). However, σ is also probably affected by the injection of mechanical energy from the stellar population that increases the velocity dispersion in the outermost parts of the galaxy, where it should be lower in the proposed scenario. Signatures of disturbed regions can be observed in the velocity dispersion contour map (Fig. 5c), where the western and southeastern regions exhibit structures of increasing σ , and the southeastern where it reaches σ higher than 47 km s^{-1} .

In summary, by using the $I-\sigma$ diagram along with the velocity dispersion contour map restricted to specific intervals it was possible to separate the line broadening mechanisms. The kinematics in both galaxies is affected by stellar feedback, but in CTS 1020 the gravitational potential dominates, whereas UM 461 seems to be more susceptible to the energy injection from the stellar population.

The other diagnostic diagram that we used was the $V_r-\sigma$ diagram, which allows to detect systemic motions away or towards us. In order to find such correlations, we decided to use different statistical tests to separate independent components in this diagram. The MClust analysis result of the eastern knot of UM 461 shows two subcomponents with a weak, but measurable, correlation that points to a motion away from the observer. In the western knot of UM 461, the MClust analysis result also gives two subcomponents, one with weak correlation and the other with no measurable correlation. This analysis points that one region is moving away from us. The MClust analysis of $V_r-\sigma$ diagram for CTS 1020 also reveals three regions, two having weak and moderate correlations. Those regions appear to reproduce the radial velocity map in Fig. 9(f) revealing a weak motion towards us.

In summary, the $V_r-\sigma$ diagram analysis for both galaxies shows a correlation between V_r and σ compatible with systemic motions towards and/or away from the observer. The use of reconstructed data cubes, after a PCA decomposition, changes the shape of several previously low SNR profile. These changes are reflected in the $V_r-\sigma$ diagram in Fig. 16.

Lagos et al. (2018) gave a baryonic mass of $1.76 \times 10^8 M_\odot$ for UM461. The relation between dynamical mass and baryonic mass for starburst galaxies from Bergvall et al. (2016) gives then an estimated dynamical mass of $3.15 \times 10^8 M_\odot$. With UM 461 data: $R = 0.4 \text{ kpc}$ and $\sigma = 25 \text{ km s}^{-1}$, we found a dynamical mass (using the same approximation as Bergvall et al. 2016) of $2.75 \times 10^8 M_\odot$. To reach the predicted dynamical mass, the mean velocity dispersion should be 27 km s^{-1} .

8 SUMMARY AND CONCLUSIONS

In this work, we have studied the H II galaxies UM 461 and CTS 1020 based on integral field spectroscopy (Gemini GMOS-IFU). Taking advantage of monochromatic, velocity and velocity dispersion maps, we embark in a kinematical analysis using different diagnostic diagrams (like $I-\sigma$ and $V_r-\sigma$) to investigate the nature of the internal kinematics for both objects.

As mentioned before, velocity dispersion of ionized gas plays a major role in H II galaxies dynamics. The $L-\sigma$ relation, based on single measurements, is interpreted as gravity being the main mechanism causing the supersonic broadening of emission profiles (Chávez et al. 2014).

The main result of our study is that the kinematics of ionized gas of these two galaxies is different, but it also shows similarities. Differences come from the velocity and velocity dispersion maps themselves: in UM 461 no ordered motion is present, only velocity gradient; in CTS 1020 a disc like rotation pattern can be seen, even if a larger field of view is necessary to confirm it.

Velocity dispersion maps show the same differences: in UM 461 regions of low dispersion correspond to high intensity regions, and CTS 1020 shows high dispersion areas where the intensity is the highest and where intensity is low as well.

The $I-\sigma$ diagrams for both galaxies offer some differences. UM 461 diagram shows, according to Moiseev & Lozinskaya (2012), signature of H II regions: constant velocity dispersion and high monochromatic emission, in both knots centres. It also shows the presence of turbulent diffuse gas. On the other hand, despite the fact that, in CTS 1020 case, is still possible to identify the turbulent diffuse gas surrounding the galaxy, high σ is related to high intensity and seems to decrease outwards, suggesting that σ is driven by virial motions.

Applying statistical methods, a closer analysis of the $V_r-\sigma$ diagrams shows that several independent regions with weak and moderate correlation are consistent with systemic motions towards or away the observer. When reported on a geographic map, these regions are consistent with low and high velocities on the velocity maps. In the case of CTS 1020, it might mean that the rotating disc can also be interpreted as large regions animated of opposite motions. A large field of view will be needed in order to find out if the velocity field really represents a rotating disc in that case.

Finally, we also performed a PCA analysis of the data cubes in order to improve the SNR. Our results show that data have been improved where the SNR was low, but also show that PCA seems to have modified the shape of the reconstructed profiles, resulting in more symmetrical ones.

ACKNOWLEDGEMENTS

Comisión Nacional de Investigación Científica y Tecnológica This work is based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the National Research Council (Canada), (Chile), Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina), and Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação (Brazil). MSC would like to thank Instituto Nacional de Tecnologia - Astrofísica for its financial support. HP wants to thank Casadinho CAPES/CNPq (Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior/Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico) project number 552236/2011-0 for its financial support. HP acknowledges the financial support from FAPESB (Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado da Bahia) agency under the project number 7916/2015. Authors warmly thanks A.L.B. Ribeiro for his help on the statistical analysis and the use of R. HP thanks the financial support from FAPESP (Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo) agency under the project number 2014/11156-4. We also would like to thank the anonymous referee for his/her helpful remarks and comments. We acknowledge the usage of the NASA/IPAC Extragalactic Database (<http://ned.ipac.caltech.edu/>) and R free software.

REFERENCES

- Allington-Smith J. et al., 2002, *PASP*, 114, 892
 Bergvall N., Marquart T., Way M.J., Blomqvist A., Holst E., Östlin G., Zackrisson E., 2016, *A&A*, 587A, 72
 Bordalo V., Telles E., 2011, *ApJ*, 735, 52
 Bordalo V., Plana H., Telles E., 2009, *ApJ*, 696, 1668
 Cairós L. M., González-Pérez J. N., 2017a, *A&A*, 600, A125
 Cairós L. M., González-Pérez J. N., 2017b, *A&A*, 608, A119
 Cerqueira A. H., Reyes-Iturbide J., De Colle F., Vasconcelos M. J., 2015, *AJ*, 150, 45
 Chávez R., Terlevich R., Terlevich E., Bresolin F., Melnick J., Plionis M., Basilakos S., 2014, *MNRAS*, 442, 3565
 Corbin M. R., Vacca W. D., Cid Fernandes R., Hibbard J. E., Somerville R. S., Windhorst R. A., 2006, *ApJ*, 651, 861
 Deharveng L., Lefloch B., Zavagno A., Caplan J., Whitworth A. P., Nadeau D., Martín S., 2003, *A&A*, 408, 25
 Deharveng L. et al., 2010, *A&A*, 523, A6
 Doublier V., Caulet A., Comte G., 1999, *A&AS*, 138, 213
 Elmegreen B. G., Lada C. J., 1977, *ApJ*, 214, 725
 Fraley C., Raftery A. E., 2007, *J. Stat. Softw.*, 18, 6
 Gallagher J. S., Hunter D. A., 1983, *ApJ*, 274, 141
 Green A. W. et al., 2010, *Nature*, 467, 684
 Jones D. H. et al., 2009, *MNRAS*, 399, 683
 Kehrig C., Telles E., Cuisinier F., 2004, *AJ*, 128, 1141
 Kilkenny D., O'Donoghue D., Koen C., Stobie R. S., Chen A., 1997, *MNRAS*, 287, 867
 Kopparapu R. K., Hanna C., Kalogera V., O'Shaughnessy R., González G., Brady P. R., Fairhurst S., 2008, *ApJ*, 675, 1459
 Kumari N., James B. L., Irwin M. J., 2017, *MNRAS*, 470, 4618
 Lagos P., Telles E., Melnick J., 2007, *A&A*, 476, 89
 Lagos P., Telles E., Nigoche-Netro A., Carrasco E. R., 2011, *ApJ*, 142, 162
 Lagos P., Demarco R., Papaderos P., Telles E., Nigoche-Netro A., Humphrey A., Roche N., Gomes J. M., 2016, *MNRAS*, 456, 1549
 Lagos P., Scott T. C., Nigoche-Netro A., Demarco R., Humphrey A., Papaderos P., 2018, *MNRAS*, 477, 392
 MacAlpine G. M., Williams G. A., 1981, *ApJS*, 45, 113
 Maza J., Ruiz M. T., Gonzalez L. E., Wischnjewsky M., Pena M., 1991, *A&AS*, 89, 389
 Melnick J., Terlevich R., Eggleton P. P., 1985, *MNRAS*, 216, 255
 Melnick J., Terlevich R., Moles M., 1988, *MNRAS*, 235, 297
 Menezes R. B., Steiner J. E., Ricci T. V., 2014, *ApJ*, 796, L13
 Moiseev A. V., Lozinskaya T. A., 2012, *MNRAS*, 423, 1831
 Moiseev A. V., Tikhonov A. V., Klypin A., 2015, *MNRAS*, 449, 3568
 Muñoz-Tuñón C., Tenorio-Tagle G., Castañeda H. O., 1996, *AJ*, 112, 1636
 Noeske K. G., Papaderos P., Cairós L. M., Fricke K. J., 2003, *A&A*, 410, 481
 Olmo-García A., Sánchez Almeida J., Muñoz-Tuñón C., Filho M. E., Elmegreen B. G., Elmegreen D. M., Pérez-Montero E., Méndez-Abreu J., 2017, *ApJ*, 834, 1810
 Östlin G., Amram P., Masegosa J., Bergvall N., Boulesteix J., 1999, *A&AS*, 137, 419
 Östlin G., Amram P., Bergvall N., Masegosa J., Boulesteix J., Márquez I., 2001, *A&A*, 374, 800
 Plana H., Rampazzo R., Mazzei P., Marino A., Amram P., Ribeiro A. L. B., 2017, *MNRAS*, 472, 3074
 Sargent W. L. W., Searle L., 1970, *ApJ*, 162, L155
 Searle L., Sargent W. L. W., 1972, *ApJ*, 173, 25
 Smith M., Weedman D., 1970, *ApJ*, 161, 33
 Smith M., Weedman D., 1971, *ApJ*, 169, 271
 Starck J. L., Murtagh F., 2006, *Astronomical Image and Data Analysis*, 2nd edn. Springer-Verlag, Berlin
 Steiner J. E., Menezes R. B., Ricci T. V., Oliveira A. S., 2009, *MNRAS*, 395, 64
 Stobie R. S. et al., 1997, *MNRAS*, 287, 848
 Taylor C. L., Brinks E., Grashuis R. M., Skillman E. D., 1995, *ApJS*, 99, 427
 Telles E., Terlevich R., 1997, *MNRAS*, 286, 183

Telles E., Melnick J., Terlevich R., 1997, *MNRAS*, 288, 78
Tenorio-Tagle G., Muñoz-Tuñón C., Cox D.P., 1993, *ApJ*, 418, 767
Tenorio-Tagle G., Muñoz-Tuñón C., Cid-Fernandes R., 1996, *ApJ*, 456, 264
Terlevich R., Melnick J., 1981, *MNRAS*, 195, 839
Terlevich R., Terlevich E., Melnick J., Chávez R., Plionis M., Bresolin F.,
Basilakos S., 2015, *MNRAS*, 451, 3001
Thuan T. X., 1983, *ApJ*, 268, 667

Van Zee L., Skillman E. D., Salzer J. J., 1998, *ApJ*, 116, 1186
Westera P., Cuisinier F., Telles E., Kehrig C., 2004, *A&A*, 423, 133
Yang H., Chu Y., Skillman E. D., Terlevich R., 1996, *AJ*, 112, 146

This paper has been typeset from a \TeX/L\AA\TeX file prepared by the author.