



UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA CATARINA
DEPARTAMENTO DE FÍSICA
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Júlia Thainá Da Silva Cunha Batista

Primeiros experimentos com cubos de dados de galáxias do S-PLUS

Florianópolis

2021

Júlia Thainá Da Silva Cunha Batista

Primeiros experimentos com cubos de dados de galáxias do S-PLUS

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

Florianópolis

2021

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

Batista, Júlia Thainá Da Silva Cunha
Primeiros experimentos com cubo de dados de galáxias do
S-PLUS / Júlia Thainá Da Silva Cunha Batista ; orientador,
Roberto Cid Fernandes, 2021.
258 p.

Dissertação (mestrado) - Universidade Federal de Santa
Catarina, Centro de Ciências Físicas e Matemáticas,
Programa de Pós-Graduação em Física, Florianópolis, 2021.

Inclui referências.

1. Física. 2. Galáxias. 3. Cubos de dados. 4. Análise de
Componentes Principais. 5. Populações estelares. I. Cid
Fernandes, Roberto. II. Universidade Federal de Santa
Catarina. Programa de Pós-Graduação em Física. III. Título.

Júlia Thainá Da Silva Cunha Batista

Primeiros experimentos com cubos de dados de galáxias do S-PLUS

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

Profa. Claudia Lucia Mendes de Oliveira, Dra.
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
da Universidade de São Paulo

Prof. Tiago Vecchi Ricci, Dr.
Universidade Federal da Fronteira Sul

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

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

Coordenação do Programa de
Pós-Graduação

Prof. Roberto Cid Fernandes Jr., Dr.
Orientador

Florianópolis, 2021.

Este trabalho é dedicado à todos que buscam o
conhecimento.

AGRADECIMENTOS

Agradeço primeiramente ao meu orientador Dr. Roberto Cid Fernandes Jr., quem me guiou nessa jornada; pela paciência, disponibilidade e por todos os ensinamentos e discussões sobre a vida, o Universo e tudo mais.

Ao Dr. Fábio Rafael Herpich pela ajuda com meu texto inicial do S-PLUS, pelas dicas e pela disponibilidade. Também agradeço à ele e à Luna Espinosa por fazerem os cubos de dados que foram utilizados neste trabalho.

Ao Prof. Dr. Daniel Ruschel Dutra por todas as ajudas computacionais que precisei durante este trabalho.

A todos do grupo de astrofísica da UFSC que me ajudaram direta ou indiretamente.

Ao projeto S-PLUS e todos os colaboradores.

À minha família. Em especial ao meu pai por ter despertado em mim o interesse por entender sobre a natureza. E também à minha mãe por ser um exemplo de perseverança.

Ao meu namorado, Me. João Victor, por todos os cafés e principalmente pela companhia e apoio nos inúmeros momentos difíceis desta jornada.

Ao Prof. André de Amorim, à Profa. Dra. Claudia Mendes de Oliveira, e ao Prof. Dr. Tiago Vecchi Ricci pela avaliação deste trabalho.

Agradeço à CAPES pelo apoio financeiro, permitindo a realização desta dissertação.

A todos aqueles que fizeram parte da construção do conhecimento necessário para a realização deste trabalho.

*“All you really need to know for
the moment is that the universe is a lot
more complicated than you might think,
even if you start from a position of thinking
it’s pretty damn complicated in the first place.
(Douglas Adams, 1979)*

RESUMO

Estudamos cubos de dados de 10 galáxias (AM0338-375, NGC1087, NGC1326, NGC1336, NGC1365, NGC1374, NGC1375, NGC1399, NGC7047 e NGC986) observadas pelo Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS). Os dados foram tratados de maneira similar ao que é feito em estudos de espectroscopia de campo integral, exceto que limitado às 12 bandas do S-PLUS. O objetivo central desse estudo é explorar o potencial do S-PLUS como ferramenta para obter mapas de propriedades básicas das populações estelares e linhas de emissão em galáxias próximas. Testamos diversas formas de pré-processamento dos dados e fizemos experimentos aplicando dois métodos diferentes: Tomografia PCA (Análise de Componentes Principais) e a síntese espectral com o código AlStar. Exploramos cinco diferentes configurações para a Tomografia PCA, escalonando os dados de maneiras que privilegiam a amplitude ou a forma das variações espectrais. Todas as configurações foram capazes de produzir tomogramas que revelam estruturas fortemente indicativas de uma origem física, impressão essa que é corroborada por composições RGB das imagens (projeções dos cubos nas diferentes componentes principais) em diferentes componentes principais. No entanto, com raras exceções, não foi possível interpretar adequadamente o significado das diferentes componentes principais. Isso ocorre devido aos cubos de dados estarem limitados a 12 pontos espectrais, fazendo com que os autoespectros sejam muito mais complicados de se interpretar do que com espectroscopia (para qual a técnica foi originalmente desenvolvida). Com o AlStar obtivemos ótimos ajustes espectrais. Usamos os ajustes para testar a confiabilidade dos erros fotométricos estimados para os cubos do S-PLUS, repetindo um experimento anteriormente realizado no projeto CALIFA. Concluímos que os erros estão sobrestimados por um fator de aproximadamente 2. Com o AlStar também produzimos mapas de algumas propriedades físicas, como: densidade superficial de massa estelar, idade estelar média ponderada por luz ou massa, profundidade óptica da poeira, etc; assim como perfis radiais dessas propriedades. Além disso, o AlStar permite estimar o fluxo e larguras equivalentes de diferentes linhas de emissão, cujos mapas são apresentados para [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II]. Exploramos também composições RGB de imagens representando populações estelares em diferentes faixas de idade. Tanto a Tomografia PCA como a síntese espectral com o AlStar apresentaram resultados promissores. Por fim, concluímos que existe uma série de melhorias a serem feitas. A principal delas se refere ao tratamento de regiões de baixo brilho superficial, cujo baixo sinal/ruído compromete a análise dos cubos.

Palavras-chave: Galáxias. Cubos de dados. Análise de Componentes Principais. Populações estelares.

ABSTRACT

Data cubes for 10 galaxies (AM0338-375, NGC1087, NGC1326, NGC1336, NGC1365, NGC1374, NGC1375, NGC1399, NGC7047 and NGC986) observed in the Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS) are studied. The data were analyzed as integral field spectroscopic cubes, but limited to the 12 photometric bands of the survey. The key goal of this study is to explore the potential of S-PLUS as a tool to obtain spatially resolved maps of stellar population and emission line properties of nearby galaxies. We tested several types of data pre-processing and we performed experiments using two different methods: PCA (Principal Components Analysis) Tomography and spectral synthesis with the code AlStar. We explored five different configurations for PCA, scaling the data in ways that privilege the amplitude or the shape of the spectral variations. All configurations produced tomograms that show structures strongly indicative of a physical origin, an impression that is corroborated by RGB compositions of the images (projections of the data cubes onto the principal components) in different principal components. However, with rare exceptions, it was not possible to properly interpret the meaning of the different principal components. This happens because of the limitation to 12 spectral points, which makes it much harder to interpret the eigenspectra than with actual spectroscopy (for which the technique was originally developed). With AlStar we obtained excellent spectral fits. We used the fits to test the reliability of the estimated photometric errors for the S-PLUS data cubes, repeating an experiment previously performed in the CALIFA survey. We conclude that the errors are somewhat overestimated by a factor of ~ 2 . We also produced maps of physical properties such as: stellar mass surface density, average stellar age weighted by light or mass, dust optical depth, etc, as well as radial profiles of these properties. AlStar further estimates the flux and equivalent widths of different emission lines; maps are presented for [O II], H β , [O III], H α , [N II] and [S II]. We also explored RGB compositions of images representing stellar populations in different age ranges. Both PCA Tomography and spectral synthesis with the AlStar code show promising results. We identify a series of improvements to be in the future. The main one refers to the treatment of regions with low surface brightness, whose low signal/noise data hamper the analysis of the cubes.

Keywords: Galaxies. Data cubes. Principal component analysis. Stellar populations.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Mapa da área do céu planejada pelo S-PLUS.	30
Figura 2 – T80-South	32
Figura 3 – Curvas de transmitância indicando a eficiência total dos filtros S-PLUS.	34
Figura 4 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC986.	35
Figura 5 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1326.	35
Figura 6 – Imagens dos erros nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC986.	37
Figura 7 – RGB das 10 galáxias estudadas, com os filtros i, r, g	38
Figura 8 – RGB das 10 galáxias estudadas, com os filtros J0660, r, g	39
Figura 9 – Máscaras utilizadas para cada galáxia do estudo.	42
Figura 10 – Ilustração do PCA feito para apenas duas características: fluxos nos filtros J0515 e J0660 (eixos x e y do gráfico) para 223645 spaxels da galáxia NGC986.	44
Figura 11 – Ilustração de um cubo de dados do S-PLUS da galáxia NGC1365.	45
Figura 12 – Primeiros 3 autoespectros do PCA dos fluxos das linhas de emissão da galáxia NGC4030. A linha preta tracejada mostra o espectro médio reescalado para ter norma unitária, como os autoespectros. As imagens mostram os tomogramas das três primeiras componentes, bem como uma composição RGB delas.	50
Figura 13 – <i>Scree test</i> para o PCA ¹ aplicado ao cubo de dados para as galáxias NGC1087 e NGC986 respectivamente. Em ambas as figuras o autoespectro 1 possui uma variância muito acima das outras, por isso esse ponto é retirado. Observa-se contribuição para a variância até o autoespectro 9.	52
Figura 14 – <i>Scree test</i> e respectivos valores de um cubo de dados de 1976 comprimentos de onda (características) para comparação com os nossos cubo de dados de 12 características.	54
Figura 15 – <i>Scree test</i> para a galáxia NGC986, mostrando as diferenças na distribuição das variâncias entre as componentes principais para quatro configurações do PCA: $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$, $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$, $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$, $\log \mathbf{C}^{ext}$ como indicado na figura.	57
Figura 16 – <i>Scree test</i> para a galáxia NGC1087, mostrando as diferenças nas variâncias em relação aos autoespectros, para as configurações $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$, $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$, $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$, $\log \mathbf{C}^{ext}$ como indicado na figura.	58
Figura 17 – Tomogramas do PCA do cubo \mathbf{C} para NGC986.	60

Figura 18 – Autoespectros do PCA do cubo \mathbf{C}^{ext} para NGC986. Cada ponto se refere ao comprimento de onda pivô dos filtros do S-PLUS, como indicado no eixo x. Os valores do eixo y indicam respectivamente os autoespectros, exceto pelo zero, no qual, temos a curva tracejada em preto que é o espectro médio do cubo antes do PCA. As linhas verticais tracejadas representam respectivamente as posições das linhas de emissão [O II]3727, $H\beta$, [O III]5007 e $H\alpha$ no redshift da galáxia.	61
Figura 19 – Tomogramas do PCA do cubo \mathbf{C}^{ext} para NGC1087.	62
Figura 20 – Autoespectros do PCA do cubo \mathbf{C}^{ext} para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.	62
Figura 21 – Tomogramas do PCA do cubo \mathbf{C}^{ext} para NGC1326.	63
Figura 22 – Autoespectros do PCA do cubo \mathbf{C}^{ext} para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.	63
Figura 23 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986.	65
Figura 24 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.	65
Figura 25 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1365.	66
Figura 26 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.	66
Figura 27 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399.	67
Figura 28 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399. Detalhes assim como na Figura 18.	67
Figura 29 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC986.	69
Figura 30 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.	69
Figura 31 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365.	70
Figura 32 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.	70
Figura 33 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326.	71
Figura 34 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.	71
Figura 35 – Imagem feita a partir da soma dos tomogramas de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para a NGC1326, referente a Figura 33, convencionando o sinal do anel como positivo temos $-PC2 + PC3 - PC4 + PC5 - PC6 + PC7 - PC8 + PC9 - PC10 + PC11$, evidenciando a estrutura do anel da mesma.	72

Figura 36 – A imagem (b) central é o tomograma 7 de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326, (a) à direita uma imagem RGB do S-PLUS e (c) à esquerda uma imagem um RGB do telescópio espacial Hubble. Observa-se em (b) que a região mais escura na parte central em forma de braço espiral se refere a região de poeira em (c), enquanto em (a) não é detectado.	73
Figura 37 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC986.	75
Figura 38 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.	75
Figura 39 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1087.	76
Figura 40 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.	76
Figura 41 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1326.	77
Figura 42 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.	77
Figura 43 – Tomograma 8 e o autoespectro 8 para $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para a galáxia NGC986. Visivelmente a região que se destaca com sinal negativo no tomograma, deve-se ao filtro J0660, que contém H α também em negativo.	78
Figura 44 – Tomograma 1 do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para a NGC1365, ilustrando as diferenças de amplitude de uma região com mais sinal (b) e de uma região ruidosa (c). Claramente (c) possui alta variância contendo ‘todas’ as cores da barra de cores, enquanto (b) possui cerca de um terço.	79
Figura 45 – Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC986.	80
Figura 46 – Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.	80
Figura 47 – Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1365.	81
Figura 48 – Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.	81
Figura 49 – Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1087.	82
Figura 50 – Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.	82
Figura 51 – RGB do $\log \mathbf{C}^{ext}$ para a galáxia NGC986. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.	83
Figura 52 – RGB do $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}$ para a galáxia NGC986. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.	84
Figura 53 – RGB do PCA de $\log \mathbf{C}$ para a galáxia NGC1087. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.	84
Figura 54 – RGB do $\log \mathbf{C}$ para a galáxia NGC1365. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.	85

Figura 55 – RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1365. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.	85
Figura 56 – RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1326. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.	86
Figura 57 – Espectros de populações estelares simples (l_{λ}^{SSP}) para Z_{\odot} e 16 idades variando de 1 Myr a 11 Gyr, de cima para baixo, do roxo para o vermelho.	93
Figura 58 – Espectros l_{λ}^{SSP} para cinco diferentes metalicidades, seguindo o código de cor da figura, com as idades 1Myr, 10Myr, 1Gyr e 10Gyr.	94
Figura 59 – Espectros de populações estelares compostas (l_{λ}^{CSP}) para diferentes valores de metalicidades, como indicado na figura, e variando as idades conforme o t_j^{low} na Tabela 6.	95
Figura 60 – Espectros individuais das linhas de emissão. De cima para baixo: [O II], [O III], série de Balmer, [N II] e [S II].	101
Figura 61 – Diagrama BPT. Os pontos escuros mostram dados SDSS para galáxias de vários tipos. As estrelas coloridas (correspondentemente às Figuras 62 e 63) mostram a localização dos 9 pontos pivô de nossa base nebular. Os pontos cinza mostram 10 mil combinações semi randômicas dos 9 elementos da base nebular.	102
Figura 62 – Espectros dos 9 elementos de nossa base nebular (sem atenuação por poeira). O padrão de cores é o mesmo utilizado para os pontos pivot no diagrama BPT da Figura 61.	103
Figura 63 – Espectros da base estelar (os mesmos da Figura 59) vistos com os 12 filtros do S-PLUS.	108
Figura 64 – Espectros da base nebular (os mesmos da Figura 62) vistos com os 12 filtros do S-PLUS.	109
Figura 65 – Ajustes espectrais do AlStar para a NGC986.	113
Figura 66 – Modelo dos fluxos produzidos pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC986.	114
Figura 67 – Desvio percentual entre M_{λ} e O_{λ} , δ_{λ} , mostrando o resíduo entre o modelo e o observado para cada filtro, para a NGC986.	114
Figura 68 – Violin plots do desvio percentual entre M_{λ} e O_{λ} , δ_{λ} , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC986. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.	115
Figura 69 – Histogramas de χ_{λ} em lilás para cada filtro, para a NGC986. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$. A linha em azul mostra a gaussiana ajustada aos dados, cujos valores de μ e σ são dados na legenda.	116

Figura 70 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC986: Luminosidade no filtro \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_* , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.	118
Figura 71 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1365.	119
Figura 72 – Perfis radiais para a NGC986. As linhas pontilhadas em vermelho indicam distâncias (projetadas) a partir do núcleo para 5kpc e 10kpc.	120
Figura 73 – Imagens RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (<i>Old</i> , O), intermediárias (<i>Intermediate</i> , I) e jovens (<i>Young</i> , Y). Em que (R, G, B) = (O, I, Y).	123
Figura 74 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], H β , [O III], H α , [N II] e [S II] para a NGC986.	124
Figura A.1 – Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a AM0338-375.	137
Figura A.2 – Tomogramas do PCA do cubo para AM0338-375.	138
Figura A.3 – Autoespectros do PCA do cubo para AM0338-375.	138
Figura A.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{\text{ext}}$ para AM0338-375.	139
Figura A.5 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{\text{ext}}$ para AM0338-375.	139
Figura A.6 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{\text{int}}$ para AM0338-375.	140
Figura A.7 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{\text{int}}$ para AM0338-375.	140
Figura A.8 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{\text{int}}$ para AM0338-375.	141
Figura A.9 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{\text{int}}$ para AM0338-375.	141
Figura A.10 – Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{\text{ext}}$ para AM0338-375.	142
Figura A.11 – Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{\text{ext}}$ para AM0338-375.	142
Figura A.12 – RGB do $\log \mathbf{C}^{\text{ext}}$ para a galáxia AM0338-375.	143
Figura A.13 – RGB do PCA de \mathbf{C}^{ext} para a galáxia AM0338-375.	143
Figura A.14 – Ajustes espectrais produzidos pelo AlStar, para a AM0338-375.	144
Figura A.15 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS.	144
Figura A.16 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a AM0338-375.	145
Figura A.17 – Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a AM0338-375.	145
Figura A.18 – Mapas produzidos pelo AlStar para a AM0338-375.	146
Figura A.19 – RGB das idades para a AM0338-375.	147
Figura A.20 – Mapas de larguras equivalentes de linhas para a AM0338-375.	147
Figura B.1 – Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1087.	148
Figura B.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1087.	149
Figura B.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC1087.	149
Figura B.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{\text{ext}}$ para NGC1087.	150

Figura B.5–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1087.	150
Figura B.6–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1087.	151
Figura B.7–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1087.	151
Figura B.8–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1087.	152
Figura B.9–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1087.	152
Figura B.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1087.	153
Figura B.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1087.	153
Figura B.12–RGB do $\log \mathbf{C}$ para a galáxia NGC1087.	154
Figura B.13–RGB do $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}$ para a galáxia NGC1087.	154
Figura B.14–RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1087.	155
Figura B.15–Ajustes espectrais produzidos pelo Alstar, para a NGC1087.	156
Figura B.16–Modelo produzido pelo Alstar para os filtros do S-PLUS para a NGC1087.	156
Figura B.17–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC1087.	157
Figura B.18–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC1087.	157
Figura B.19–Mapas produzidos pelo Alstar para a NGC1087.	158
Figura B.20–Perfis radiais para a NGC1087.	159
Figura B.21–RGB das idades para a NGC1087.	160
Figura B.22–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC1087.	160
Figura C.1–Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1326.	161
Figura C.2–Tomogramas do PCA do cubo para NGC1326.	162
Figura C.3–Autoespectros do PCA do cubo para NGC1326.	162
Figura C.4–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1326.	163
Figura C.5–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1326.	163
Figura C.6–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326.	164
Figura C.7–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326.	164
Figura C.8–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1326.	165
Figura C.9–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1326.	165
Figura C.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1326.	166
Figura C.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1326.	166
Figura C.12–RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1326.	167
Figura C.13–RGB do $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}$ para a galáxia NGC1326.	167
Figura C.14–Ajustes espectrais produzidos pelo Alstar, para a NGC1326.	168
Figura C.15–Modelo produzido pelo Alstar para os filtros do S-PLUS para a NGC1326.	168
Figura C.16–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC1326.	169
Figura C.17–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC1326.	169
Figura C.18–Mapas produzidos pelo Alstar para a NGC1326.	170
Figura C.19–Perfis radiais para a NGC1326.	171
Figura C.20–RGB das idades para a NGC1326.	172

Figura C.21–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC1326.	172
Figura D.1–Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1336.	173
Figura D.2–Tomogramas do PCA do cubo para NGC1336.	174
Figura D.3–Autoespectros do PCA do cubo para NGC1336.	174
Figura D.4–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1336.	175
Figura D.5–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1336.	175
Figura D.6–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1336.	176
Figura D.7–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1336.	176
Figura D.8–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1336.	177
Figura D.9–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1336.	177
Figura D.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1336.	178
Figura D.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1336.	178
Figura D.12–RGB do $\log \mathbf{C}^{ext}$ para a galáxia NGC1336.	179
Figura D.13–RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para a galáxia NGC1336.	179
Figura D.14–Ajustes espectrais produzidos pelo Alstar, para a NGC1336.	180
Figura D.15–Modelo produzido pelo Alstar para os filtros do S-PLUS para a NGC1336.	180
Figura D.16–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC1336.	181
Figura D.17–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC1336.	181
Figura D.18–Mapas produzidos pelo Alstar para a NGC1336.	182
Figura D.19–Perfis radiais para a NGC1336.	183
Figura D.20–RGB das idades para a NGC1336.	184
Figura D.21–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC1336.	184
Figura E.1 –Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1365.	185
Figura E.2 –Tomogramas do PCA do cubo para NGC1365.	186
Figura E.3 –Autoespectros do PCA do cubo para NGC1365.	186
Figura E.4 –Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1365.	187
Figura E.5 –Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1365.	187
Figura E.6 –Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365.	188
Figura E.7 –Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365.	188
Figura E.8 –Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1365.	189
Figura E.9 –Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1365.	189
Figura E.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1365.	190
Figura E.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1365.	190
Figura E.12–RGB do $\log \mathbf{C}$ para a galáxia NGC1365.	191
Figura E.13–RGB do $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}$ para a galáxia NGC1365.	191
Figura E.14–RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1365.	192
Figura E.15–Ajustes espectrais produzidos pelo Alstar, para a NGC1365.	193
Figura E.16–Modelo produzido pelo Alstar para os filtros do S-PLUS para a NGC1365.	193

Figura E.17–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC1365.	194
Figura E.18–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC1365.	194
Figura E.19–Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1365.	195
Figura E.20–Perfis radiais para a NGC1365.	196
Figura E.21–RGB das idades para a NGC1365.	197
Figura E.22–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC1365.	197
Figura F.1 – Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1374.	198
Figura F.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1374.	199
Figura F.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC1374.	199
Figura F.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1374.	200
Figura F.5 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1374.	200
Figura F.6 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1374.	201
Figura F.7 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1374.	201
Figura F.8 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1374.	202
Figura F.9 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1374.	202
Figura F.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1374.	203
Figura F.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1374.	203
Figura F.12–RGB do $\log \mathbf{C}^{ext}$ para a galáxia NGC1374.	204
Figura F.13–Ajustes espectrais produzidos pelo AlStar, para a NGC1374.	205
Figura F.14–Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1374.	205
Figura F.15–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC1374.	206
Figura F.16–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC1374.	206
Figura F.17–Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1374.	207
Figura F.18–Perfis radiais para a NGC1374.	208
Figura F.19–RGB das idades para a NGC1374.	209
Figura F.20–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC1374.	209
Figura G.1–Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1375.	210
Figura G.2–Tomogramas do PCA do cubo para NGC1375.	211
Figura G.3–Autoespectros do PCA do cubo para NGC1375.	211
Figura G.4–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1375.	212
Figura G.5–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1375.	212
Figura G.6–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1375.	213
Figura G.7–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1375.	213
Figura G.8–Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1375.	214
Figura G.9–Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1375.	214
Figura G.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1375.	215
Figura G.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1375.	215
Figura G.12–RGB do $\log \mathbf{C}^{ext}$ para a galáxia NGC1375.	216

Figura G.13–Ajustes espectrais produzidos pelo AlStar, para a NGC1375.	217
Figura G.14–Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1375.	217
Figura G.15–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC1375. . .	218
Figura G.16–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC1375.	218
Figura G.17–Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1375.	219
Figura G.18–Perfis radiais para a NGC1375.	220
Figura G.19–RGB das idades para a NGC1375.	221
Figura G.20–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC1375.	221
Figura H.1 –Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1399.	222
Figura H.2 –Tomogramas do PCA do cubo para NGC1399.	223
Figura H.3 –Autoespectros do PCA do cubo para NGC1399.	223
Figura H.4 –Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399.	224
Figura H.5 –Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399.	224
Figura H.6 –Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1399.	225
Figura H.7 –Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1399.	225
Figura H.8 –Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1399.	226
Figura H.9 –Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC1399.	226
Figura H.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1399.	227
Figura H.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC1399.	227
Figura H.12–RGB do $\log \mathbf{C}^{ext}$ para a galáxia NGC1399.	228
Figura H.13–Ajustes espectrais produzidos pelo AlStar, para a NGC1399.	229
Figura H.14–Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1399.	229
Figura H.15–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC1399. . .	230
Figura H.16–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC1399.	230
Figura H.17–Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1399.	231
Figura H.18–Perfis radiais para a NGC1399.	232
Figura H.19–RGB das idades para a NGC1399.	233
Figura H.20–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC1399.	233
Figura I.1 – Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC7047.	234
Figura I.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC7047.	235
Figura I.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC7047.	235
Figura I.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC7047.	236
Figura I.5 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC7047.	236
Figura I.6 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC7047.	237
Figura I.7 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC7047.	237
Figura I.8 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC7047.	238
Figura I.9 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC7047.	238
Figura I.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC7047.	239

Figura I.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC7047.	239
Figura I.12–RGB do $\log \mathbf{C}^{ext}$ para a galáxia NGC7047.	240
Figura I.13–Ajustes espectrais produzidos pelo AlStar, para a NGC7047.	241
Figura I.14–Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC7047.	241
Figura I.15–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC7047.	242
Figura I.16–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC7047.	242
Figura I.17–Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC7047.	243
Figura I.18–Perfis radiais para a NGC7047.	244
Figura I.19–RGB das idades para a NGC7047.	245
Figura I.20–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC7047.	245
Figura J.1 – Imagens dos dados nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC986.	246
Figura J.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC986.	247
Figura J.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC986.	247
Figura J.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986.	248
Figura J.5 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986.	248
Figura J.6 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC986.	249
Figura J.7 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC986.	249
Figura J.8 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC986.	250
Figura J.9 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para NGC986.	250
Figura J.10–Tomogramas do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC986.	251
Figura J.11–Autoespectros do PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ para NGC986.	251
Figura J.12–RGB do $\log \mathbf{C}$ para a galáxia NGC986.	252
Figura J.13–RGB do $\mathbf{C}_{F(\lambda_r,y,x)}$ para a galáxia NGC986.	252
Figura J.14–RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC986.	253
Figura J.15–Ajustes espectrais produzidos pelo AlStar, para a NGC986.	254
Figura J.16–Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC986.	254
Figura J.17–Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , para a NGC986.	255
Figura J.18–Histogramas de χ_λ para cada filtro, para a NGC986.	255
Figura J.19–Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC986.	256
Figura J.20–Perfis radiais para a NGC986.	257
Figura J.21–RGB das idades para a NGC986.	258
Figura J.22–Mapas de larguras equivalentes de linhas para a NGC986.	258

LISTA DE TABELAS

Tabela 1	– Os 12 filtros do S-PLUS com os seus respectivos comprimentos de onda efetivos e larguras de banda correspondentes.	34
Tabela 2	– Galáxias utilizadas no estudo.	36
Tabela 3	– Valores das variâncias para cada autoespectro do PCA aplicado aos cubos de dados para as galáxias NGC1087 e NGC986, referente a Figura 13, evidenciando a maior relevância das primeiras componentes.	53
Tabela 4	– Diferentes configurações de PCA abordadas.	56
Tabela 5	– Valores da variância para cada autovetor, para as configurações $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ e $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para a galáxia NGC986, referente a Figura 15.	57
Tabela 6	– Idades t_j^{low} e t_j^{upp} utilizadas no AlStar.	95
Tabela 7	– Lista da linhas de emissão consideradas. As 13 linhas consideradas pertencem a 5 grupos: [O II], [O III], [N II], [S II] e a série de Balmer. As intensidades relativas das linhas de cada grupo são dadas na coluna da direita.	100
Tabela 8	– Fluxo das linhas [O II]3726+3729, [O III]5007, [N II]6584 e [S II]6716+6731 em unidades do fluxo de H α para os 9 elementos pivô em nossa base nebular.	104
Tabela 9	– Input do AlStar	110
Tabela 10	– Input da base do alstar	110
Tabela 11	– Output do AlStar	111
Tabela 12	– Pós-output do AlStar	111
Tabela 13	– Fatores pelos quais os erros estão sobre-estimados, para cada um dos filtros, para a NGC986.	116

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

AGN	<i>Active Galactic Nuclei</i>
CALIFA	<i>Calar Alto Integral Field Area Survey</i>
CSP	<i>Composite Stellar Populations</i>
EVD	<i>Eigenvalue Decomposition</i>
FoV	<i>Field of View</i>
GS	<i>Galactic Survey</i>
IMF	Função de massa inicial (<i>Initial Mass Function</i>)
ISM	Meio Interestelar (<i>Interstellar Medium</i>)
J-PAS	<i>Javalambre Physics of the Accelerating Universe</i>
J-PLUS	<i>Javalambre Photometric Local Universe Survey</i>
MaNGA	<i>Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory</i>
MFS	<i>Marble Field Survey</i>
MS	<i>Main Survey</i>
NNLS	Mínimos quadrados não negativos (<i>Non negative Least Squares</i>)
PCA	Análise de Componentes Principais (<i>Principal Component Analysis</i>)
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i>
SED	<i>Spectral Energy Distribution</i>
S-PLUS	<i>Southern Photometric Local Universe Survey</i>
SSP	População Estelar Simples (<i>Simple Stellar Population</i>)
SVD	<i>Singular Value Decomposition</i>
T80S	T80-South
USS	<i>Ultra-Short Survey</i>
VFS	<i>Variability Fields Survey</i>

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	24
1.1	Surveys	24
1.2	Surveys de Espectroscopia de Campo Integral	25
1.2.1	CALIFA	25
1.2.2	MaNGA	26
1.2.3	DIVING^{3D}	26
1.2.4	S-PLUS	27
1.3	Este trabalho	27
1.3.1	Tomografia PCA	27
1.3.2	AlStar	28
2	O S-PLUS	29
2.1	Surveys do S-PLUS	29
2.1.1	Main Survey	29
2.1.2	Ultra-Short Survey	30
2.1.3	Variability Fields Survey	31
2.1.4	Galactic Survey	31
2.1.5	Marble Field Survey	31
2.2	Instrumentação	32
2.3	Sistema de filtros	33
2.4	Cubos do S-PLUS e Máscaras	36
2.4.1	Máscaras	40
3	PCA: ANÁLISE DE COMPONENTES PRINCIPAIS	43
3.1	Centralização dos dados	44
3.2	Cálculo da Matriz de Covariância	46
3.3	Obtenção dos Autovetores ou Vetores Singulares	47
3.4	Tomogramas e Autoespectros	48
3.5	Reconstrução e Redução dos dados	50
4	RESULTADOS DO PCA	55
4.1	Diferentes configurações de PCA	55
4.2	Comentários e conclusões gerais	59

4.3	PCA do cubo de dados	60
4.4	PCA escalonado pelo espectro médio	64
4.5	PCA normalizando cada píxel por seu fluxo médio	68
4.6	PCA normalizando cada píxel por seu fluxo no filtro r	74
4.7	PCA do log do cubo	78
4.8	Composições RGB dos tomogramas	83
4.9	Conclusões finais	86
5	ALSTAR	87
5.1	Introdução	87
5.2	Formulação matemática: O modelo	87
5.2.1	Uma componente	88
5.2.2	Atenuação por poeira	88
5.2.3	Múltiplas componentes	89
5.2.4	Não paramétrico \times paramétrico	89
5.2.5	Cinemática estelar	90
5.2.6	Extinção diferencial	91
5.2.7	Lei de avermelhamento	92
5.2.8	A base espectral de populações estelares	92
5.2.8.1	SSPs	93
5.2.8.2	CSPs	94
5.2.9	Reparametrização do problema: massa \rightarrow luz	96
5.3	Linhas de emissão	97
5.3.1	Montando a base nebular	97
5.3.2	Vínculos teóricos básicos	99
5.3.3	Vínculos observacionais e a construção de uma base nebular empírica	100
5.3.4	Unificando as bases estelar e nebular	104
5.4	O processo de ajuste	105
5.4.1	Solução via NNLS	105
5.4.2	Monte Carlo	106
5.4.3	Fotometria \times Espectroscopia	106
5.4.4	Redshift	108
5.4.5	Input e output do código	109
6	RESULTADOS DO ALSTAR	112
6.1	Ajustes espectrais	112
6.1.1	Exemplos de ajustes	112

6.1.2	Teste dos erros fotométricos	115
6.2	Mapas e Perfis radiais	117
6.2.1	Mapas de propriedades	117
6.2.2	Perfis radiais	117
6.2.3	RGB de idades	122
6.2.4	Mapas de Larguras Equivalentes	124
7	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	125
7.1	Principais resultados	125
7.1.1	Tomografia PCA	125
7.1.2	Alstar	126
7.2	Próximos passos	127
	Referências	128
	APÊNDICE A – AM0338-375	137
	APÊNDICE B – NGC1087	148
	APÊNDICE C – NGC1326	161
	APÊNDICE D – NGC1336	173
	APÊNDICE E – NGC1365	185
	APÊNDICE F – NGC1374	198
	APÊNDICE G – NGC1375	210
	APÊNDICE H – NGC1399	222
	APÊNDICE I – NGC7047	234
	APÊNDICE J – NGC986	246

1 INTRODUÇÃO

Este trabalho visa contribuir com o estudo sobre 10 galáxias do Universo local, com a pretensão de que os métodos aqui utilizados possam ser aperfeiçoados e aplicados a outras galáxias a serem observadas pelo S-PLUS. Temos como objetivo inicial realizar os primeiros experimentos com os cubos de dados¹ de galáxias do S-PLUS, aplicando dois métodos diferentes, tomografia de componentes principais e a síntese de populações estelares com o código AlStar. A amostra de galáxias estudadas abrange diferentes tipos morfológicos, sendo elas: AM0338-375, NGC1087, NGC1326, NGC1336, NGC1365, NGC1374, NGC1375, NGC1399, NGC7047 e NGC986, cujas características e resultados são informados em seus respectivos apêndices.

1.1 Surveys

A quantidade de dados produzidos pela ciência está aumentando exponencialmente, tal que a existência de bancos de dados para pesquisas tem se tornado fundamental. Na astrofísica em especial, os conjuntos de informações geradas são produzidas por projetos, através de surveys astronômicos, que são basicamente um levantamento de dados ou mapeamento de regiões do céu com o uso de telescópios e detectores.

Há uma grande variedade de surveys, dos quais comentamos nesta seção apenas alguns que nos serviram de inspiração para esse trabalho. Junto com o aumento dos dados, também é necessário que os métodos de estudos tornem-se mais eficazes ao lidar com grandes quantidades de informações. O PCA e a síntese espectral são exemplos de técnicas úteis nesse contexto.

O *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) (YORK *et al.*, 2000), (EISENSTEIN *et al.*, 2011), (BLANTON *et al.*, 2017), é a grande referência nesta nova era de grandes surveys. O conjunto de telescópios do SDSS está localizados no Apache Point Observatory (APO), no Novo México (EUA). O SDSS é um projeto cujo objetivo principal é mapear o universo utilizando observações espectroscópicas e fotométricas, sendo a fotometria com cinco filtros de banda larga distribuídos na parte óptica do espectro juntamente com a espectroscopia, sendo um pioneiro da era dos grandes surveys. Seus dados permitem explorar vários assuntos na astrofísica.

¹ Esses cubos de dados são formados por 12 imagens referentes às bandas fotométricas do S-PLUS, explicados mais detalhadamente no decorrer do texto.

Apesar dos muitos avanços proporcionados pelo SDSS, ele tem uma limitação básica: coletar apenas um espectro por galáxia. Toda informação sobre diferentes componentes, como disco, bojo, braços, regiões H II, etc, é misturada em um único espectro, ou seja, não é espacialmente resolvido. Isto não apenas complica a interpretação da análise espectral mas também limita a informação que pode ser extraída dos dados.

1.2 Surveys de Espectroscopia de Campo Integral

A Espectroscopia de Campo Integral (IFS, Integral Field Spectroscopy), permite obter espectros para um campo bidimensional, ou seja, é bastante útil especialmente para objetos extensos. Os espectros são gerados para cada píxel individual (cada região do espaço no céu de uma imagem bidimensional), referente ao sinal recebido por cada componente do espectrógrafo. Dessa forma é gerado um cubo, com coordenadas (λ, x, y) , tal que cada comprimento de onda λ possui uma imagem da galáxia com coordenadas (x, y) . Chamamos os píxeis espaciais (x, y) de *spaxel*. Um exemplo ilustrativo de um cubo de dados é mostrado na Figura 11, no Capítulo 3. Essa técnica utiliza um conjunto de instrumentos nomeado Unidade de Campo Integral (IFU, Integral Field Unit), o qual foi desenvolvido para dividir o campo de visão em várias componentes espectrais, obtendo um campo de visão mais amplo.

Nas subseções abaixo, mencionamos dois dos principais surveys de IFS. Para mais detalhes sobre os surveys e os resultados alcançados ver o artigo de revisão de Sebastián F. Sánchez (2020) .

1.2.1 CALIFA

O *Calar Alto Integral Field Area Survey* (CALIFA) (<http://califa.caha.es/>), é um survey pioneiro com observações obtidas com IFS e que coletou cubos de dados para cerca de 600 galáxias no universo local, abordando questões centrais na evolução das galáxias. Para isso foi utilizado espectroscopia de campo integral com IFU no telescópio de 3.5m do observatório de Calar Alto (Espanha). Os espectros do CALIFA cobrem a faixa espectral de 3700 Å a 7000 Å, com a sobreposição de duas faixas espectrais: uma azul (3700 Å a 5000 Å) com resolução espectral $\lambda/\Delta\lambda$ aproximada de $R \sim 1650$ e uma vermelha (4300 Å a 7000 Å) com $R = 850$; com um campo visado de 1 x 1 arcmin e resolução espacial da ordem de 2.5 arcsec (SÁNCHEZ, S. F. *et al.*, 2016).

1.2.2 MaNGA

O *Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory* (MaNGA) é um survey de IFS que faz parte da quarta geração dos programas de levantamento do SDSS (<https://www.sdss.org/surveys/manga/>). Seu objetivo principal é de investigar a cinemática interna e a composição do gás e estrelas para uma amostra de cerca de 10.000 galáxias próximas, pretendendo compreender a história evolutiva de vida dessas galáxias. Mais detalhes em Bundy *et al.* (2015).

As galáxias observadas possuem um redshift médio de $z \sim 0.03$ e massas superiores a $10^9 M_{\odot}$. O MaNGA possui uma cobertura espectral no intervalo de 3600 Å a 10300 Å, com resolução espectral de $R \sim 2000$, e uma resolução espacial da ordem de 2.54 arcsec (LAW *et al.*, 2016) em uma região do céu de cerca de $\sim 2700 \text{ deg}^2$. Utiliza-se para isso um conjunto de fibras ópticas organizadas de forma hexagonal, que variam o diâmetro do campo de visada de 12" para 19 fibras à 32" para 127 fibras.

1.2.3 DIVING^{3D}

O DIVING^{3D} (*Deep IFS View of Nuclei of Galaxies*) é um survey de espectroscopia óptica 3D limitada apenas às regiões centrais de 170 galáxias do hemisfério sul. A maioria das observações (139 galáxias) foram feitas com o *Gemini Multi-Object Spectrograph* (GMOS) com o telescópio Gemini Sul, operado com IFU, e possui uma cobertura espectral aproximadamente de 4250 Å a 7000 Å. As outras 21 galáxias foram observadas com o telescópio *SOuthern Astrophysical Research Telescope* (SOAR) usando o *SOAR Integral Field Spectrograph* (SIFS), e possuem uma cobertura espectral de 4500 Å a 7300 Å. As resoluções espectrais aproximadas do GMOS e do SIFS está entre 3000 e 4000, com um *seeing* mediano de 0.70 arcsec (STEINER; MENEZES; RICCI, 2020), (STEINER *et al.*, 2021).

Alguns dos principais objetivos dessa pesquisa são estudar as propriedades das linhas de emissão nuclear e circunuclear, cinemática estelar e do gás e a arqueologia estelar região central de galáxias usando dados de alta resolução espacial. Já foram publicados vários *papers* com esses dados, muitos deles usando a técnica de Tomografia PCA. Alguns exemplos são: Steiner *et al.* (2009), Menezes *et al.* (2009), Ricci, Steiner e Menezes (2011), Menezes, Steiner e Ricci (2013), Ricci, Steiner e Menezes (2014), Ricci, Steiner e Giansante (2015).

1.2.4 S-PLUS

Nesse contexto, introduzimos² o Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS), Levantamento Fotométrico do Universo Local Sul, cujos dados utilizamos nesse trabalho. O S-PLUS objetiva mapear uma área de 9300 deg² da esfera celeste do hemisfério sul com fotometria em doze bandas ópticas utilizando um telescópio robótico de 0.86m de diâmetro e uma resolução espacial média de 0.95 arcsec (MENDES DE OLIVEIRA *et al.*, 2019). Abordaremos mais detalhes sobre o S-PLUS no Capítulo 2.

O S-PLUS não é um survey de IFS propriamente dito, mas a ideia central dessa dissertação é tratá-lo como se fosse. Afinal, suas 12 imagens em diferentes filtros fotométricos formam cubos de dados análogos aos de IFS. Apesar da “resolução espectral” ser muito menor quando comparado com cubos de dados obtidos por IFS, como o MaNGA e o CALIFA, o S-PLUS se sobressai no quesito resolução espacial, e também é claro, no sentido estatístico. Enquanto o MaNGA levou cerca de 6 anos para obter uma amostra de 10.000 galáxias, o S-PLUS³ obterá muitas mais em menos tempo.

1.3 Este trabalho

Neste trabalho buscamos aplicar a dados do S-PLUS técnicas semelhantes às aplicadas a cubos de surveys IFS e verificar os potenciais deste tipo de estudo bem como suas limitações e dificuldades a serem enfrentadas. Trata-se, portanto, de um estudo de natureza exploratória. Para isso utilizamos duas técnicas, a Tomografia PCA e o AlStar, ambos explicados brevemente a seguir.

1.3.1 Tomografia PCA

De forma totalmente inspirada nos trabalhos do grupo do Prof. J. Steiner, um dos métodos utilizados nesse estudo é a Tomografia PCA, a qual é muito útil para identificar características físicas presentes nos cubos de dados e também para uma redução de dimensionalidade dos mesmos, facilitando assim a extração de informação.

Resumidamente, a Análise de Principais Componentes (PCA) é um método matemático que, a partir de algumas operações algébricas, altera o sistema de coordenadas, de forma ordenada de acordo com a variância dos dados, fornecendo assim as componentes principais dos dados. Mais detalhes serão discutidos no Capítulo 3.

² Projeto ainda em andamento.

³ Assim como os surveys J-PLUS e J-PAS (“irmãos” do S-PLUS), comentados no Capítulo 2

O nome Tomografia PCA se refere às novas imagens produzidas após a transformação realizada pelo PCA. Após aplicar o PCA, as imagens do cubo são outras, formadas cada uma não mais pelo fluxo de um determinado comprimento de onda, mas por combinações de todos os comprimentos de onda do cubo. Essas combinações dos fluxos nos diferentes comprimentos de onda são fornecidas pelos autoespectros.

Existem algumas diferenças notáveis desse trabalho em relação aos existentes na literatura. Elas se dão principalmente pelo fato de que os cubos de dados que nós utilizamos vêm de fotometria, enquanto que os utilizados na literatura são cubos de espectrometria, por exemplo Steiner *et al.* (2009), Menezes, Steiner e Ricci (2013), Lacerda (2014), Cid Fernandes *et al.* (2021). Outra diferença em relação aos trabalhos feito pelo grupo do Prof. Steiner é que a Tomografia PCA é aplicado apenas as regiões centrais, enquanto nós aplicamos à toda extensão de uma galáxia.

1.3.2 AlStar

Além da Tomografia PCA, utilizamos nesse trabalho o AlStar, um código de sínteses de populações estelares, cuja ideia é que a luz proveniente de uma dada região de uma galáxia é composta pela contribuição de diferentes populações estelares. A formulação utilizada pelo modelo é não paramétrica e visa decompor algebricamente os espectros observados em componentes de diferentes populações estelares, divididas em 16 grupos de idades e 5 metalicidades.

Ter o conhecimento sobre quais são as populações estelares nos permite obter uma série de propriedades, tais como: um histórico da formação estelar das galáxias estudadas, além de mapas de massa estelar, profundidade óptica de poeira, larguras equivalentes, entre outras possíveis funcionalidades, como por exemplo os testes de erros que mostraremos no Capítulo 6. Detalhes sobre o AlStar estão no Capítulo 5.

2 O S-PLUS

Os cubos de dados de galáxias utilizados neste trabalho foram construídos usando dados do *Southern Photometric Local Universe Survey* (S-PLUS). O S-PLUS é um survey de colaboração internacional fundada pela Universidade de São Paulo, Observatório Nacional, Universidade Federal de Sergipe, Universidad de La Serena e Universidade Federal de Santa Catarina. O survey abrange uma gama de pesquisas que envolvem desde assuntos do Sistema Solar (como asteroides), da Via Láctea (binárias eclipsantes, aglomerados estelares entre outros) até temas extragalácticos e cosmológicos. Planeja-se cobrir uma área de 9300 deg^2 do céu. A Figura 1 mostra em vermelho a localização da área de exploração planejada pelo S-PLUS e a compara com outros surveys já existentes.

2.1 Surveys do S-PLUS

Devido a diferentes grupos trabalhando no S-PLUS, criou-se uma estratégia de subdivisão do survey, de modo a abranger melhor os tópicos científicos de interesse. O projeto foi dividido em cinco *sub-surveys* descritos brevemente a seguir. Mais detalhes em Mendes de Oliveira *et al.* (2019):

2.1.1 Main Survey

O *Main Survey* (MS) corresponde ao principal subprojeto do S-PLUS, que cobrirá uma área de 8000 deg^2 e cuja estratégia observacional permite explorar uma vasta gama de tópicos em astronomia, desde a área de estelar até assuntos de extragaláctica. O MS possui um tempo total de exposição de aproximadamente 1 hora e 30 minutos por campo, incluindo os 12 filtros, com três exposições para cada.

Por se tratar de um telescópio pequeno, os estudos com maiores chances de obter mais benefícios são aqueles que tratam da física estelar, especialmente em virtude do posicionamento dos filtros relativamente ao espectro ótico. Os filtros estão estrategicamente localizados em regiões espectrais que permitem destacar certas características estelares, como por exemplo a metalicidade com os filtros J0410 e J0430. Um exemplo de resultado nesta área é a recente descoberta de uma das estrelas mais pobres em metais já observada (PLACCO *et al.*, 2021).

Apesar de ser um equipamento com maior potencial para a ciência estelar, outro grande foco do MS é a exploração de uma vasta quantidade de assuntos em extragaláctica,

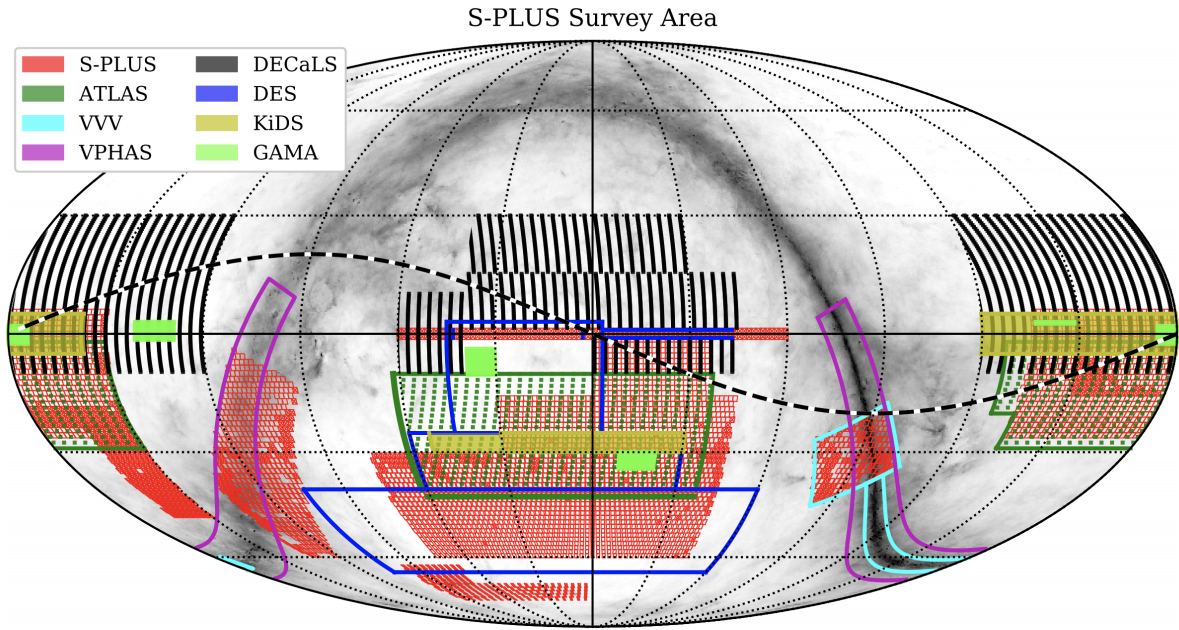


Figura 1 – Diagrama em coordenadas equatoriais mostrando alguns dos principais levantamentos ópticos e infravermelhos próximos no hemisfério sul, onde são omitidos os levantamentos SkyMapper e Gaia (que cobrem o sul e todo o céu, respectivamente) e LSST que cobrirá todo o hemisfério sul poucos anos após o início das operações. Seguindo o código de cor da legenda da figura: ATLAS (SHANKS *et al.*, 2015), VPHAS+, DECaLS, DES (DARK ENERGY SURVEY COLLABORATION, 2016), KiDS (JONG *et al.*, 2015) e GAMA. A única pesquisa de infravermelho próximo exibida é VISTA-VVV, em contornos azul claro, principalmente sobre o bojo Galáctico, sobreposta ao S-PLUS. A linha tracejada preta representa a eclíptica. A imagem de fundo é o mapa de extinção de Schlegel, Finkbeiner e Davis (1998).

Fonte – Figura 1 de Mendes de Oliveira *et al.* (2019)

desde o estudo do fotoespectro de galáxias até a observação da estrutura de grande escala do Universo Local. Entre os trabalhos que estão em andamento, tem-se a construção de um novo catálogo multi-banda contendo desde galáxias isoladas até grupos ou aglomerados, e ainda estender catálogos já existentes do hemisfério sul. Além disso, pode-se recuperar morfologias de galáxias e populações estelares para que se possa realizar uma análise da distribuição de espectral de energia, *Spectral Energy Distribution* (SED).

2.1.2 Ultra-Short Survey

Assim como o Main Survey, o *Ultra-Short Survey* (USS) observa o mesmo *footprint* nas 12 bandas, porém com um tempo de exposição 12 vezes menor que o do MS. Desta forma é possível observar estrelas mais brilhantes e próximas, com foco na detecção de estrelas de baixa metalicidade, já que por estarem mais próximas acabam tendo brilho

suficiente para saturarem no MS. O estudo dessas estrelas pobres em metal é suma importância para obter informações sobre a formação e evolução inicial da química no Universo primitivo.

2.1.3 Variability Fields Survey

Cerca de 30% do tempo total da pesquisa é dedicada ao *Variability Fields Survey* (VFS), que realiza observações repetidas regularmente definidas pela frequência de noites não fotométricas. Pode-se adequar o VFS para detectar fontes variáveis, como estrelas pulsantes, variáveis cataclísmicas, binárias eclipsantes, asteroides e outros objetos em movimento, supernovas (SNe), galáxias com núcleo ativo (*Active Galactic Nuclei* (AGN)) e eventos de ondas gravitacionais.

2.1.4 Galactic Survey

O *Galactic Survey* (GS) se refere à pesquisa direcionada a nossa Galáxia. A área planejada no plano da Via Láctea corresponde a 1400 deg^2 . Existem duas pesquisas principais no GS, uma com foco em estrelas variáveis e outra em aglomerados estelares.

- **Estrelas Variáveis:** Devido a regularidade do número de observações no GS, torna-se apropriado para fazer a detecção de fontes variáveis, como RR Lyrae e cefeidas pulsantes, binárias eclipsantes e fontes transitórias.
- **Aglomerados Estelares Abertos:** Ao utilizar uma correspondência cruzada das medidas de alta precisão do telescópio espacial Gaia com a fotometria multibanda do S-PLUS, é possível estudar aglomerados abertos com uma magnitude mais profunda do que nos estudos já existentes, permitindo assim explorar algumas propriedades físicas gerais dos mesmos, como raio, idade, metalicidade e massa.

2.1.5 Marble Field Survey

A pesquisa do *Marble Field Survey* (MFS) é composta de um conjunto de campos específicos, que devem ser revisitados tão frequentemente quanto possível em noites escuras com *seeing*¹ pobre demais para o MS, isto é, pior que $2''$.

Essas observações são mais adequadas para observações de objetos mais próximos. Alguns alvos selecionados para este estudo são: a galáxia M83, a Pequena e Grande Nuvem

¹ Uma medida estatística do tamanho da estrela no detector



Figura 2 – T80-South localizado no Observatório Internacional de Cerro Tololo, no Chile, ao lado dos telescópios PROMPT (Panchromatic Robotic Optical Monitoring and Polarimetry Telescopes). Nesta foto, o T80S está na maior cúpula à esquerda.

Fonte – IAG-USP

de Magalhães (LMC e SMC), Grupo Dorado e o Aglomerado de Hydra. As observações do MFS também são mais profundas que o MS por serem feitas múltiplas vezes e agrupadas, de modo que a relação sinal-ruído aumenta consideravelmente, além de ser útil para identificação e caracterização de fontes variáveis.

2.2 Instrumentação

O telescópio utilizado para a obtenção dos dados é operado de forma robótica pelo sistema de controle do observatório Chimera, o qual utiliza a biblioteca Pyro3 para converter os subsistemas do observatório em objetos do python, permitindo a acessibilidade pela rede local de forma distribuída. Além disso, há um algoritmo supervisor para verificar as condições do tempo, para então executar as observações de acordo com as restrições impostas pelas mesmas.

Nomeado T80-South (T80S), o telescópio está localizado no Observatório Interamericano de Cerro Tololo (CTIO), no Chile, estando na cúpula mais à esquerda visível na Figura 2. O T80S possui uma montagem equatorial alemã, cuja configuração óptica consiste em um Ritchey-Chretien Cassegrain com uma abertura de 0.826m.

A T80SCam, câmera que equipa o telescópio, tem um campo de visada *Field of View* (FoV) total de 130 mm (cerca de 2 deg quadrados no céu) e um FoV ideal de 110 mm (cerca de 1,7 graus quadrados). O telescópio consegue girar entre duas posições opostas

do céu em menos de um minuto e meio, sendo o tempo que a cúpula leva para se mover de uma posição para a outra o fator que limita o início das observações do novo alvo.

O telescópio, a câmera e o conjunto de filtros são idênticos aos do Javalambre Auxiliary Survey Telescope (T80/JAST - mais detalhes em Cenarro *et al.* (2019)), na Espanha, o qual é responsável pelo *Javalambre Photometric Local Universe Survey* (J-PLUS), equivalentemente ao S-PLUS no hemisfério norte, sendo o T80-S uma duplicação do T80 espanhol.

Vale mencionar também o *Javalambre Physics of the Accelerating Universe* (J-PAS), projeto semelhante ao S-PLUS e ao J-PLUS, porém com o diferencial de possuir 56 filtros estreitos na banda óptica (BENITEZ *et al.*, 2014), (GONZÁLEZ DELGADO *et al.*, 2021), permitindo estudos mais detalhados e fornecendo um grau maior de informações, sendo uma das perspectivas futuras desse trabalho.

2.3 Sistema de filtros

O telescópio é equipado com um sistema de 12 filtros, em que cinco são de banda larga e sete de banda estreita. Os cinco filtros de banda larga correspondem às bandas ópticas padrão u , g , r , i e z , os quais são referenciados por uJAVA, gSDSS, rSDSS, iSDSS e zSDSS. Esses filtros largos fornecem uma ideia geral da forma do contínuo espectral das fontes. Já os sete filtros de banda estreita (J0378, J0395, J0410, J0430, J0515, J0660, J0861) são centrados em comprimentos de onda que identificam ou indicam características de estrelas e galáxias, como as linhas [O II], CaII H + K, banda G, H δ , Mgb, H α e o tripleto de CaII.

A Figura 3 mostra as curvas de transmitância (R_λ) dos 12 filtros do S-PLUS. A combinação desse conjunto de filtros permite a identificação das principais características espectrais estelares, tanto pelas linhas de absorção quanto pelo contínuo. Segundo Gruel *et al.* (2012) e Marín-Franch *et al.* (2012), esse sistema fotométrico foi projetado para uma classificação ideal de estrelas. Na Tabela 1 é possível verificar as informações em números de cada filtro, assim como a largura da banda $\Delta\lambda$ e o λ efetivo.

As Figuras 4 e 5 mostram imagens das galáxias NGC986 e NGC1326 respectivamente, para os 12 filtros do S-PLUS sem nenhum pré processamento. Essas mesmas figuras para as outras galáxias são apresentadas nos apêndices. É possível verificar que os primeiros filtros (mais azuis) são mais ruidosos, o que é esperado, já que no geral o ultravioleta é mais problemático, pois temos absorção na atmosfera, a eficiência do filtro e do detector é menor e a emissão das galáxias é geralmente menor.

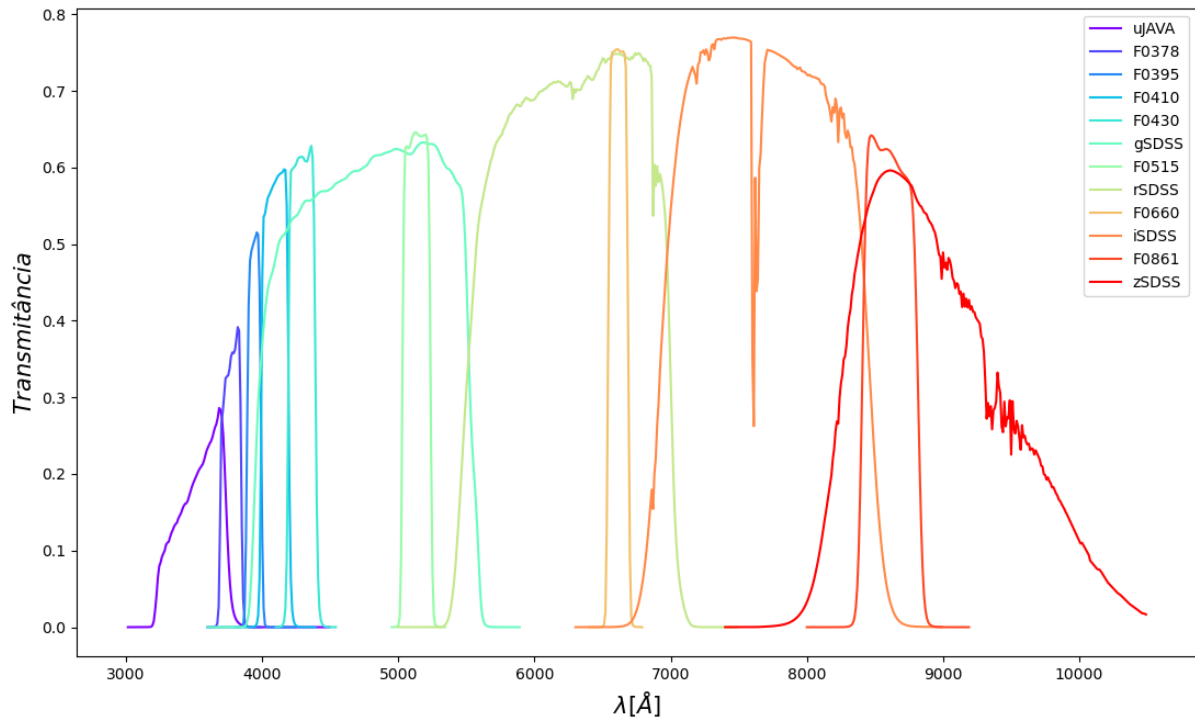


Figura 3 – Curvas de transmitância indicando a eficiência total dos filtros S-PLUS, obtida através da multiplicação das curvas de transmissão média do filtro, a transmissão atmosférica, a eficiência do CCD e as curvas de refletividade do espelho primário. As curvas e os nomes dos filtros seguem as cores de acordo com a legenda à direita.

Tabela 1 – Os 12 filtros do S-PLUS com os seus respectivos comprimentos de onda efetivos e larguras de banda correspondentes.

Nome do Filtro	$\lambda_{efetivo}$ (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	Comentários
<i>u</i>	3536	352	Javalambre u
J0378	3770	151	[OII]
J0395	3940	103	Ca H+K
J0410	4094	201	H δ
J0430	4292	201	G-band
<i>g</i>	4751	1545	SDSS-like g
J0515	5133	207	Mgb Triplet
<i>r</i>	6258	1465	SDSS-like r
J0660	6614	147	H α
<i>i</i>	7690	1506	SDSS-like i
J0861	8611	408	Ca Triplet
<i>z</i>	8831	1182	SDSS-like z

Fonte – S-PLUS, <https://www.splus.iag.usp.br/>

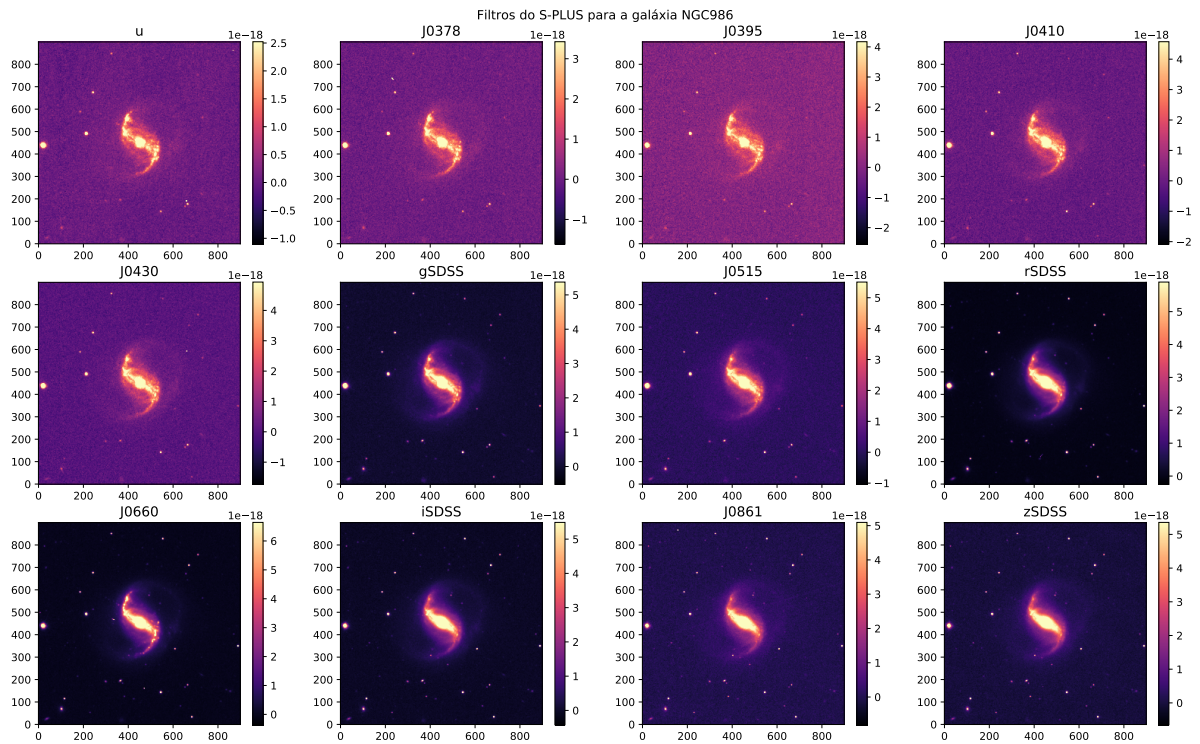


Figura 4 – Imagens dos dados crus nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC986, sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

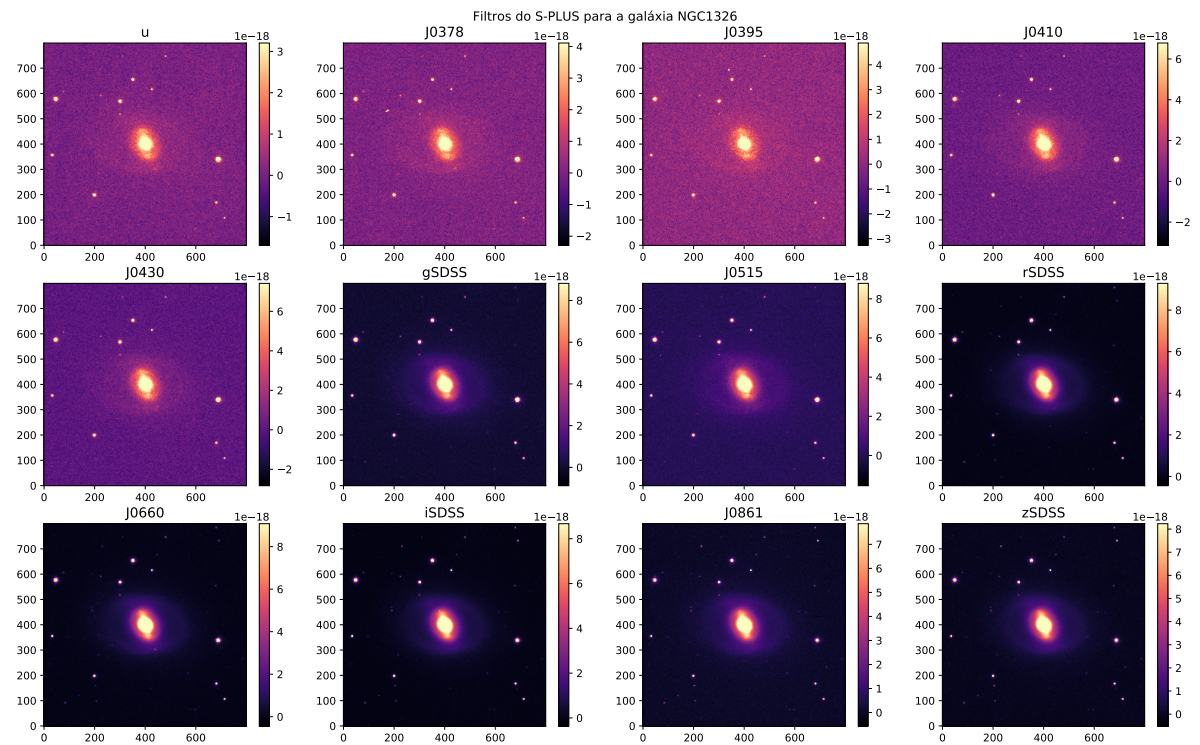


Figura 5 – Como a Figura 4, mas para a galáxia NGC1326.

2.4 Cubos do S-PLUS e Máscaras

Utilizamos neste trabalho 10 cubos de dados do S-PLUS (os quais serão referidos aqui por S-cubes) para as galáxias: AM0338-375, NGC1087, NGC1326, NGC1336, NGC1365, NGC1374, NGC1375, NGC1399, NGC7047 e NGC986. Nossa amostra contém um pouco de tudo, conforme visível na Tabela 2, temos diferentes tipos morfológicos, galáxias em interação, espirais, elípticas, com redshifts variando de 0.006606 até 0.0047222. A Tabela 2 lista as galáxias utilizadas no estudo, assim como a distância, o redshift e o tipo morfológico de cada uma.

Tabela 2 – Galáxias utilizadas no estudo.

Galáxia	Distância _{Lum} (Mpc)	Redshift _{Spec}	Tipo Morfológico
AM0338-375	195	0.047222	S
NGC1087	17.9	0.005060	SAB(rs)c
NGC1326	17.2	0.004584	SB0(r)
NGC1336	18	0.004800	SA0
NGC1365	21.2	0.005476	SB(s)b
NGC1374	17.65	0.004443	E3
NGC1375	8.82	0.002442	SAB0
NGC1399	18.3	0.004755	E1
NGC7047	76.3	0.019290	SAB(r)b:
NGC986	26.85	0.006606	SAB(rs)ab

Fonte – Informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

Além de cada S-cube ser composto por 12 imagens referentes aos 12 filtros do S-PLUS (assim como mostrado na Figura 11), também há uma imagem contendo os valores dos erros (a cada píxel) para cada respectivo filtro. Além dos cubos de fluxos e erros, há também uma imagem contendo uma máscara única para todos os filtros, a qual designa quais são os dados que serão analisados e quais serão descartados. Contando essa máscara, os S-cubes aqui utilizados possuem um total de 25 imagens, além do *header*.

Vale destacar que os cubos aqui utilizados (produzidos a partir de recortes das imagens do S-PLUS), foram feitos pelo Dr. Fábio Rafael Herpich. Isso inclui o cálculo do erros fotométricos para cada um dos 12 filtros, assim como os critérios 1 e 2 da máscara (explicados na Seção 2.4.1).

Os erros são calculados a partir do *weight map* (mapa de pesos), o qual é produzido pelo SWarp, um programa que faz uma reamostragem e coadiciona imagens FITS (*Flexible Image Transport System*), mais detalhes sobre como são feitos esses cálculos entre outras informações podem ser encontradas no manual em Bertin (2010) e também em Bertin

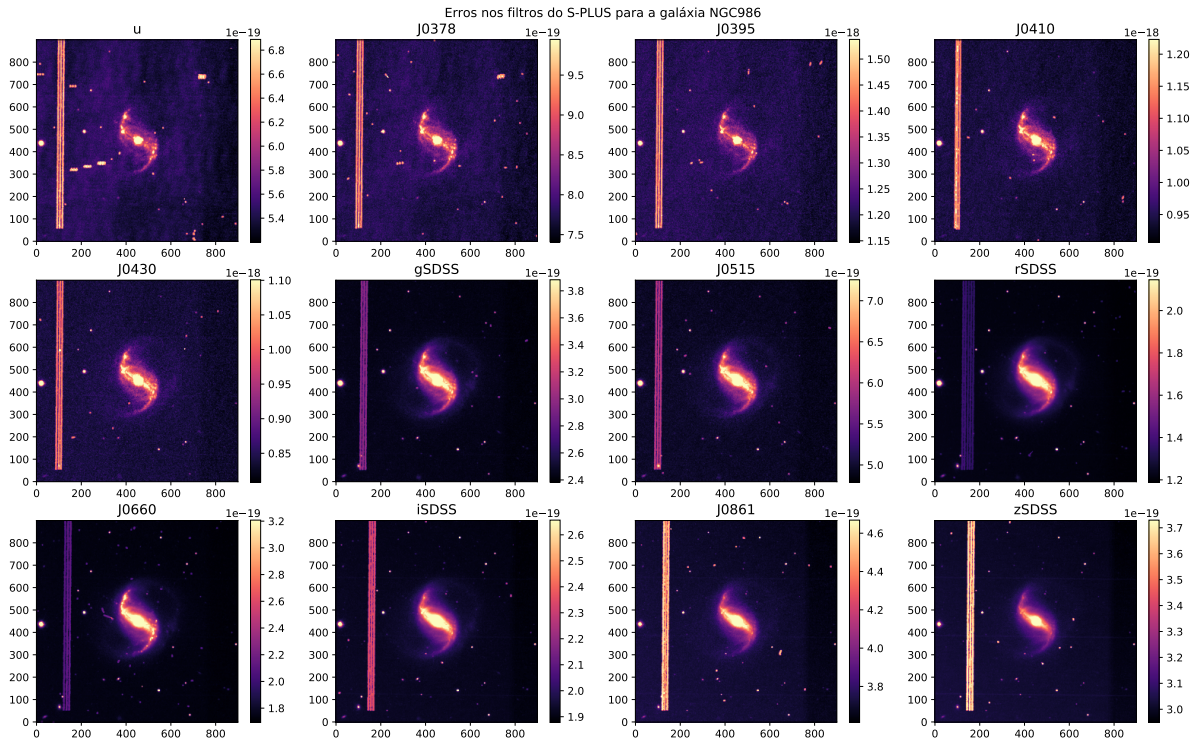


Figura 6 – Imagens dos erros nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC986. Os erros estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

et al. (2002). Na configuração que utilizamos para os cálculos dos erros, esses *weight maps* são dados pelo inverso da variância, dessa forma é possível obter os erros em fluxo por píxel diretamente deles.

Ter o conhecimento sobre os erros associados a um determinado conjunto de dados é de extrema importância para a utilização dos mesmos. São os erros que informam a real relevância de um determinado dado e se ele deve ser levado a sério, ou se caso contrário, o dado pode causar conclusões errôneas e por isso deve ser dado baixo peso ou descartado.

A Figura 6 mostra as imagens dos erros para a galáxia NGC986. Nela é possível ver três colunas verticais de píxeis saturados. Isso ocorre devido a uma coluna de píxeis ruins no CCD, que aparece três vezes, pela imagem ser uma combinação de três imagens em posições diferentes. Essa combinação é importante para fazer *dithering* permitindo uma minimização da contribuição de píxeis ruins, melhorando a imagem de modo geral, além de ser útil para a calibração fotométrica homogênea nos campos (MENDES DE OLIVEIRA *et al.*, 2019).

A Figura 7 mostra as galáxias em imagens RGB construídas a partir dos filtros *i*, *r*, *g*. Como vemos na Figura 8, pode ser mais interessante fazer um RGB utilizando os filtros J0660, *r*, *g*, pois assim usamos o diferencial de bandas estreitas do S-PLUS. Como o filtro J0660 é um filtro estreito e contém basicamente H α e [N II], as regiões que possuem

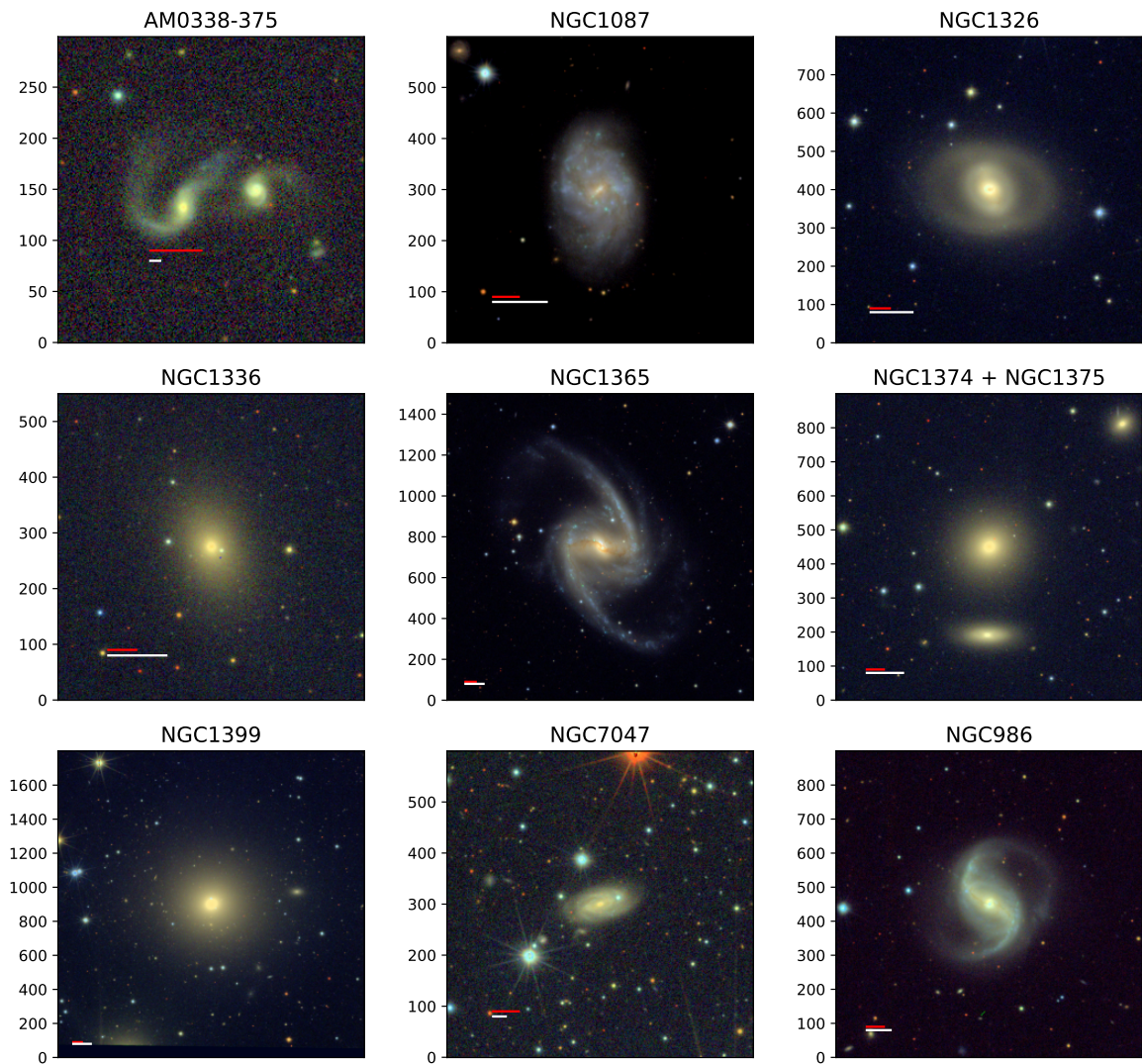


Figura 7 – Composições RGB das 10 galáxias estudadas, utilizando os filtros i , r , g . A linha em branco e em vermelho são respectivamente correspondentes à distância de 5 kpc e 27 arcsec.

emissão nessas linhas tornam-se enfatizadas em tom avermelhado na Figura 8, sendo assim mais informativa que a Figura 7.

Ao comparar as Figuras 7 e 8, por exemplo, é facilmente notado que as galáxias NGC1087, NGC1326, NGC1365 e NGC986 possuem regiões específicas que contêm emissão em $H\alpha$ e $[N II]$, enquanto que para as outras galáxias não é possível notar nenhuma diferença entre as imagens. Além disso, para a galáxia NGC1326 é possível visualizar um anel interno na Figura 8 enquanto que na Figura 7 não. Esses exemplos ilustram que o S-PLUS proporciona informações tanto sobre as estrelas como sobre o gás ionizado em galáxias.

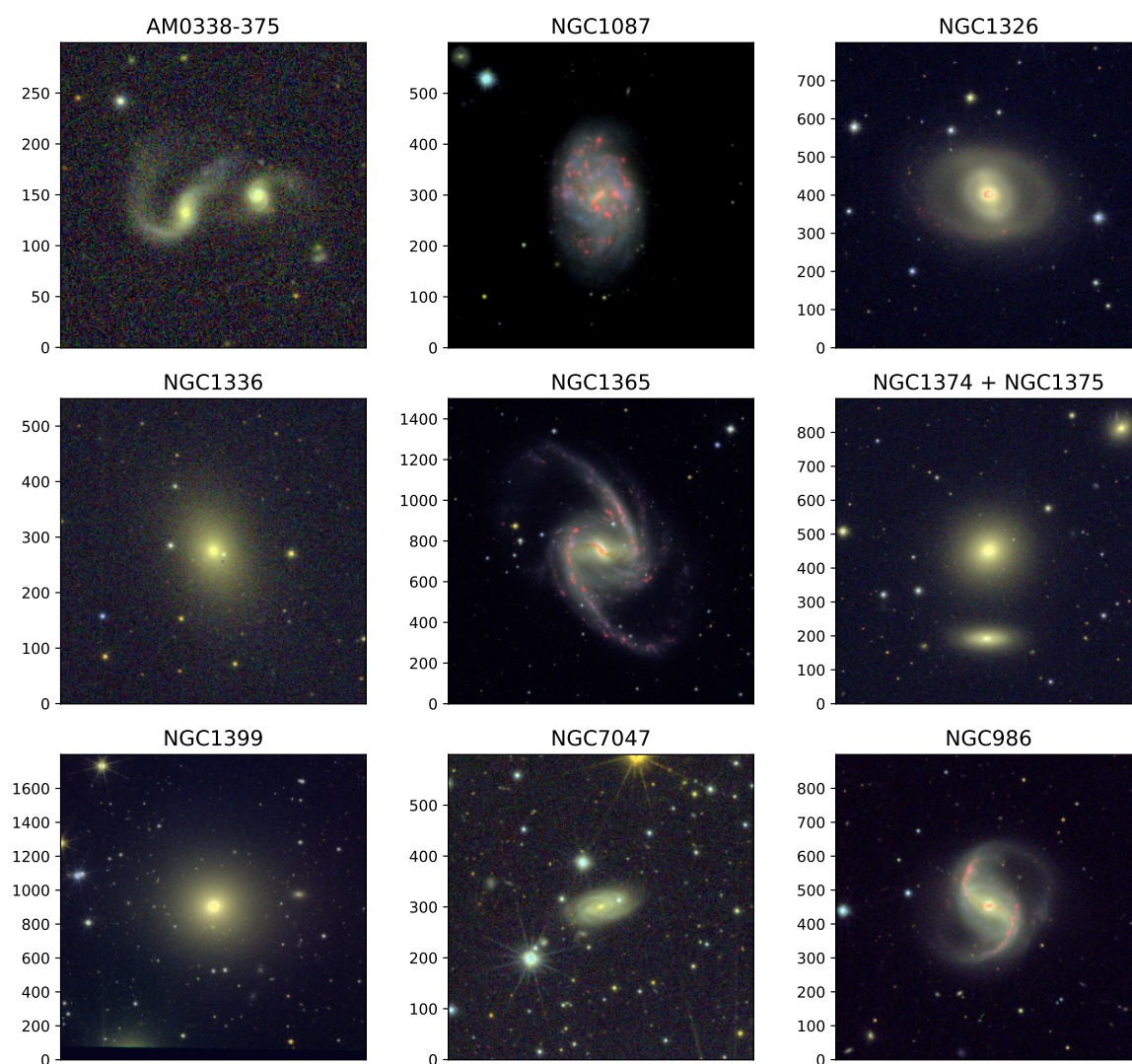


Figura 8 – Composições RGB das 10 galáxias estudadas, utilizando os filtros J0660, r , g .

2.4.1 Máscaras

Como pode ser visto nas imagens das galáxias, as áreas selecionadas contêm outros sinais além da galáxia alvo, os quais geralmente são estrelas (da nossa Galáxia), mas também podem ser artefatos do CCD, raios cósmicos ou outro evento transiente. Esses sinais precisam ser retirados para que não afetem a análise das imagens, nem impliquem em conclusões errôneas.

É principalmente nesse aspecto que é importante a aplicação de máscaras, termo que será aqui usado para se referir à imagem com valores pré-definidos que designam quais dados serão utilizados ou não. Apenas mascarar os píxeis provenientes de estrelas de campo não é suficiente. Precisamos restringir a quantidade de píxeis exclusivamente para aqueles que contêm informação útil da galáxia alvo. Assim melhoramos a efetividade das ferramentas que serão utilizadas para o estudo (PCA e AlStar), além de pouparmos uma quantidade significativa de tempo de processamento dos dados. Por exemplo, a galáxia NGC986 possuía 810.000 píxeis espaciais em sua imagem original, mas apenas 223.645 píxeis (uma redução para $\sim 27\%$) após mascarar píxeis não interessantes/úteis.

A Figura 9 mostra as máscaras que são aplicadas para cada galáxia. As regiões azuis (valor 0) representam os dados que foram utilizados nesse trabalho, enquanto que as outras cores (valores maiores que 0) representam os dados mascarados, cujos valores são uma combinação de diferentes critérios empregados, os quais são divididos em três categorias e atribuídos os respectivos valores aos píxeis em questão:

- **1 - Círculo útil:** píxeis fora do círculo que contém a área útil da galáxia. Esse círculo é calculado a partir do valor do tamanho angular da galáxia do **Simbad** como parâmetro inicial, após isso, o círculo aumenta a partir das coordenadas centrais da galáxia com passos de 5 píxeis até o ponto em que a mediana do fluxo dentro de um anel com raio de 5 píxeis atinge o nível de um σ^2 do céu. Esse é um processo iterativo que tem como objetivo determinar o tamanho do círculo de modo que se possa coletar toda a luz detectável nos dados do S-PLUS.
- **2 - Estrelas:** píxeis que contêm sinal de estrelas de campo. Os sinais dessas estrelas são detectados usando o SExtractor (*Source Extractor*, um programa que constrói um catálogo de objetos a partir de uma imagem astronômica), mais detalhes podem ser encontrados em Bertin e Arnouts (1996). O SExtractor é rodado para a *stamp* (imagem recortada a partir das imagens do S-PLUS) da galáxia. A *stamp* utilizada para a detecção, tem o mesmo tamanho das *stamps*

² Desvio padrão da distribuição.

de cada um dos filtros, mas ela é feita a partir da soma ponderada das imagens nos filtros g , r , i , e z , que é o que é chamado no S-PLUS de imagem de detecção. Então, a partir disso é obtido um catálogo com as detecções dentro da *stamp* e é usado o FWHM (*Full width at half maximum*) que o SExtractor calcula para determinar qual o raio que será mascarado em torno de cada ponto. Também existe um processo interativo em que o usuário (ao fazer os cubos) pode escolher não mascarar algumas fontes, como por exemplo, para casos em que regiões de formação estelar em galáxias *star forming* são selecionadas como fontes pontuais pelo SExtractor, mas, que na prática, não são. Nesses casos, basta o usuário selecionar essas detecções para que não sejam mascaradas.

Apesar de parecer um critério simples, em alguns casos, o círculo definido como uma estrela não é suficiente para conter todo o sinal, então nas bordas ainda é possível verificar a existência da mesma. Para esse tipo de problema não encontramos solução, mas como foram pouquíssimos píxeis nessa situação, isso não afetou nossos resultados.

- **4 - SNR:** para esse critério foi primeiro calculado uma imagem de SNR para cada um dos filtros, depois foi feita uma imagem da mediana das 12 imagens de SNR, med_{SNR} . Feito isso, fizemos uma imagem booleana, mascarando os píxeis com valores de med_{SNR} menores que um valor mínimo exigido, esse valor foi escolhido individualmente (a partir de alguns testes) para cada galáxia, já que cada galáxia é afetada de forma diferente pelo ruído. Após isso, aplicamos a função `scipy.ndimage.median_filter` nessa imagem booleana, a qual suaviza a imagem fornecendo um contorno da galáxia, para isso fornecemos um parâmetro `size`³, o qual determina o tamanho que é calculado a mediana da região.

Assim, a máscara é construída com a soma desses valores (0, 1, 2, 4), logo, temos que os valores dos píxeis variam de 0 a 7, tal que cada valor designa se aquele é um píxel bom ou ruim, e por qual ou quais motivos. A partir daqui todos os dados utilizados para o PCA e o AlStar serão assim mascarados.

É importante enfatizar que antes de termos o critério de valor 4 da máscara definido como explicado acima, foram testados e experimentados pelo menos outras oito formas diferentes de pré-processamento. Foram aplicados PCA e AlStar para todos esse cubos pré-processados, e só após analisarmos os resultados produzidos tanto pelo PCA quanto pelo AlStar é que julgamos a melhor definição do critério 4.

³ O parâmetro `size` foi escolhido individualmente para cada galáxia também.

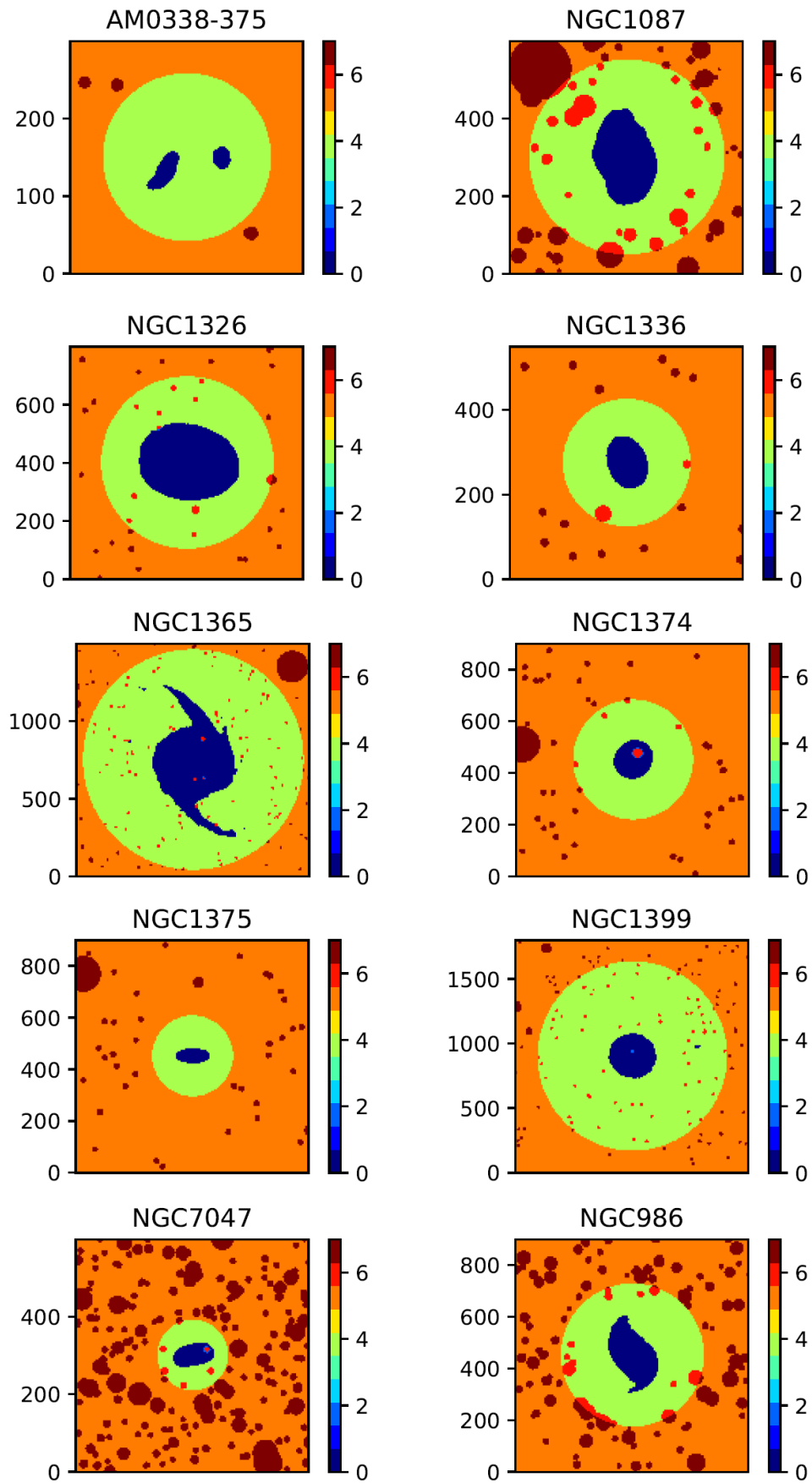


Figura 9 – Máscaras utilizadas para cada galáxia do estudo. Em azul escuro (valor= 0) temos os dados considerados bons, que foram utilizados nas análises a seguir.

3 PCA: ANÁLISE DE COMPONENTES PRINCIPAIS

Análise de Componentes Principais (PCA, *Principal Component Analysis*) é um método matemático que visa extrair e ordenar, de acordo com a variância dos dados, as características mais relevantes de um conjunto de dados de uma maneira estatisticamente eficiente, além de possibilitar uma redução de dimensionalidade dos dados, removendo as componentes com baixa informação. O PCA faz uma transformação linear nos dados, de forma que as coordenadas do sistema são alteradas de variáveis correlacionadas para não correlacionadas. Os novos eixos são todos ortogonais entre si e cada um representa uma componente principal. As direções dos eixos são determinadas pelas variâncias, as quais são ordenadas de forma decrescente.

Além da astrofísica, existe uma enorme gama de aplicações do PCA em diversas áreas do conhecimento, como por exemplo, genética (REICH; PRICE; PATTERSON, 2008) ciência de alimentos (GRANE; JACH, 2013), medicina veterinária e zootecnia (MEIRA *et al.*, 2013), entre outras.

A Figura 10 ilustra um exemplo de PCA em duas dimensões. Os eixos x e y contêm o fluxo nos filtros J0515 e J0660 do S-PLUS para a galáxia NGC986. Claramente, vê-se que os dois fluxos estão fortemente correlacionados. O PCA gera dois eixos ortogonais, PC1 e PC2, cujos vetores unitários proporcionados à variância dos dados estão indicados na figura, de modo que um par de fluxos (F_{J0515} , F_{J0660}) passa a ser descrito em um novo sistema de coordenadas. Qualitativamente, vemos que a PC1 representa a amplitude (se o píxel é mais ou menos brilhante), ou seja, o fluxo da galáxia cresce na mesma direção em uma dada região do espaço, enquanto PC2 mede algo relacionado ao excesso (ou deficit) de fluxo em J0660 com respeito a J0515, mas é claro que a direção da PC2 é obrigatoriamente essa, já que a PC2 deve ser ortogonal à PC1. Evidentemente a maior parte da variância dos dados ocorre ao longo de PC1. Neste exemplo específico conclui-se que as variações de amplitude (mais ou menos fluxo) são mais relevantes que as variações de cor (proporção entre os fluxos F_{J0515} e F_{J0660}).

Nesse estudo, o conjunto de dados a ser aplicado o PCA é um cubo de dados, cujas dimensões podem ser denotadas por (λ, x, y) , em que x e y denotam as coordenadas espaciais do píxel e λ o comprimento de onda em questão, ou seja, tem-se uma imagem para cada comprimento de onda λ e um espectro para cada coordenada (x, y) , para cada imagem tem-se a intensidade de cada fluxo em cada coordenada espacial denotada por $F_{xy\lambda}$. Para os dados do S-PLUS o índice λ representa um filtro e não um comprimento

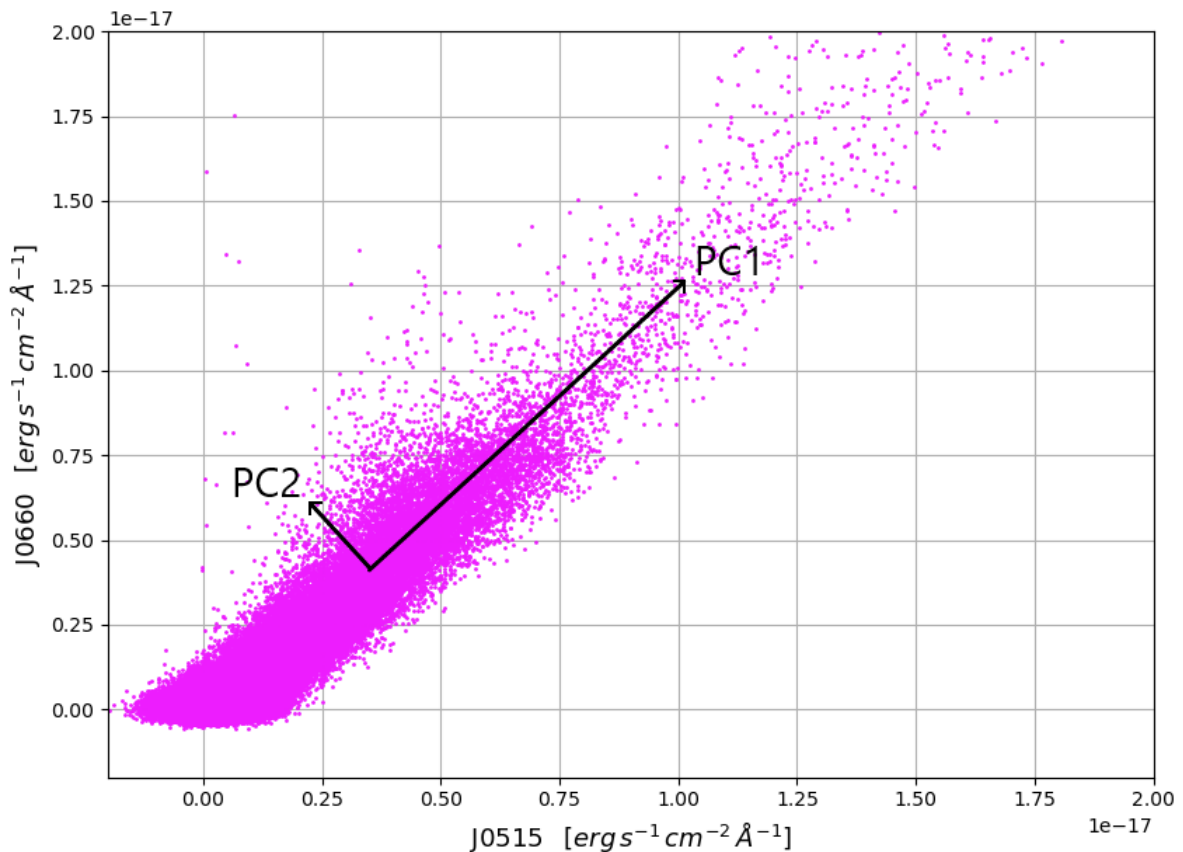


Figura 10 – Ilustração do PCA feito para apenas duas características: fluxos nos filtros J0515 e J0660 (eixos x e y do gráfico) para 223645 spaxels da galáxia NGC986. Os vetores em preto representam os eixos do novo sistema de coordenadas após a transformação linear dos dados, PC1 e PC2, em que a PC1 é o eixo que contém a maior variância e a PC2 contém a segunda maior, sendo ambas obrigatoriamente ortogonais entre si. Esses vetores em preto são vetores unitários proporcionados à variância dos dados.

de onda específico, como seria com espectroscopia, ou seja, temos 12 λ s (filtros) como ilustrado na Figura 11. Formalmente, contudo, esta diferença não é importante, de modo que podemos seguir a metodologia de Steiner *et al.* (2009), chamada de Tomografia PCA, para analisar cubos de dados de galáxias do S-PLUS.

3.1 Centralização dos dados

O primeiro passo a ser feito para a aplicação do PCA é a centralização da matriz dos dados, ou seja, para cada característica calcula-se a média dos dados e subtrai-se a mesma de todos os dados de cada respectiva característica. Nesse caso, cada característica refere-se aos fluxos de um determinado filtro λ e os dados se referem ao conjunto dos

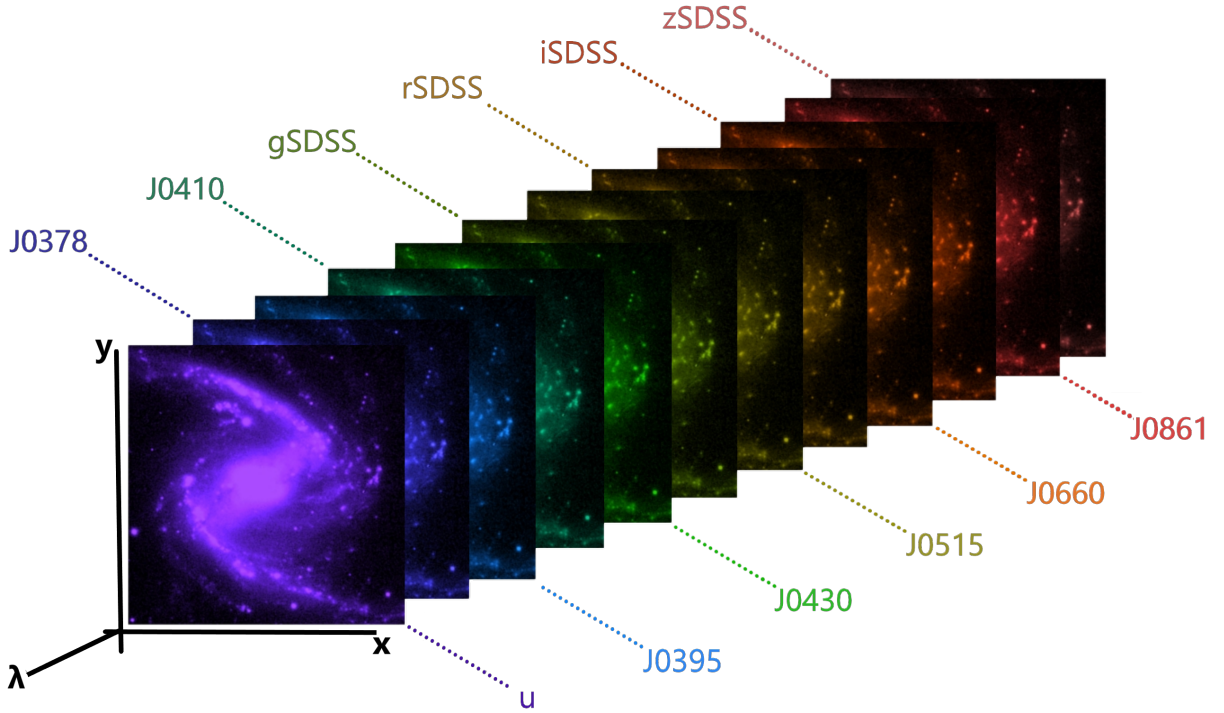


Figura 11 – Ilustração de um cubo de dados do S-PLUS da galáxia NGC1365, em que cada imagem corresponde a um λ e representa cada um dos doze filtros, enquanto x e y são referentes as coordenadas espaciais da galáxia.

fluxos nas coordenadas x e y . Fazendo isso de forma matricial tem-se

$$\mathbf{I}_{xy\lambda} = \mathbf{F}_{xy\lambda} - \langle \mathbf{F}_\lambda \rangle, \quad (1)$$

em que $\mathbf{I}_{xy\lambda}$ é intensidade do fluxo em cada comprimento de onda e em cada píxel espacial, centralizado de acordo com o fluxo médio $\langle \mathbf{F}_\lambda \rangle$ de cada imagem do cubo, o qual pode ser escrito como

$$\langle \mathbf{F}_\lambda \rangle = \frac{1}{N_x N_y} \sum_{i=1}^{N_x} \sum_{j=1}^{N_y} F_{ij\lambda}, \quad (2)$$

seja N_x e N_y a quantidade dos píxeis espaciais em x e em y , respectivamente.

Para o PCA a organização espacial dos fluxos não é relevante, então para facilitar a aplicação do PCA pode-se transformar as coordenadas x e y em uma única coordenada z . Assim, utiliza-se uma matriz $\mathbf{I}_{z\lambda}$ com as características ou propriedades nas colunas e os respectivos valores dos píxeis espaciais nas linhas, em que $\mathbf{I}_{z\lambda}$ é uma matriz centralizada com média zero, assim como $\mathbf{I}_{xy\lambda}$. No âmbito dessa notação, define-se $N_z = N_x \times N_y$, que é o número total de píxeis de cada imagem.

3.2 Cálculo da Matriz de Covariância

Feita a centralização dos dados, é necessário encontrar a matriz de covariância C_{cov} da matriz $\mathbf{I}_{z\lambda}$, a qual pode ser calculada de forma muito simples como

$$\mathbf{C}_{cov}(\mathbf{I}_{z\lambda}) = \frac{\mathbf{I}_{z\lambda}^T \mathbf{I}_{z\lambda}}{N_z - 1}, \quad (3)$$

seja $\mathbf{I}_{z\lambda}^T$ a matriz transposta de $\mathbf{I}_{z\lambda}$.

A importância desse passo pode ser compreendida através do significado da Equação (3), entendendo o conceito de covariância. A variância é uma medida de dispersão estatística, que indica quão longe em geral os valores dos dados estão do valor esperado, sendo uma medida unidimensional, enquanto que a covariância é uma medida bidimensional, ou seja, a covariância leva em consideração duas variáveis para medir a dispersão.

Sendo y e z duas variáveis quaisquer, a covariância entre elas é dada por

$$cov(y, z) = \frac{\sum_{i=1}^n (y_i - \bar{y})(z_i - \bar{z})}{n - 1}, \quad (4)$$

em que \bar{y} e \bar{z} representam a média das mesmas.

Logo, se a covariância entre duas componentes é igual a zero há uma ausência de correlação entre os mesmos, ou seja, em uma situação que não há correlação entre as diferentes variáveis, os elementos fora da diagonal da matriz de covariância seriam iguais a zero. Além disso, os elementos da diagonal representam a variância da componente em questão, já que a diagonal trata de elementos iguais. Por exemplo, a matriz de covariância para três variáveis x , y e z é da seguinte forma:

$$\mathbf{C}_{cov} = \begin{pmatrix} cov(x,x) & cov(x,y) & cov(x,z) \\ cov(y,x) & cov(y,y) & cov(y,z) \\ cov(z,x) & cov(z,y) & cov(z,z) \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} var(x) & cov(x,y) & cov(x,z) \\ cov(x,y) & var(y) & cov(y,z) \\ cov(x,z) & cov(y,z) & var(z) \end{pmatrix} \quad (5)$$

Observa-se que $cov(x,x) = var(x)$, sendo $var(x)$ a variância em x , e também que $cov(x,y) = cov(y,x)$ simetricamente para todas as variáveis, evidenciando as seguintes propriedades:

$$\begin{aligned} \mathbf{C}_{cov} &= [\mathbf{C}_{cov}]^T \rightarrow \text{simétrica} \\ [\mathbf{C}_{cov}]_{(m \times m)} &\rightarrow \text{quadrada} \end{aligned}$$

Comparando com a Equação (3), torna-se claro que para o nosso caso o tamanho de \mathbf{C}_{cov} , é $(N_\lambda \times N_\lambda)$, seja N_λ o número de comprimentos de onda (características), ou seja, para esse trabalho temos que N_λ é dado pela quantidade de filtros fotométricos utilizados.

3.3 Obtenção dos Autovetores ou Vetores Singulares

Após obter a matriz de covariância, é necessário decompor a mesma, o que nos irá fornecer os autovetores (ou vetores singulares), os quais são essenciais, pois irão formar a base do novo sistema de coordenadas, nessa nova base de sistema de coordenadas, a matriz de covariância é diagonalizada, ou seja, toda a informação da matriz situa-se apenas na diagonal (que são os autovalores). Por isso que os autovalores fornecem a medida das variâncias de cada autovetor. O cálculo da decomposição pode ser feita utilizando *Eigenvalue Decomposition* (EVD) ou *Singular Value Decomposition* (SVD), brevemente descritos a seguir:

- **EVD - (Eigenvalue Decomposition):**

A Decomposição em Autovalores (ou valores próprios) permite que uma matriz quadrada $B_{(m \times m)}$ seja decomposta da seguinte forma:

$$B = EDE^T \quad (6)$$

na qual E é a matriz dos autovetores de B e a matriz D é uma matriz diagonal com os respectivos autovalores de B .

- **SVD - (Singular Value Decomposition):**

A Decomposição em Valores Singulares permite que uma matriz $B_{(m \times n)} \in \mathbb{R}$ seja decomposta da seguinte forma:

$$B = U\Sigma V^T \quad (7)$$

na qual $U_{m \times m}$ (cujas colunas são chamadas vetores singulares esquerdos) é uma matriz ortogonal referente ao conjunto ortonormal de autovetores de BB^T , enquanto que $V_{(n \times n)}$ (cujas colunas são os ditos vetores singulares direitos) é a matriz ortogonal referente ao conjunto ortonormal de autovetores de $B^T B$, já a matriz $\Sigma_{(m \times n)}$ representa os valores singulares na diagonal principal, que são as respectivas raízes dos autovalores de $B^T B$ e BB^T .

As principais diferenças entre os métodos são: O SVD permite decompor qualquer matriz enquanto que para o EVD não; no SVD as bases são ortonormais mas no EVD geralmente não; o SVD possui erros numéricos menores, mas em casos que o ruído é grande esses erros se tornam mínimos; e o EVD é computacionalmente mais barato. Mais detalhes em Baker e Degroat (1998). Em nosso trabalho foi utilizado o SVD.

3.4 Tomogramas e Autoespectros

Devido a construção algébrica mostrada na Seção 3.3, obtém-se que os autovetores (o mesmo é válido para os vetores singulares) formam uma nova base que agora depende da variância dos dados em um novo sistema de coordenadas descorrelacionadas. Vamos denominar $\mathbf{E}_{\lambda k}$ a matriz de autovetores correspondente da decomposição da matriz de covariância $\mathbf{C}_{cov}(I_{z\lambda})$ e Λ_k a matriz diagonal dos autovalores correspondentes.

A matriz $\mathbf{E}_{\lambda k}$ é composta por N_λ autovetores E_k , seja E_k o k -ésimo autovetor. Deve-se organizar $\mathbf{E}_{\lambda k}$ de forma decrescente de acordo com os N_λ valores de Λ_k , já que os mesmos indicam variância. Desse modo obtém-se as componentes principais da maior para a menor, de acordo com a variância, ou seja, a componente principal 1 (PC1) é o autovetor que explica a maior variância dos dados, a componente principal 2 (PC2) é o segundo autovetor que mais explica a variância dos dados e assim sucessivamente.

Dessa forma obtém-se uma matriz de autovetores ordenados pela sua variância, a qual é utilizada para aplicar uma transformação linear nos dados centralizados e assim obter uma nova matriz transformada, \mathbf{T}_{zk} , uma projeção dos dados nos autovetores (os quais contém as componentes principais):

$$\mathbf{T}_{zk} = \mathbf{I}_{z\lambda} \cdot \mathbf{E}_{\lambda k} \quad (8)$$

Assim, os dados originais finalmente estão em um novo sistema de coordenadas não correlacionadas e ordenados (de $k = 1$ até $k = N_\lambda$) pela relevância da informação contida nos mesmos em relação a todos os dados. Isso facilita a análise de dados que contém muitos elementos, já que nesse novo espaço, em geral, as três primeiras componentes principais respondem por mais de 90% da variância. Dessa forma, por exemplo, ao invés de analisar 4000 elementos, podemos analisar apenas 10, sem grande perda de informação útil.

Entretanto, após todas essas operações matriciais é necessário relacionar o novo conjunto de dados com os dados originais, tornando possível a interpretação do novo sistema. Nesse contexto da Tomografia PCA, a matriz \mathbf{T}_{zk} , pode ser interpretada como um conjunto de imagens ao desfazer a transformação $(x, y) \rightarrow z$ feita anteriormente, assim recuperando a organização espacial dos dados. Desse modo, obtemos \mathbf{T}_{xyk} , o qual fornece

$k = 1, 2, \dots, N_\lambda$ imagens de tamanho $N_x \times N_y$ que, seguindo a nomenclatura de Steiner *et al.* (2009), são aqui referidas por tomogramas. Ou seja, cada k fornece uma imagem de mesmo tamanho do que as imagens do cubo original.

Retornamos a um cubo de dados como antes, sendo agora as imagens os tomogramas. No entanto, esse tomogramas estão em outro espaço, o espaço dos autovetores, $\mathbf{E}_{\lambda k}$, os quais nos fornecem as proporções entre os fluxos de cada comprimento de onda λ , existente no cubo original, por isso, são aqui referidos por autoespectros. Ou seja, cada fatia do cubo agora é referente não a um λ , mas a uma determinada combinação entre os fluxos de todos os comprimentos de onda.

Idealmente, os autoespectros nos possibilitam fazer a interpretação dos tomogramas (e vice-versa), já que com eles é possível verificar as relações entre as linhas de emissão, absorção e todos os outros comprimentos de onda (existentes nos dados iniciais) de modo geral. Mas é válido enfatizar que o que se quer interpretar é o fenômeno físico responsável pela dupla tomograma/autoespectro, ambos os resultados devem ser analisados sempre em conjunto. O problema é que muitas vezes essas relações podem ser difíceis de se entender. Por isso a utilização de outras ferramentas para auxiliar a interpretação dos resultados de forma correta, além de ser útil por si só, muitas vezes é necessária.

Exemplos de autoespectros e tomogramas para cubos de dados do Gemini podem ser encontrados nos vários artigos do grupo de J. Steiner, e.g. Menezes *et al.* (2009), Ricci, Steiner e Menezes (2011), Menezes, Steiner e Ricci (2013), Ricci, Steiner e Menezes (2014), Ricci, Steiner e Giansante (2015).

A Figura 12 mostra um exemplo do estudo de Cid Fernandes *et al.* (2021), baseado em um cubo de dados do MUSE para a galáxia NGC4030. O painel superior mostra os três primeiros autoespectros do PCA dos fluxos das linhas de emissão nesta galáxia. Nesse caso, assim como em outros das referências supra-citadas, a interpretação dos autoespectros é relativamente fácil, diferente do que acontece no capítulo a seguir. Vemos que a PC1 é aproximadamente o espectro médio, detectando o fator de amplitude dos fluxos. A PC2 mostra um excesso de linhas proibidas ([O III], [N II] e [S II]) em relação à $H\alpha$ e $H\beta$, enquanto que na PC3 temos um contraste entre as linhas $H\beta$ e $H\alpha$, podendo indicar menos atenuação por poeira (ou ao contrário, já que o sinal é arbitrário). Os tomogramas da PC1, PC2 e PC3 corroboram essas interpretações.

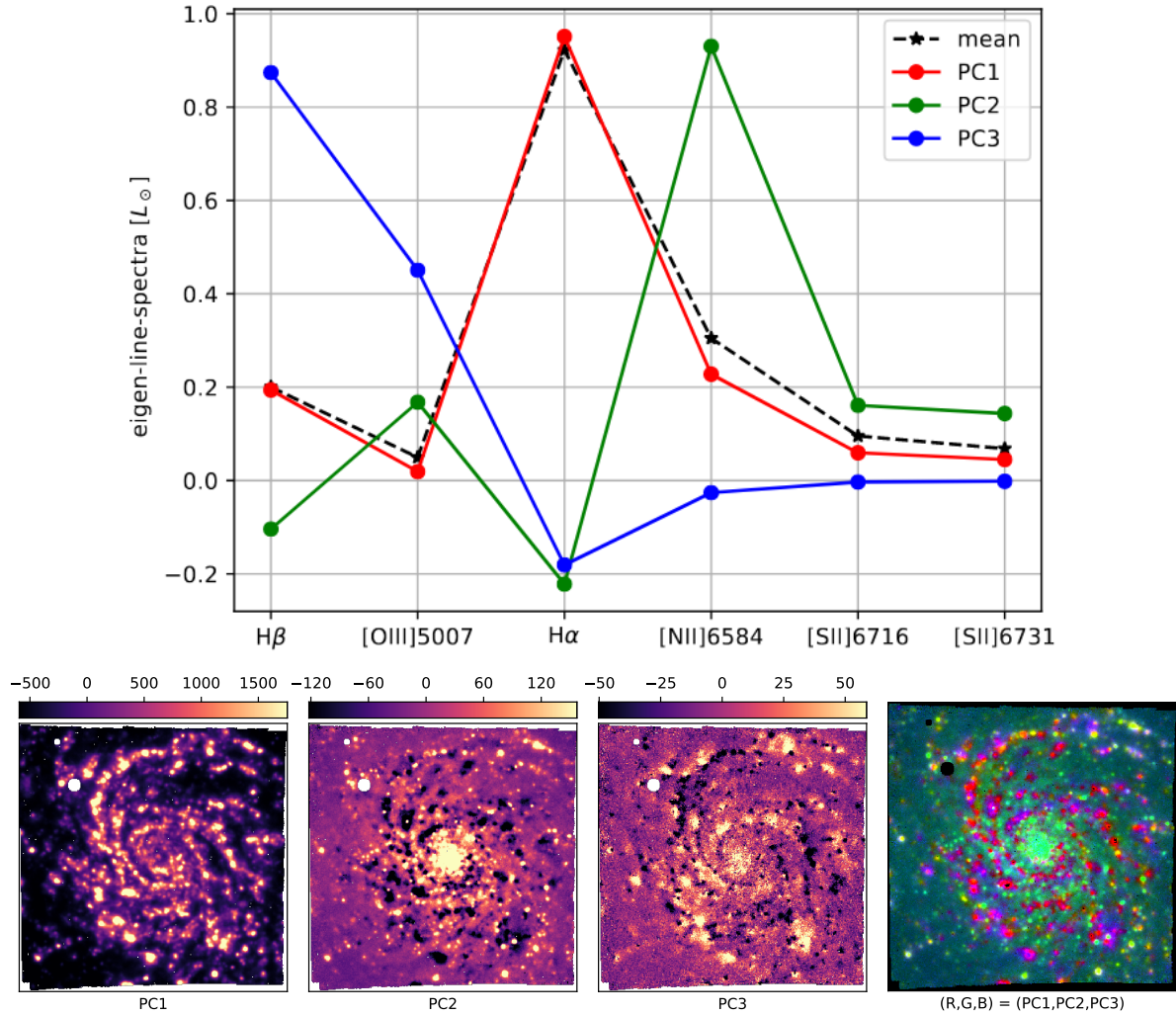


Figura 12 – Primeiros 3 autoespectros do PCA dos fluxos das linhas de emissão da galáxia NGC4030. A linha preta tracejada mostra o espectro médio reescalado para ter norma unitária, como os autoespectros. As imagens mostram os tomogramas das três primeiras componentes, bem como uma composição RGB delas.

Fonte – Figuras 2 e 3 de Cid Fernandes *et al.* (2021)

3.5 Reconstrução e Redução dos dados

Além do PCA fornecer as componentes principais dos dados, ele também pode ser utilizado para reconstruir os dados. E também para comprimir os dados, ao opcionalmente eliminar componentes sem informações relevantes, removendo assim o ruído dos dados. Ou seja, outra utilidade do método é a redução de dimensionalidade, que é extremamente útil para conjuntos de dados que são muito grandes e complicados de se manusear.

Sabe-se que o termo $\mathbf{E}_{\lambda k}$ da Equação (8) é formado por um conjunto de vetores que aqui formam uma matriz ortonormal, tal que $\mathbf{E}_{\lambda k}[\mathbf{E}_{\lambda k}]^T = [\mathbf{E}_{\lambda k}]^T \mathbf{E}_{\lambda k} = \mathbf{1}$, como

demonstrado em Leon (2000). Logo, se multiplicarmos pela direita ambos os lados da Equação (8) por $[\mathbf{E}_{\lambda k}]^T$, obtém-se:

$$\mathbf{I}_{z\lambda} = \mathbf{T}_{zk} \cdot [\mathbf{E}_{\lambda k}]^T \quad (9)$$

Se lembrarmos da Equação (1), é fácil verificar que ao isolar o termo $\mathbf{F}_{xy\lambda}$ e ao substituir o termo $\mathbf{I}_{z\lambda}$ da Equação (9), transformada de $z \rightarrow (x, y)$, consegue-se obter uma expressão que recupera o cubo original com todas as componentes após ser aplicado o PCA, dada por:

$$\mathbf{F}_{xy\lambda} = \langle \mathbf{F}_{\lambda} \rangle + \mathbf{I}_{xy\lambda} = \langle \mathbf{F}_{\lambda} \rangle + \mathbf{T}_{xyk} \cdot [\mathbf{E}_{\lambda k}]^T \quad (10)$$

Ou seja, há uma soma implícita para cada elemento, tal que um elemento da matriz pode ser escrito explicitamente como:

$$F_{xy\lambda} = \langle F_{\lambda} \rangle + \sum_{c=1}^k T_{xyc} E_{\lambda c} = \langle F_{\lambda} \rangle + T_{xy1} E_{\lambda 1} + T_{xy2} E_{\lambda 2} + \dots + T_{xyk} E_{\lambda k}. \quad (11)$$

Ao analisar a Equação (10) ou a (11) não é complicado perceber que pode-se reconstruir o cubo de forma parcial. Basta escolher um k menor que o número total de autovetores, seja $k = 1, 2, \dots, N_{\lambda}$. Independente do número k escolhido, devido a álgebra de multiplicação de matrizes, a matriz final $\mathbf{F}_{xy\lambda}$ continua tendo dimensão (x, y, λ) . O número k se refere ao número de elementos utilizados na reconstrução. Por exemplo, para $k = 10$, pegamos os 10 primeiros elementos de $\mathbf{E}_{\lambda k}$ e os 2 últimos são descartados.

Nesse modo de redução (ou compressão) dos dados descarta-se os autovetores de acordo com os respectivos menores autovalores, que na maioria dos casos contribuem de forma quase insignificante para a variância dos dados. Além disso, a ideia também é remover (ao menos em um sentido estatístico) a contribuição do ruído no cubo de dados, por consequência, escolhe-se utilizar apenas os k autovetores que contém informações de fato relevantes (ou seja, com maiores variâncias).

Entretanto, escolher o número k não é algo trivial de ser feito; afinal, parte da informação está sendo jogada fora. Por isso é importante ter a maior precisão possível de em qual ponto o sinal da informação torna-se de fato ruído, e assim não perder informação sobre alguma característica de algum fenômeno físico.

Existem alguns critérios na literatura que abordam diferentes formas de escolher o limite de k . Em Johnson *et al.* (2002), por exemplo, sugere-se tomar como limite o k correspondente ao autovalor médio, chamado critério de Kayser. Outro critério que pode ser utilizado como em Hair *et al.* (1998), é o “*scree test*” que basicamente seleciona apenas

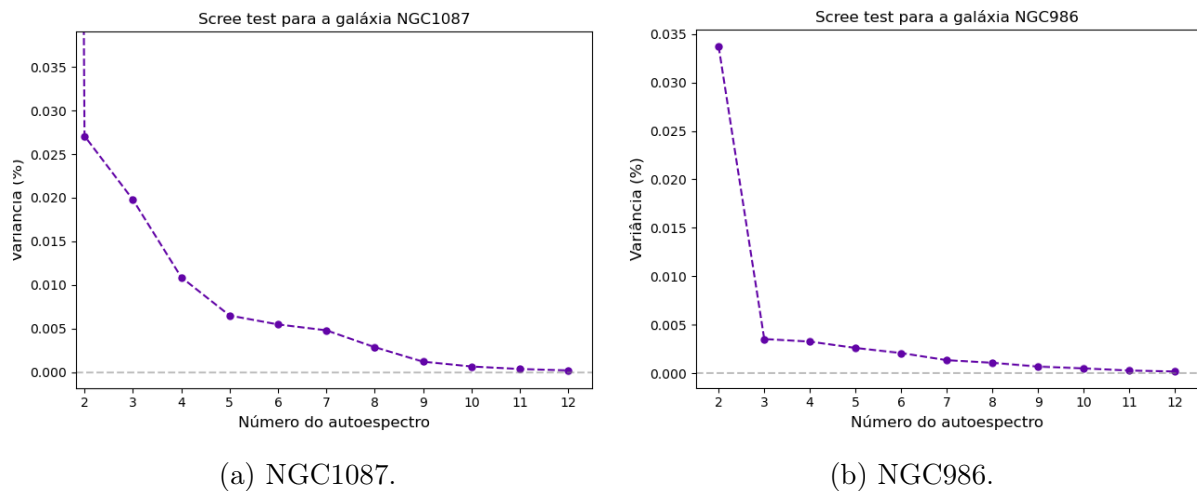


Figura 13 – *Scree test* para o PCA¹ aplicado ao cubo de dados para as galáxias NGC1087 e NGC986 respectivamente. Em ambas as figuras o autoespectro 1 possui uma variância muito acima das outras, por isso esse ponto é retirado. Observa-se contribuição para a variância até o autoespectro 9.

os autovetores (com maior relevância), de acordo com a variância acumulada (conforme mostrado nas Figuras 13a e 13b), descartando o restante.

Nenhum desses critérios garantem uma escolha correta, se é que ela existe. Cada situação deve ser analisada de acordo com as características dos dados e com os objetivos requeridos do estudo. Sendo que, na prática, pode-se dizer que o número de autovetores relevantes depende do número de fenômenos físicos não correlacionados são representados pelo novo sistema Steiner *et al.* (2009).

Como exemplo do *scree test* consideremos a Tabela 3, que fornece a variância individual e acumulada correspondente a cada componente principal para cubos S-PLUS das galáxias NGC1087 e NGC986 (ver também a Figura 13). Se for tomado como referência uma variância acumulada de 99.9% para a seleção, tem-se que tanto a galáxia NGC1087 quanto a NGC986 obtêm esse valor na componente 9. Além disso, vale notar que a primeira componente compõe mais de 90% da variância total em ambas as galáxias.

Nós estamos estudando um cubo de dados de fotometria com 12 filtros, logo uma redução para 9 autoespectros pode parecer pouco. Porém, para casos de cubos de dados de espectrometria, mesmo com mais de 4000 comprimentos de onda (características), o comportamento da distribuição das variâncias dos autoespectros ocorrem do mesmo modo, com mais de 90% da variância contida no primeiro autoespectro e cerca de 99.9% entre até os primeiros 9 autoespectros, como pode ser visto em Steiner *et al.* (2009), Cid Fernandes *et al.* (2021) e Lacerda (2014).

Por exemplo, ao comparar as Figuras 14a e 14b com as Figuras 13a e 13b e com a

¹ PCA aplicado ao cubo de dados originais, em que o único pré-processamento foi o uso das máscaras.

Tabela 3 – Valores das variâncias para cada autoespectro do PCA aplicado aos cubos de dados para as galáxias NGC1087 e NGC986, referente a Figura 13, evidenciando a maior relevância das primeiras componentes.

Autovetor E_k	Autovalor (% da variância)		Variância Acumulada	
	NGC1087	NGC986	NGC1087	NGC986
E_1	92.0093	95.0793	92.0093	95.0793
E_2	2.7075	3.3750	94.7168	98.4543
E_3	1.9782	0.3521	96.6950	98.8064
E_4	1.0890	0.3254	97.7840	99.1318
E_5	0.6507	0.2600	98.4347	99.3918
E_6	0.5487	0.2072	98.9834	99.5990
E_7	0.4811	0.1338	99.4645	99.7328
E_8	0.2878	0.1070	99.7523	99.8398
E_9	0.1214	0.0675	99.8737	99.9073
E_{10}	0.0664	0.0488	99.9401	99.9561
E_{11}	0.0381	0.0268	99.9782	99.9829
E_{12}	0.0218	0.0171	100.000	100.000

Tabela 3, pode-se verificar que o comportamento de ambas é semelhante, tanto para 12 quanto para 1976 características, que é o caso da Figura 14, permitindo reduzir o custo de dados de 1976 características (comprimentos de onda) para apenas 8 características com perda de informação de apenas 0.1021% da variância. Entretanto, faz-se necessário enfatizar que não existe nenhum número “mágico” ideal de k autovetores para reconstruir o cubo de dados, isso deve ser investigado individualmente para cada estudo.

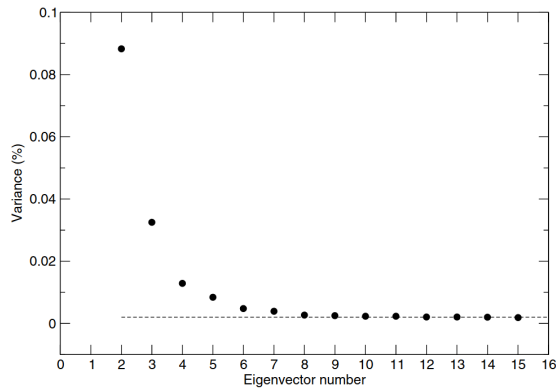
Pode-se reescrever a Equação (9) explicitando os termos a serem utilizados na reconstrução dos dados. Relembrando que N_λ é número total das características, que nesse caso são referentes aos comprimentos de onda λ , e que k varia de $1 \rightarrow N_\lambda$, logo $k \leq N_\lambda$. Tem-se de forma explícita, que a equação de reconstrução é:

$$\mathbf{I}'_{z\lambda} = \mathbf{T}_{zk}(k \leq N_\lambda) \cdot [\mathbf{E}_{\lambda k}(k \leq N_\lambda)]^T \quad (12)$$

Pode-se observar nessa equação que as unidades do cubo original estão contidas no termo \mathbf{T}_{zk} , enquanto que $\mathbf{E}_{\lambda k}$ pode ser visto como um coeficiente adimensional, que é responsável pelas proporções entre os fluxos de cada λ , já mencionadas anteriormente.

Assim, torna-se claro que o PCA pode ser utilizado não só para buscar relações e propriedades físicas não triviais nos dados, mas também como um método de redução de dimensionalidade e conseqüentemente de melhoramento para redução de ruído.

Exploramos aqui o formalismo para a obtenção da redução de dimensionalidade (informações) dos dados através do PCA, apenas por completeza, uma vez que não utiliza-



(a) *Scree test* aplicado aos 15 primeiros autovalores para o cubo de dados da galáxia NGC4736. Pode-se visualizar que o gráfico nivela para autovetores acima de 7. O autovalor 1 está fora de escala.

Eigenvector E_k	Eigenvalue (per cent of the variance)	Accumulated fraction (per cent of the variance)
E_1	99.7443	99.7443
E_2	0.0883	99.8326
E_3	0.0325	99.8651
E_4	0.0129	99.8781
E_5	0.0084	99.8864
E_6	0.0048	99.8912
E_7	0.0039	99.8952
E_8	0.0027	99.8979

(b) Autovetores e autovalores correspondentes para as 8 primeiras principais componentes.

Figura 14 – *Scree test* e respectivos valores de um cubo de dados de 1976 comprimentos de onda (características) para comparação com os nossos cubo de dados de 12 características.

Fonte – Figura 1 e Tabela 1 retirada de Steiner *et al.* (2009).

remos essa funcionalidade nos nossos resultados. Fizemos alguns testes de modo a explorar essa redução nos cubos do S-PLUS, porém os testes não mostraram nenhuma efetividade significativa nesse aspecto, o que é compreensível, já que 12 características já é um número pequeno de informações para tal redução. Ou seja, tentamos utilizar essa aplicabilidade, mas não conseguimos concluir se realmente compensa, logo decidimos continuar analisando os dados originais (sem nenhuma filtragem), portanto, faz-se necessário trabalhos mais detalhados explorando essa redução.

Além disso, atualmente o PCA não tem sido utilizado para retirar erros estatísticos, mesmo para cubos maiores, com mais de 3000 comprimentos de onda (características). Esse processo tem se mostrado delicado, visto que muitas vezes existem informações espectrais relevantes até mesmo nas últimas componentes. Entretanto, o PCA tem se mostrado bastante útil para remover assinaturas instrumentais (MENEZES *et al.*, 2018).

4 RESULTADOS DO PCA

Abordaremos aqui os resultados obtidos para diferentes configurações do PCA aplicado aos cubos de dados do S-PLUS. Para que não fique muito repetitivo e extenso, escolhemos o que julgamos mais pertinente e assim exploramos com mais detalhes alguns resultados para galáxias específicas, são elas: NGC1087, NGC1326, NGC1365 e NGC1399. Para a NGC986 mostramos todos os resultados detalhados. Resultados para todas as galáxias do estudo são apresentados nos apêndices.

O único pré-processamento feito para a realização do PCA foi simplesmente a aplicação da máscara que retira as estrelas e parte dos píxeis ruidosos, tal qual explicado na Seção 2.4.1.

4.1 Diferentes configurações de PCA

Os resultados obtidos com o PCA dependem muito de como os dados variam numericamente entre si. Ao escalonarmos, normalizarmos ou efetuarmos algum tipo de operação matemática nos dados, obtemos diferentes resultados. Neste trabalho cada operação desse tipo é chamada de “configuração”. Como não temos nenhum motivo físico para escolher utilizar uma ou outra configuração, optamos por explorar diversas possibilidades.

Essa seção aborda as diferentes configurações de PCA utilizadas nesse estudo e os motivos pelos quais julgou-se necessário diferentes abordagens na aplicação do PCA ao cubo de dados do S-PLUS. A Tabela 4 mostra quais são as expressões matemáticas, tipos e nomenclaturas que aqui serão utilizadas para se referir a cada configuração. De modo a facilitar o entendimento da notação proposta na Tabela 4, vale salientar que o subíndice utilizado na nomenclatura, se refere ao termo pelo qual o cubo original foi dividido.

Faz-se necessário lembrar que na Seção 3.5 foi mostrado que mais de 90% da variância está na primeira componente, PC1, o que parece sempre ocorrer¹, pelo menos com todos os cubos de dados aqui utilizados. Logo, não é muito difícil de perceber que o primeiro tomograma expressa a característica que mais afeta a variância da galáxia, que nesse caso é a amplitude dos fluxos no cubo de dados.

Porém, obter um fator de escala referente a amplitude dos fluxos não nos fornece algo muito informativo. Além do que, ao “gastar” mais de 90% de variância na PC1, sobra pouquíssima variância para as outras componentes, o que faz com que geralmente

¹ Para o PCA sem nenhuma normalização

Tabela 4 – Diferentes configurações de PCA abordadas.

Configurações	Expressão	Tipo	Nomenclatura
Seção 4.3	$\mathbf{F}(\lambda, y, x)$	extensivo	\mathbf{C}^{ext}
Seção 4.4	$\frac{\mathbf{F}(\lambda, y, x)}{\langle \mathbf{F}(\lambda) \rangle}$	extensivo	$\mathbf{C}_{\langle \mathbf{F}(\lambda) \rangle}^{ext}$
Seção 4.5	$\frac{\mathbf{F}(\lambda, y, x)}{\langle \mathbf{F}(y, x) \rangle}$	intensivo	$\mathbf{C}_{\langle \mathbf{F}(y, x) \rangle}^{int}$
Seção 4.6	$\frac{\mathbf{F}(\lambda, y, x)}{\mathbf{F}(\lambda_r, y, x)}$	intensivo	$\mathbf{C}_{\mathbf{F}(\lambda_r, y, x)}^{int}$
Seção 4.7	$\log[\mathbf{F}(\lambda, y, x)]$	extensivo	$\log \mathbf{C}^{ext}$

encontremos alguns sinais de estruturas até a terceira ou quarta componente apenas, tornando o restante das componentes menos relevantes.

Por essas razões, foi decido modificar de diferentes formas o cubo de dados a ser aplicado o PCA. Primeiramente dividindo o cubo por um fator que retira a escala de amplitude do fluxos. Isso foi feito em dois casos: (a) normalizando cada píxel por seu fluxo médio e (b) normalizando cada píxel por seu fluxo no filtro r , os quais são explicados com mais detalhes na Seção 4.5 e Seção 4.6 respectivamente. Esse tipo de configuração, que claramente não é afetado pela amplitude da escala, é aqui chamado de intensivo.

Além das configurações intensivas, também foram feitas outras duas configurações que são afetadas pela amplitude, porém de maneiras diferentes do cubo original (discutido na Seção 4.3), que aqui são chamadas de extensivas. Apesar de ambas dependerem da escala, a dependência muda, mudando assim os resultados obtidos pelo PCA, as quais são: (a) o log do cubo e (b) escalonando o cubo pelo espectro médio, explicadas com mais detalhes na Seção 4.7 e na Seção 4.4.

Outro motivo pelo qual decidiu-se fazer diferentes configurações é devido ao fato de que, principalmente para os casos intensivos, essas modificações alteram a distribuição de variância das componentes principais, não concentrando tanto a variância na PC1, já que isso ocorre majoritariamente devido a presença da escala que “rouba” a maior parte da variância. Não só isso, mas o PCA dos casos intensivos valorizam mais a forma do que a amplitude.

Isso pode ser comprovado ao analisar as Figuras 15 e 16 que mostram scree tests para as quatro configurações aqui comentadas e para duas galáxias. Em ambas galáxias é possível ver que para os casos intensivos a variância da PC1 diminuiu para aproximadamente um pouco mais de 25%, e que para o log do cubo que apesar de ser extensivo, caiu

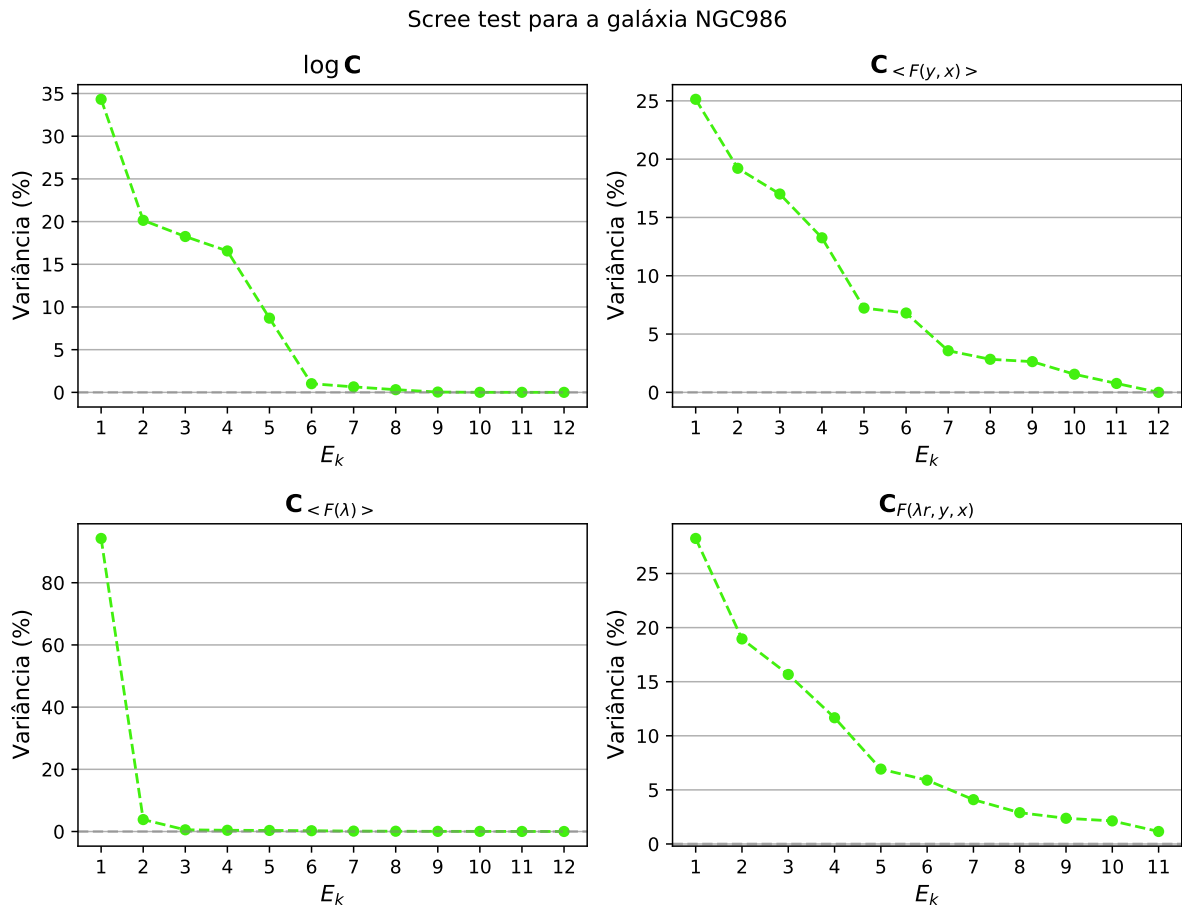


Figura 15 – Scree test para a galáxia NGC986, mostrando as diferenças na distribuição das variâncias entre as componentes principais para quatro configurações do PCA: $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$, $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$, $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$, $\log \mathbf{C}^{ext}$ como indicado na figura.

Tabela 5 – Valores da variância para cada autovetor, para as configurações $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ e $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para a galáxia NGC986, referente a Figura 15.

Autovetor	Autovalor (% da variância)		Variância Acumulada	
E_k	$\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$	$\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$	$\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$	$\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$
E_1	25.1316	28.2425	25.1316	28.2425
E_2	19.2153	18.9533	44.3469	47.1958
E_3	17.0092	15.6678	61.3561	62.8636
E_4	13.2550	11.6679	74.6110	74.5315
E_5	7.2261	6.9215	81.8371	81.4529
E_6	6.8058	5.8944	88.6429	87.3474
E_7	3.5698	4.0975	92.2127	91.4449
E_8	2.8351	2.8931	95.0478	94.3380
E_9	2.6352	2.3742	97.6830	96.7122
E_{10}	1.5534	2.1327	99.2364	98.8449
E_{11}	0.7636	1.1551	100.000	100.000
E_{12}	0.000	-	100.000	-

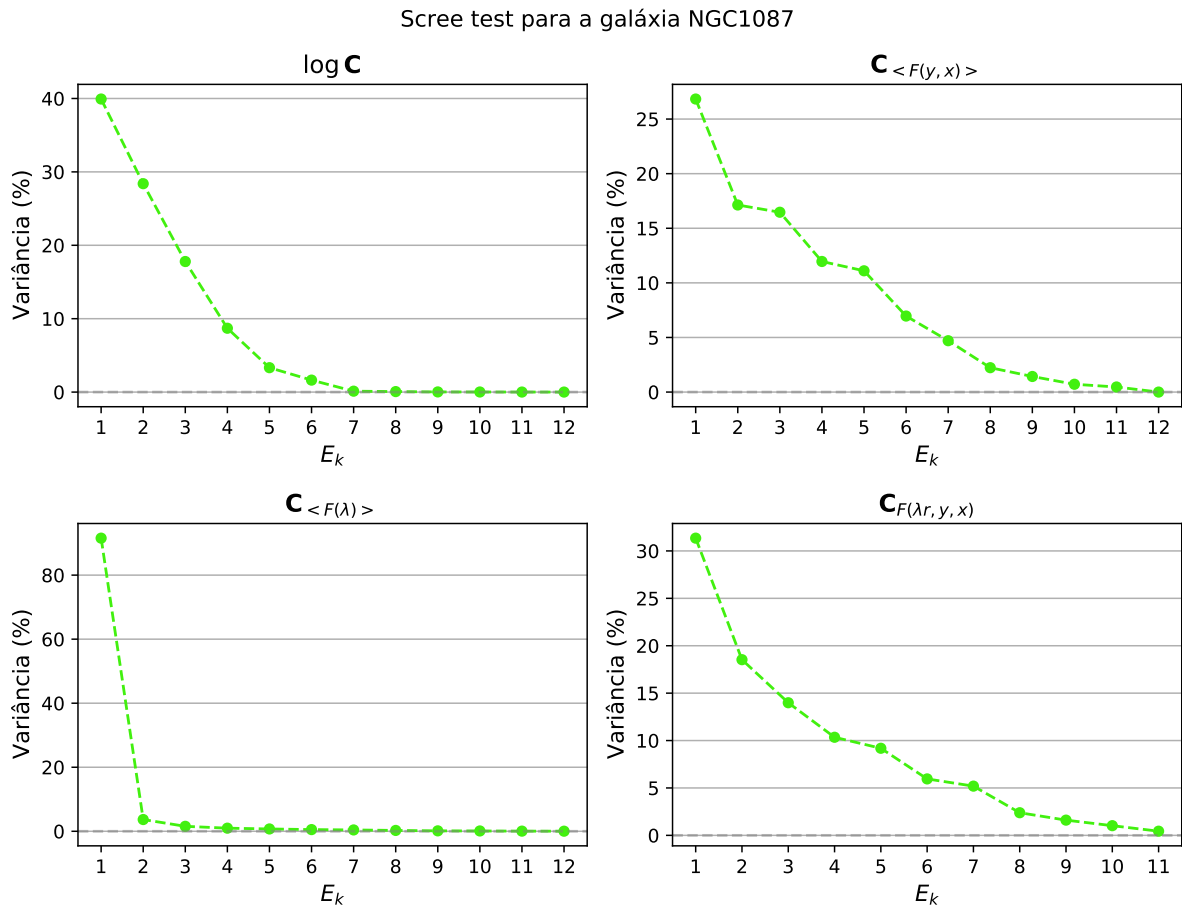


Figura 16 – Scree test para a galáxia NGC1087, mostrando as diferenças nas variâncias em relação aos autoespectros, para as configurações $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$, $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$, $C_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$, $\log C^{ext}$ como indicado na figura.

para um pouco menos de 50%. Já para o caso $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ o comportamento da curva para as variâncias se assemelha ao PCA do cubo original, assim como nas Figuras 13a e 13b, o que é esperado, já que a dependência da escala é a mesma, escalonando apenas os valores a nível de comparação entre os filtros.

Por exemplo, a Tabela 5 lista os valores das variâncias para $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ e $C_{F(\lambda_r,y,x)}^{int}$ para a NGC986, podemos verificar que respectivamente a PC1 contém cerca de 25% e 28% contra 95% do PCA de C^{ext} . Ou seja, nos casos intensivos é mais provável encontrar que as últimas componentes tenham alguma relevância na variância total.

4.2 Comentários e conclusões gerais

Alguns comentários se fazem pertinentes para um melhor entendimento de todos os resultados do PCA mostrados nas seções a seguir, assim como algumas conclusões gerais.

1. Primeiramente, são muitos os tomogramas que mostram claramente estruturas bem definidas que de fato devem significar algo (além do aspecto visual). Entretanto, só é possível entender-los cientificamente ao interpretar os autoespectros, e isso tem sido muito complicado. Então, em alguns casos comentamos apenas os tomogramas.
2. Dado que estamos utilizando fotometria, os filtros de banda larga têm um acúmulo de informações de vários comprimentos de onda, logo, é difícil determinar um significado para as proporções (nos autoespectros) desses filtros. Enquanto que para os filtros de banda estreita é um pouco mais fácil, tanto que mostramos uma interpretação em que o filtro J0660 possui uma proporção maior.
3. Os sinais dos tomogramas e dos seus respectivos autoespectros são arbitrários.
4. Com uma rápida observação nos autoespectros já é possível perceber que para os primeiros autoespectros há uma maior variação nos filtros mais azuis, enquanto que os filtros mais vermelhos se mantêm praticamente planos. De certa forma isso faz sentido, dado que na região de 4000\AA temos o conhecido 4000\AA -break e também a descontinuidade de Balmer, dominando as variações.
5. Como será mostrado com mais detalhe nas seções a seguir, algumas configurações são mais úteis que outras, mudando de galáxia para galáxia. Isso demonstra a importância do uso de diferentes configurações.

Por fim, vale aqui lembrar as sábias palavras de João Steiner, pioneiro da técnica de Tomografia PCA:

PCA provides a unique and objective answer. In the traditional scientific method, one formulates questions and looks to the data for answers. In this new strategy, PCA produces the answer; the user's challenge is to interpret the results. This process is not always difficult, but often plain of subtleties. (STEINER *et al.*, 2009, p. 65)

Efetivamente, encontramos que essa técnica nos fornece alguns resultados muito interessantes, mas ao final obtemos uma quantidade maior de questões do que de respostas.

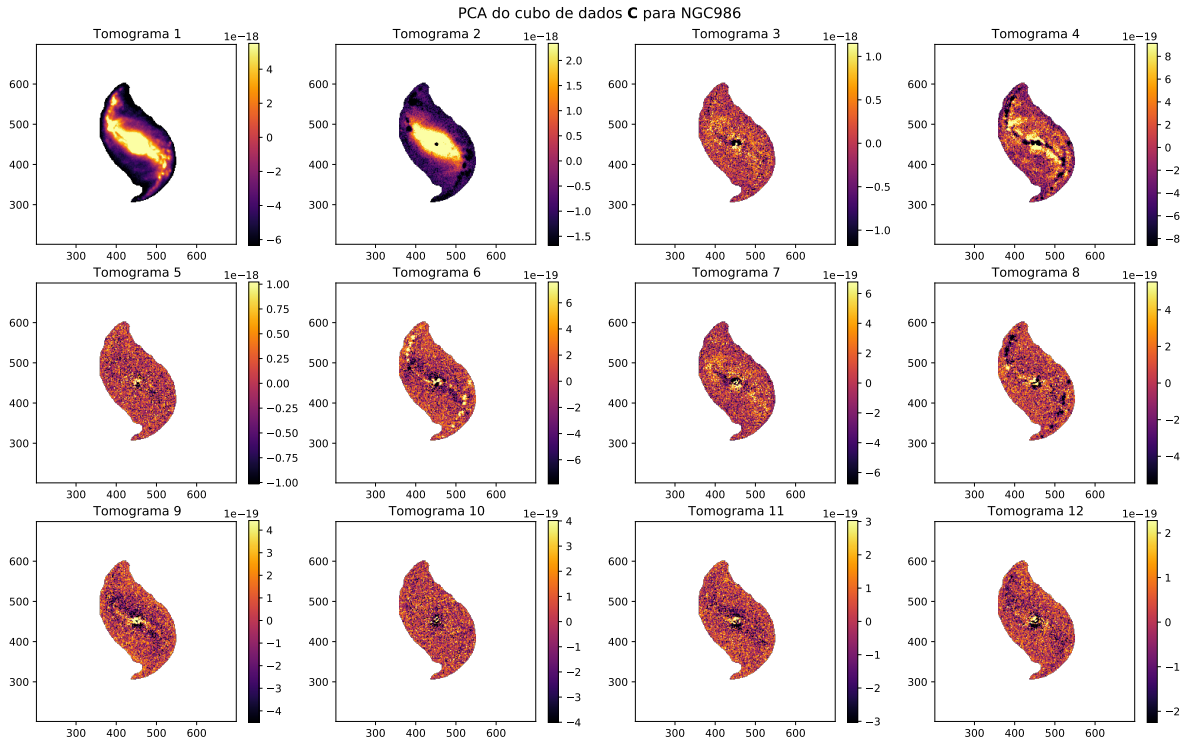


Figura 17 – Tomogramas do PCA do cubo \mathbf{C} para NGC986.

4.3 PCA do cubo de dados

Os resultados obtidos nessa seção são para o PCA dos fluxos do cubo original, $\mathbf{F}(\lambda, y, x)$, o qual é representado por \mathbf{C}^{ext} :

$$\mathbf{C}^{ext} = \mathbf{F}(\lambda, y, x) \quad (13)$$

Os tomogramas e autoespectros de \mathbf{C}^{ext} para as galáxias NGC986, NGC1087 e NGC1326 são apresentados nas Figuras 17 a 22. A primeira coisa a ser notada nos resultados de \mathbf{C}^{ext} é a semelhança do tomograma 1 com as imagens dos filtros das respectivas galáxias, o que mostra claramente a relevância do fator de escala mencionado na Seção 4.1. Isso se vê claramente comparando as Figuras 17 e 21 respectivamente com as Figuras 4 e 5, por exemplo.

Outro ponto importante é o fato que para \mathbf{C}^{ext} temos poucos tomogramas em que conseguimos ver algum tipo de estrutura. Por exemplo, na galáxia NGC1087 (Figura 19), é possível identificar estruturas ou características nos três primeiros tomogramas. Enquanto que na NGC1326 apenas nos dois primeiros (Figura 21). Entretanto na NGC986 é possível ver no tomograma 2 um formato que poderia indicar o bojo da galáxia, e nos tomogramas 4 e 6 sinais que parecem os braços espirais (Figura 17).

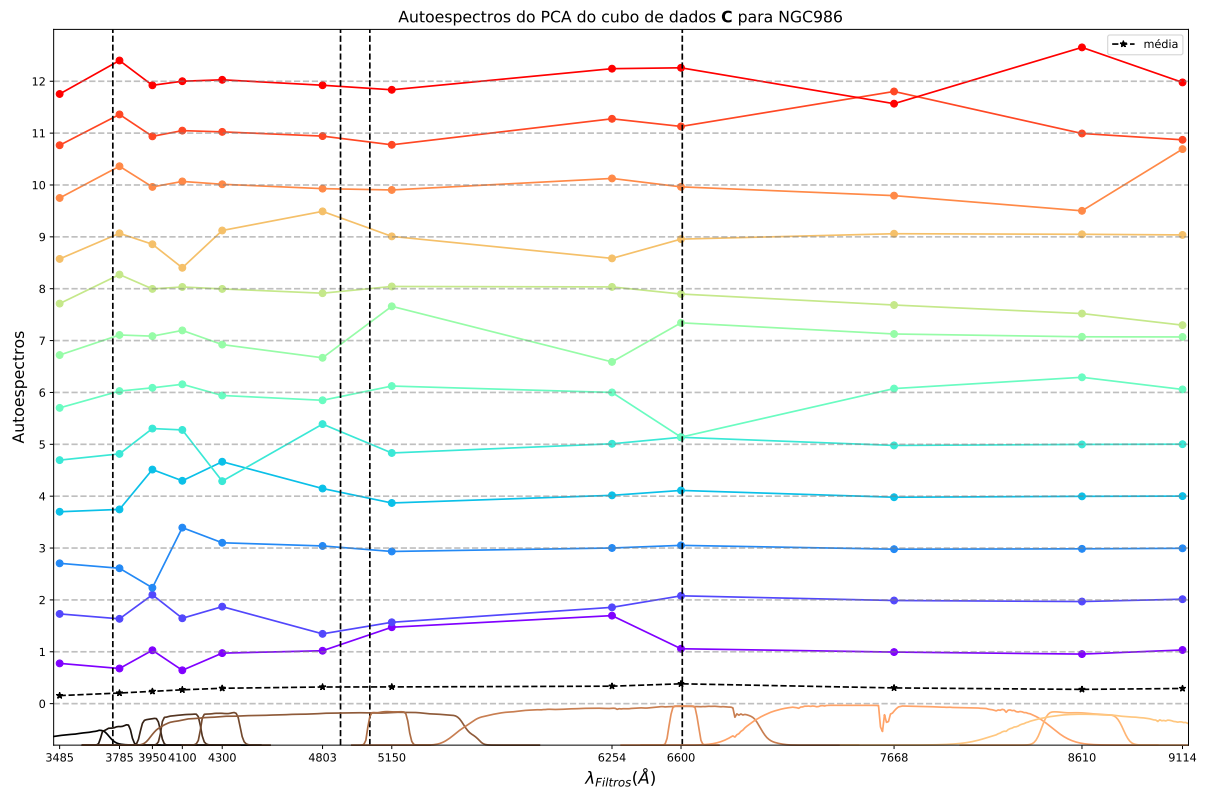


Figura 18 – Autoespectros do PCA do cubo \mathbf{C}^{ext} para NGC986. Cada ponto se refere ao comprimento de onda pivô dos filtros do S-PLUS, como indicado no eixo x. Os valores do eixo y indicam respectivamente os autoespectros, exceto pelo zero, no qual, temos a curva tracejada em preto que é o espectro médio do cubo antes do PCA. As linhas verticais tracejadas representam respectivamente as posições das linhas de emissão [O II]3727, H β , [O III]5007 e H α no redshift da galáxia.

É possível verificar nas Figuras 18, 20 e 22 os autoespectros (indicados no eixo y e em colorido de 1 a 12), que mostram quais são as proporções de cada filtro que compõe cada tomograma. As linhas verticais tracejadas em preto representam respectivamente as linhas de emissão [O II]3727, H β , [O III]5007 e H α , todas deslocadas para o vermelho usando o redshift da galáxia.

Vale notar que, como já mencionado na Seção 4.2, vemos claramente que a maior parte da variância dos autoespectros das primeiras componentes se concentram no lado mais azul. Isso também acontece para todas as próximas configurações (Seções 4.4, 4.5, 4.6 e 4.7).

Os valores mínimo e máximo das imagens dos tomogramas são escalonados de acordo com uma porcentagem $pLim$ (que varia entre 0.5% e 1.5%) a qual define o valor mínimo como o percentil em $pLim$ dos dados e o valor máximo como percentil em $(100 - pLim)$. Isso é feito para “varrer” apenas os valores relevantes nas imagens, de modo que os valores extremos não interfiram na escala.

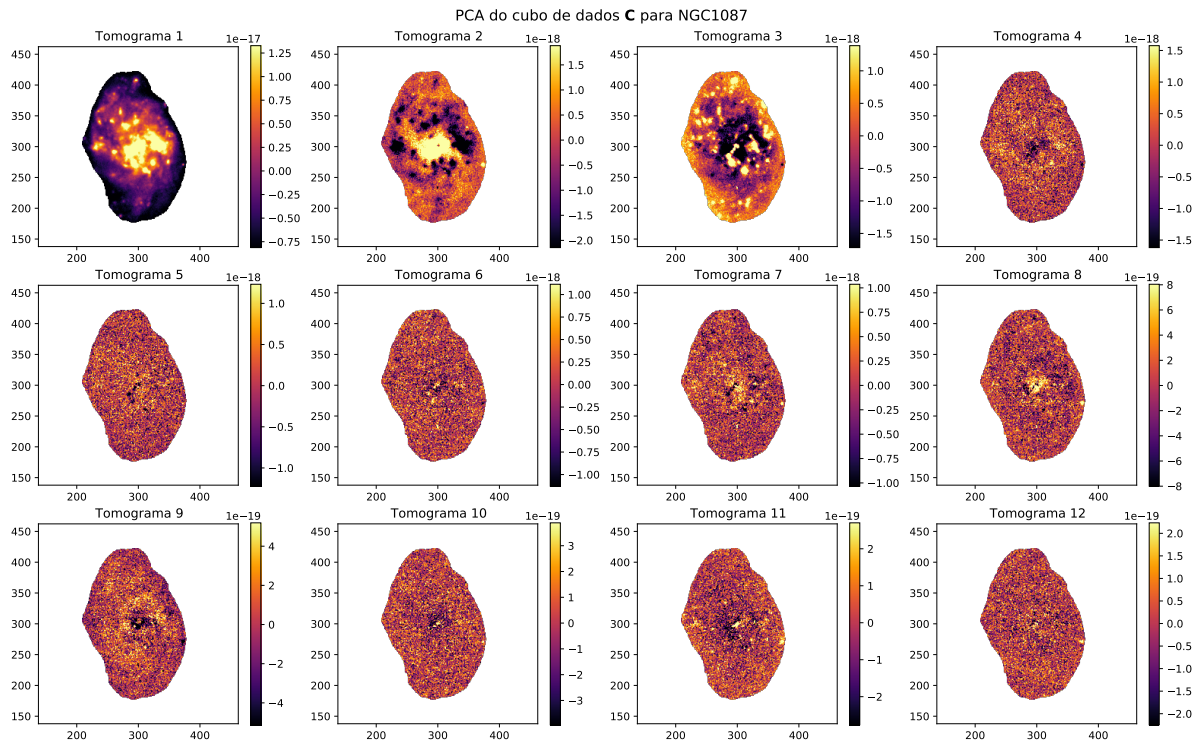


Figura 19 – Tomogramas do PCA do cubo C^{ext} para NGC1087.

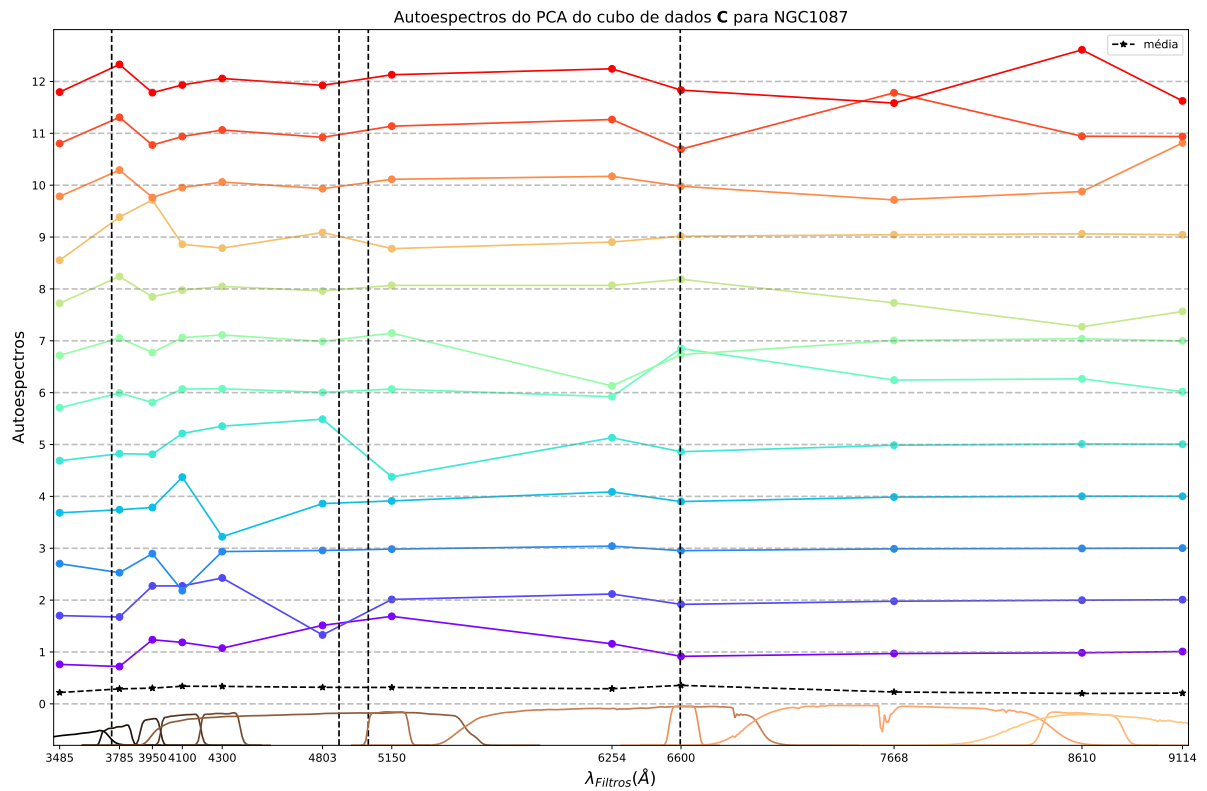


Figura 20 – Autoespectros do PCA do cubo C^{ext} para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

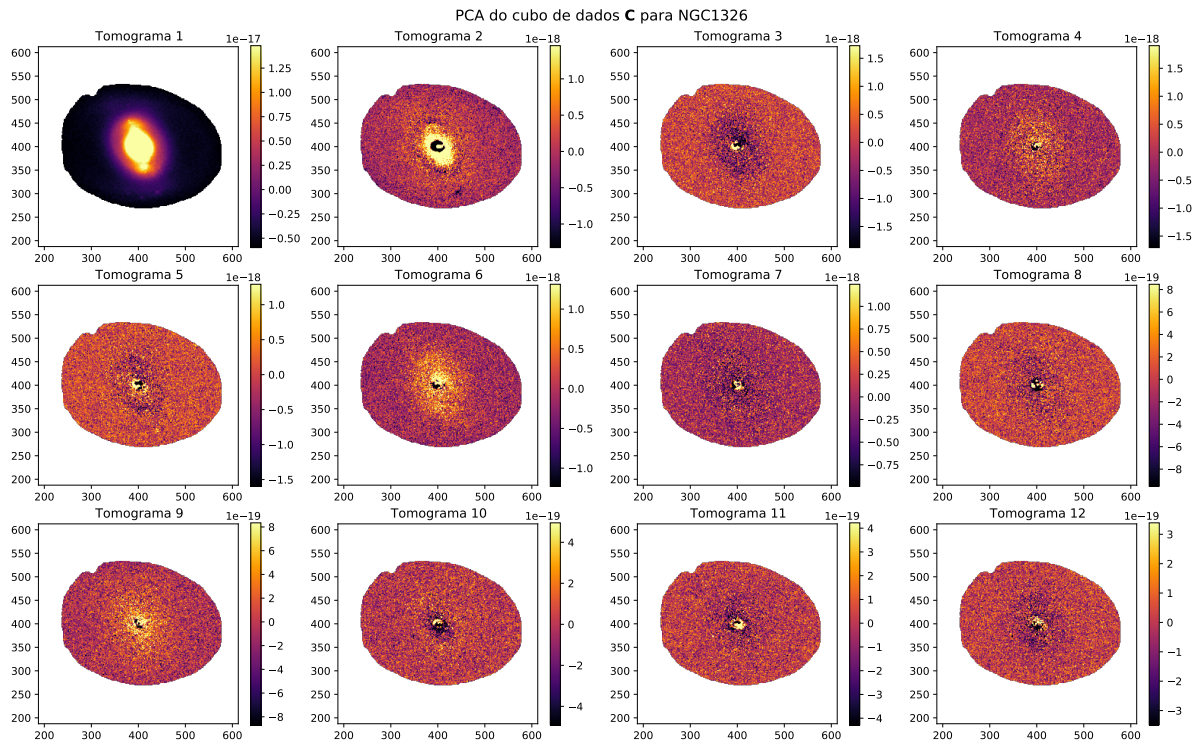


Figura 21 – Tomogramas do PCA do cubo C^{ext} para NGC1326.

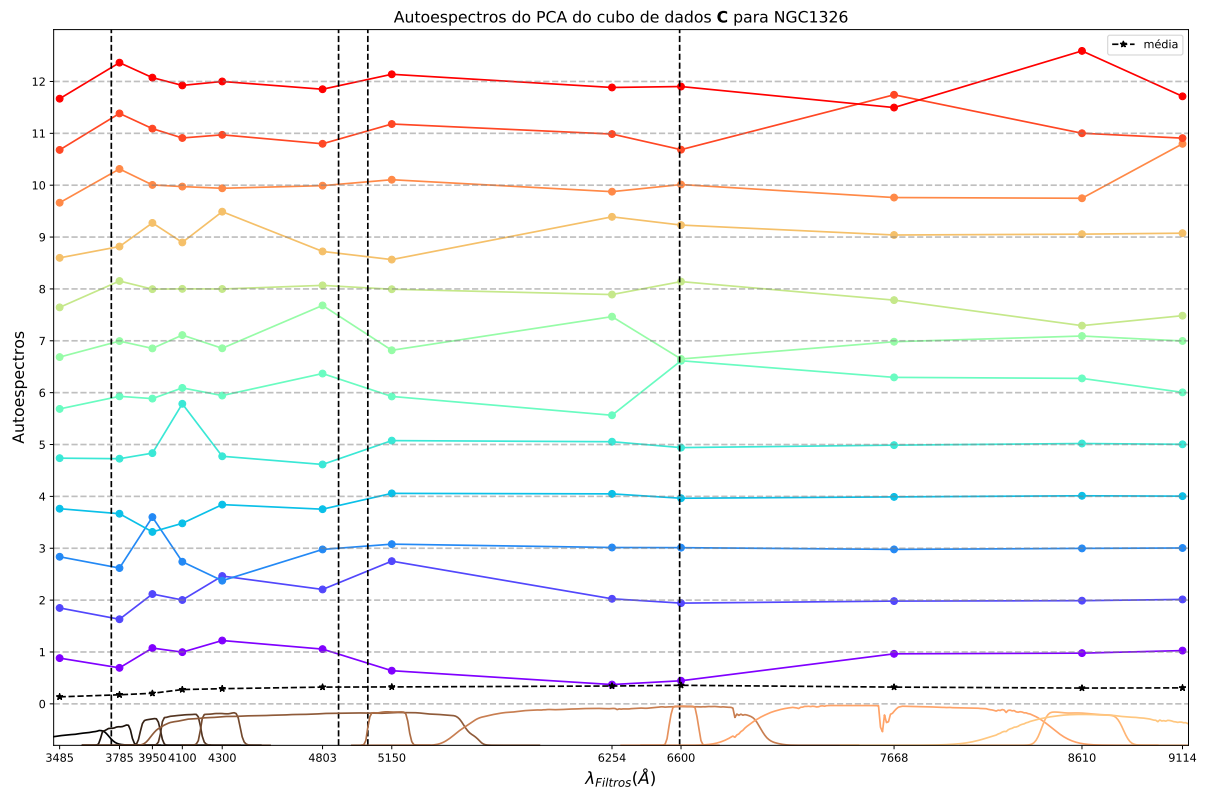


Figura 22 – Autoespectros do PCA do cubo C^{ext} para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

4.4 PCA escalonado pelo espectro médio

Os resultados dessa seção são uma pequena modificação da seção anterior, em que o cubo original é dividido pelo espectro médio, $\langle \mathbf{F}(\lambda) \rangle$, ou seja, cada filtro é dividido pela sua média. Por mais que isso não afete a dependência da escala, a ideia é que agora os filtros influenciam igualmente as componentes. Matematicamente, o cubo sobre o qual o PCA é aplicado é

$$\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext} = \frac{\mathbf{F}(\lambda, y, x)}{\langle \mathbf{F}(\lambda) \rangle} \quad (14)$$

Claramente, para essa configuração o espectro médio é igual a um. Vale lembrar que os autoespectros são normalizados²; isso é feito dividindo-os por $[\sum \langle \mathbf{E}_\lambda^2 \rangle]^{1/2}$. Logo, para esse caso específico temos que $\sum \langle \mathbf{E}_\lambda^2 \rangle = 12$. É por isso que nas Figuras 24, 26 e 28 vemos o espectro médio igual a $1/\sqrt{12}$ e não igual a 1.

Ao simplesmente observar os tomogramas das Figuras 23, 25, e 27 de forma geral, é possível ver que todos os tomogramas 1 se parecem com as imagens dos filtros, assim como em \mathbf{C}^{ext} , algo esperado, já que tanto \mathbf{C}^{ext} quanto $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ são extensivas. Porém para os outros tomogramas encontramos diferenças mais claras. Enquanto que ao comparar os autoespectros, mesmos para os primeiros vê-se notáveis diferenças.

Na Figura 27 podemos ver os tomogramas da NGC1399, que devido ao fato de ser uma galáxia elíptica não possui muitas estruturas ou características para serem encontradas. Além, claro, da variação radial do brilho. Logo, os tomogramas não mostram nada muito além de ruído, assim como esperado, exceto pelo tomograma 1 em que podemos ver a variação de amplitude do fluxo.

² Todos os autoespectros, para todas as configurações.

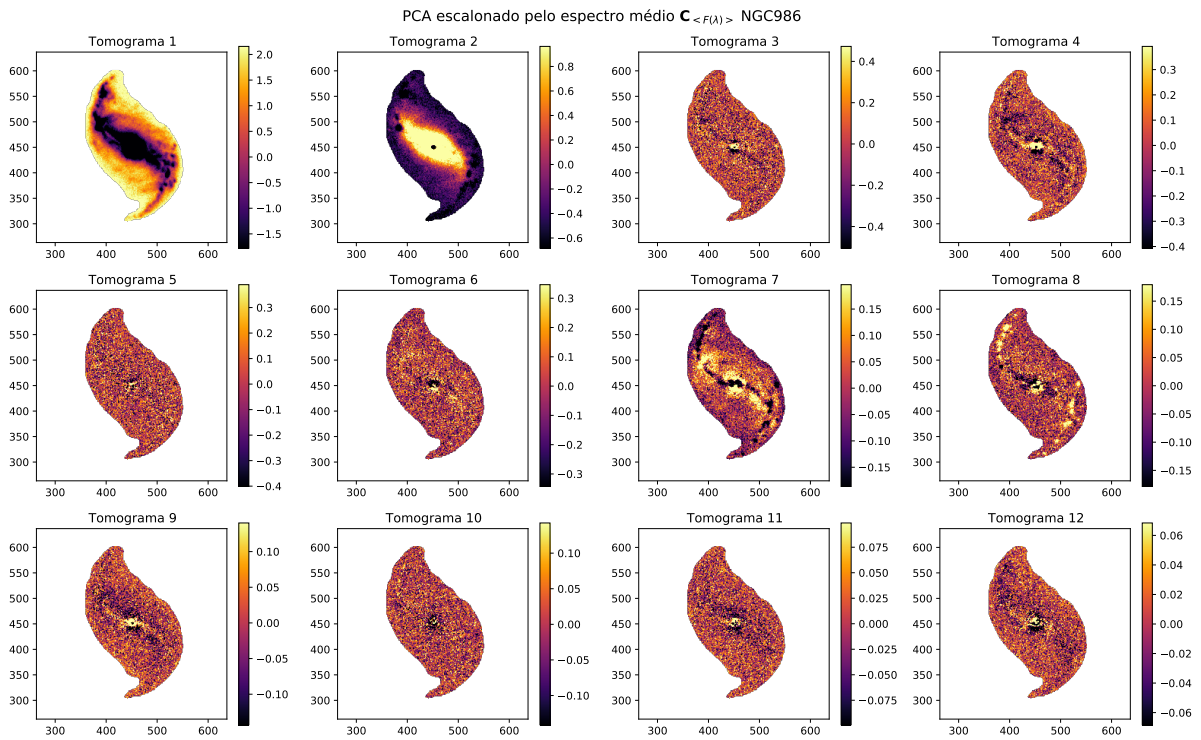


Figura 23 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986.

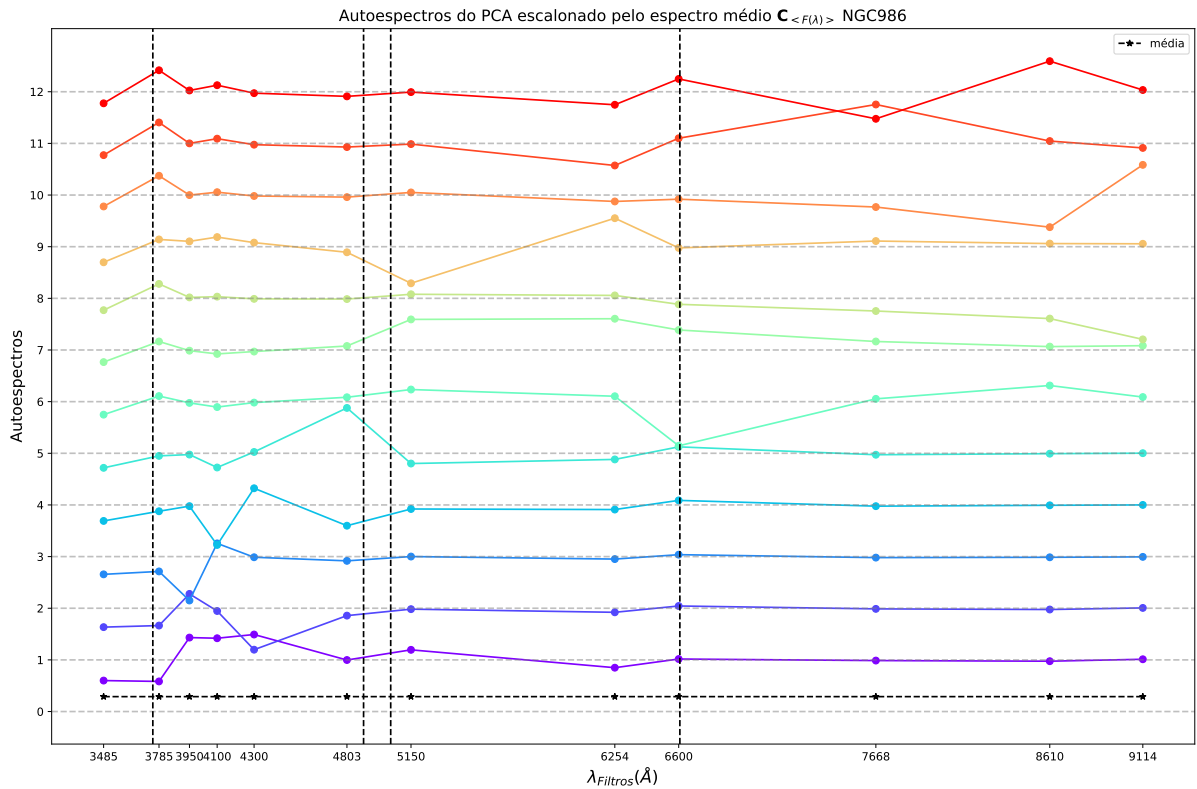


Figura 24 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

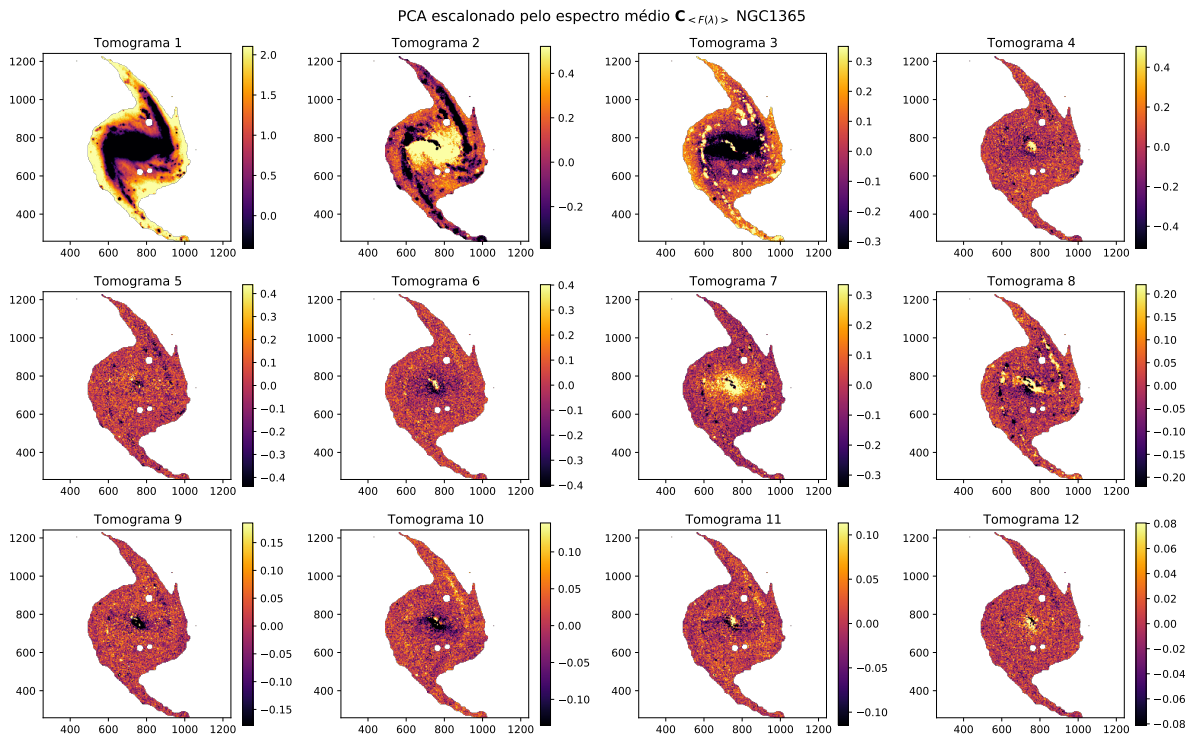


Figura 25 – Tomogramas do PCA de $C_{(F(\lambda))}^{ext}$ para NGC1365.

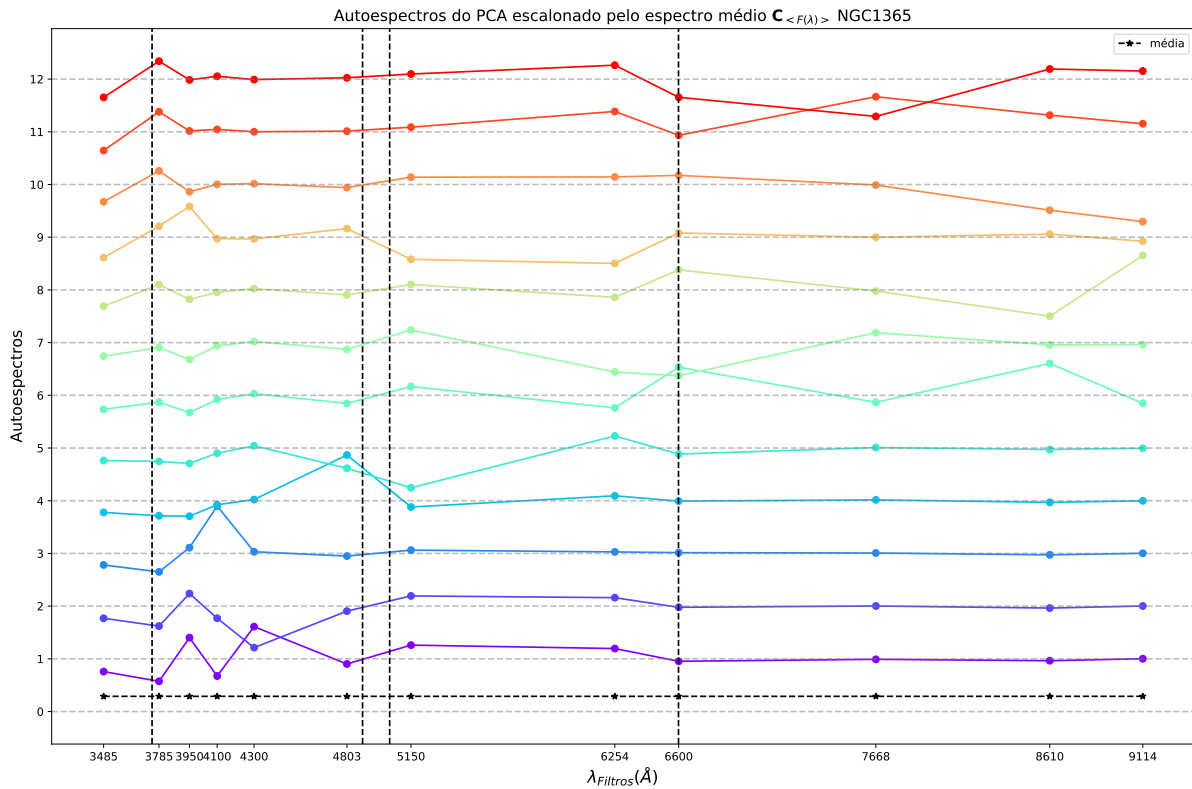


Figura 26 – Autoespectros do PCA de $C_{(F(\lambda))}^{ext}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

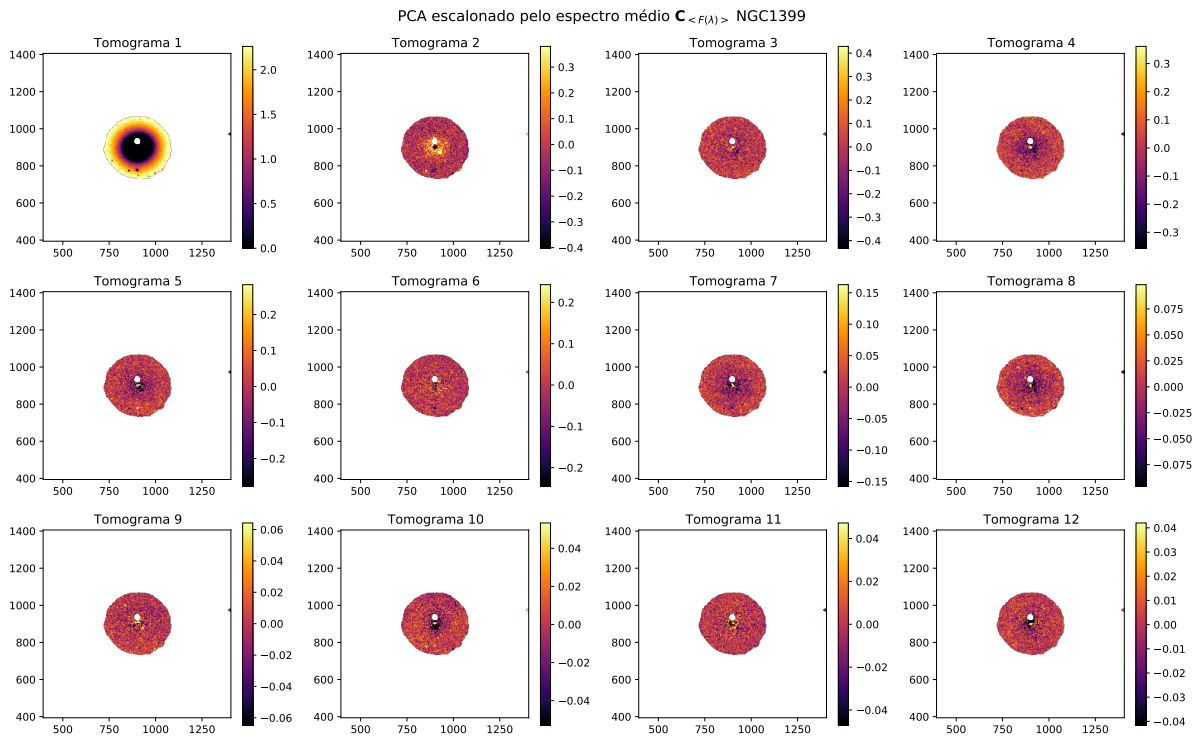


Figura 27 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399.

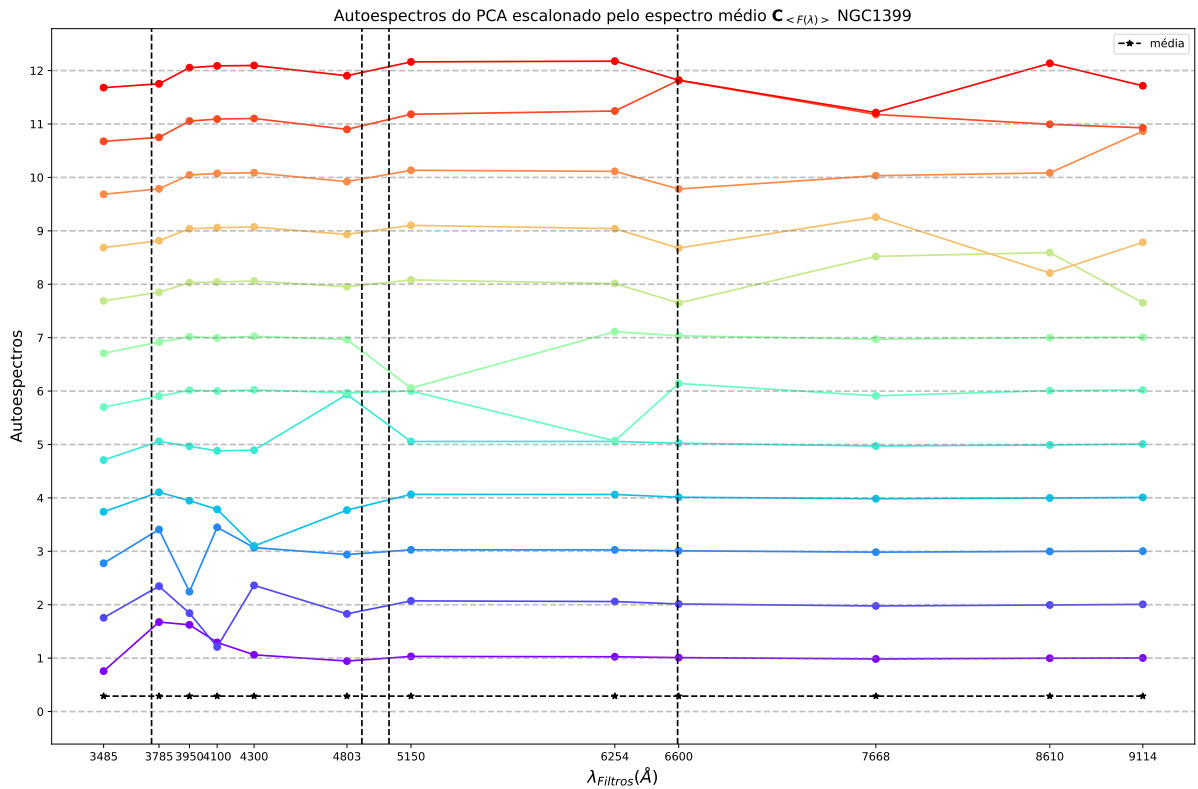


Figura 28 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399. Detalhes assim como na Figura 18.

4.5 PCA normalizando cada píxel por seu fluxo médio

Os resultados dessa seção são referentes ao cubo dos fluxos dividindo cada spaxel por seu respectivo fluxo médio, $\langle \mathbf{F}(y,x) \rangle$. Isso faz com que o fator de escala desapareça, dado que a imagem de cada filtro é dividida pela imagem da média dos filtros. Matematicamente, o cubo em que o PCA é aplicado pode ser expressado como:

$$\mathbf{C}_{\langle \mathbf{F}(y,x) \rangle}^{int} = \frac{\mathbf{F}(\lambda,y,x)}{\langle \mathbf{F}(y,x) \rangle} \quad (15)$$

Nos tomogramas resultantes (Figuras 29, 31 e 33) podemos ver que a quantidade de estruturas identificáveis aumenta consideravelmente quando comparadas com as configurações extensivas das duas Seções anteriores. Nos tomogramas referentes à galáxia NGC986, mostrados na Figura 29, apesar de não conseguirmos interpretar os autoespectros, podemos claramente visualmente identificar diferentes estruturas. Por exemplo, no tomograma 1 vê-se alguns pontos mais brilhantes (também nos tomogramas 2, 3 e 4, mas com a escala invertida), ou no tomograma 8 uma estrutura que parece representar os braços espirais da galáxia, ou ainda no tomograma 9 uma região mais escura que se assemelha a faixas de poeira. Porém, é evidente que sem uma interpretação física fundamentada nos dados, essas estruturas formadas pelos tomogramas são apenas imagens visualmente coesas.

Na Figura 31 também é possível identificar diferentes estruturas, assim como foi comentado para a NGC986. Enquanto que na Figura 33, de forma geral, em uma primeira observação é possível ver apenas uma estrutura que se repete dentre os tomogramas, que parece ser um anel. Ao olharmos as imagens dos filtros da NGC1326 na Figura 5 não é possível ver esse anel, porém ao combinar os filtros em um RGB, assim como foi feito na Figura 36(a), consegue-se visualizar a existência de um anel interno, com cerca de ~ 15 píxeis, equivalente a $\sim 1,07$ kpc de raio.

Com o intuito de aumentar o sinal do anel, nós selecionamos todos os tomogramas da Figura 33 que detectam o anel e somamos todas elas convencionando o sinal do anel como positivo, ou seja, $-PC2 + PC3 - PC4 + PC5 - PC6 + PC7 - PC8 + PC9 - PC10 + PC11$. O resultado obtido está na Figura 35, a qual mostra o anel com sinal mais intenso e mais nítido. Também é possível perceber na Figura 35 um degradê radial do brilho aumentando a partir do centro para as bordas, o que provavelmente é causado pelo ruído, já que quanto mais ruído tem uma região mais variância aquela região tem, logo isso é detectado pela Tomografia PCA.

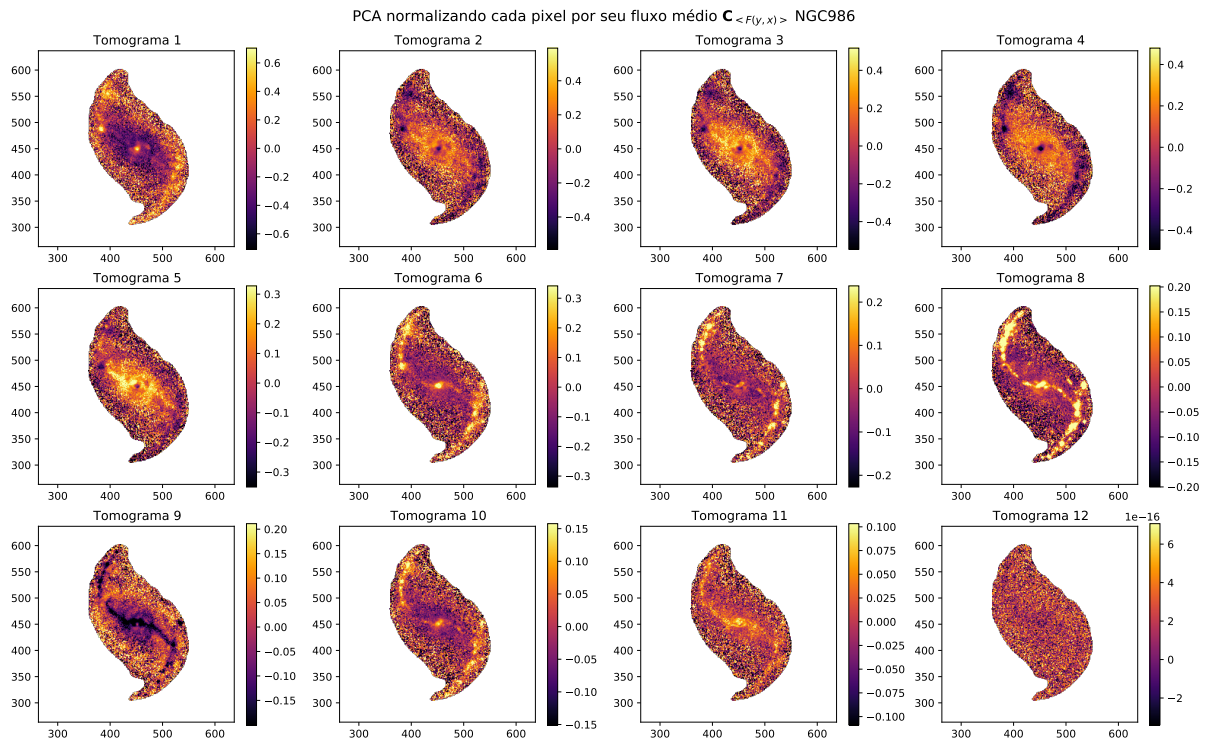


Figura 29 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC986.

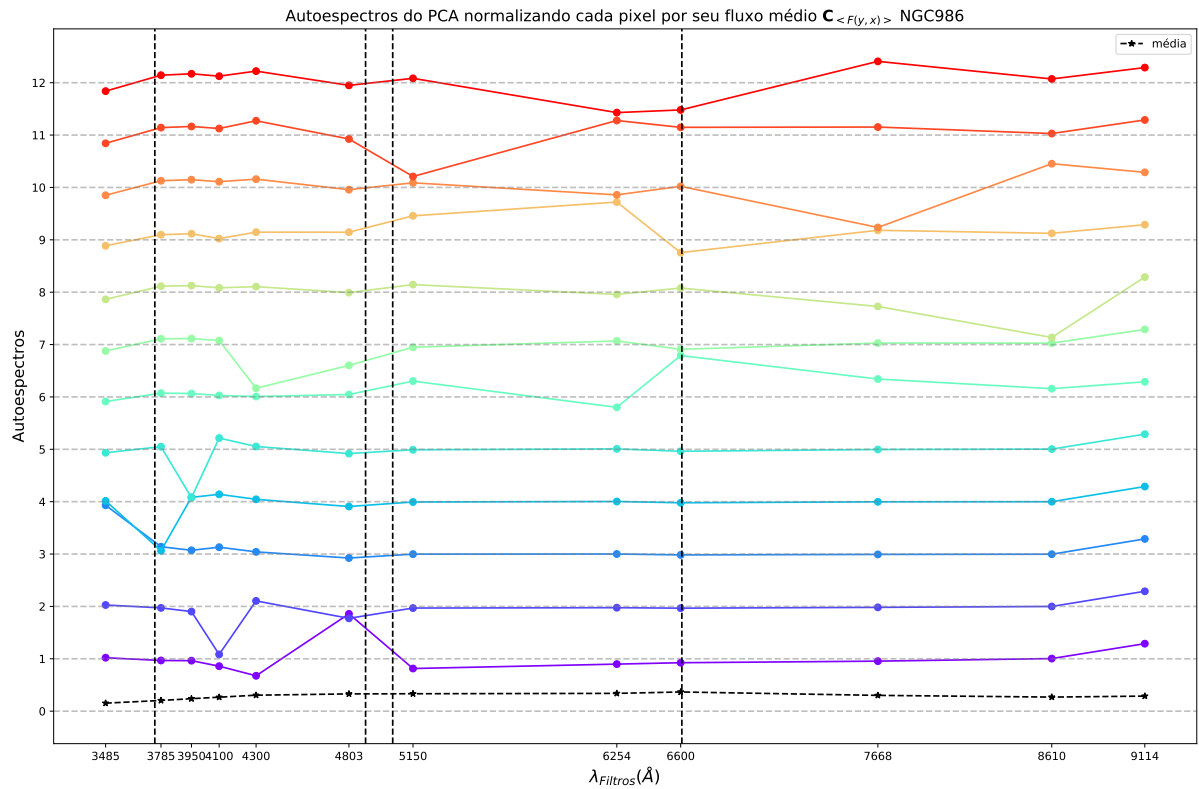


Figura 30 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

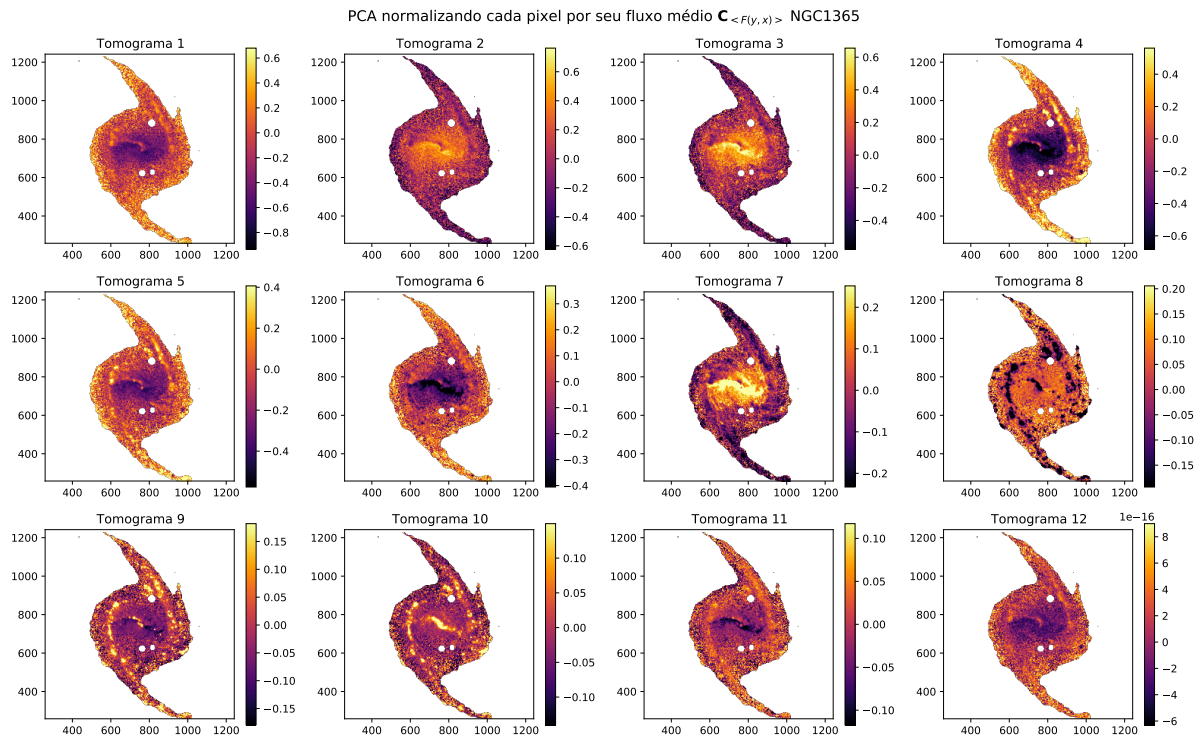


Figura 31 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365.

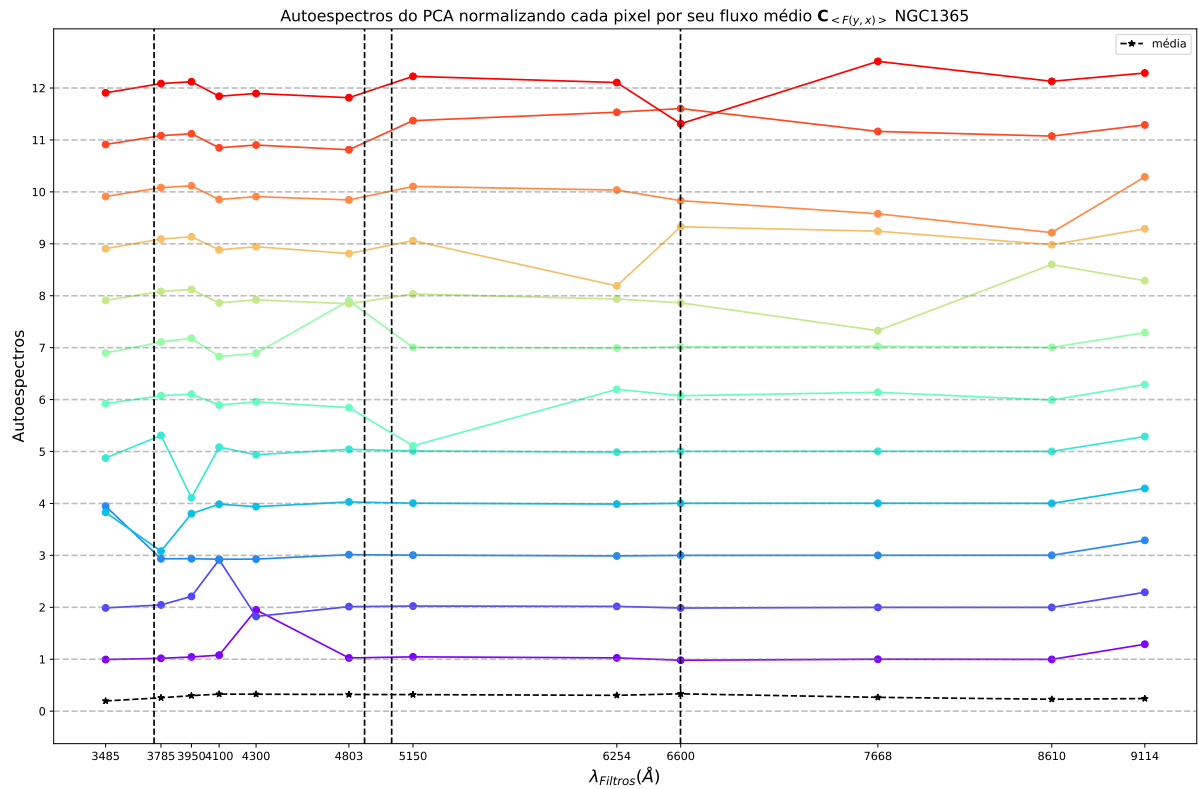


Figura 32 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

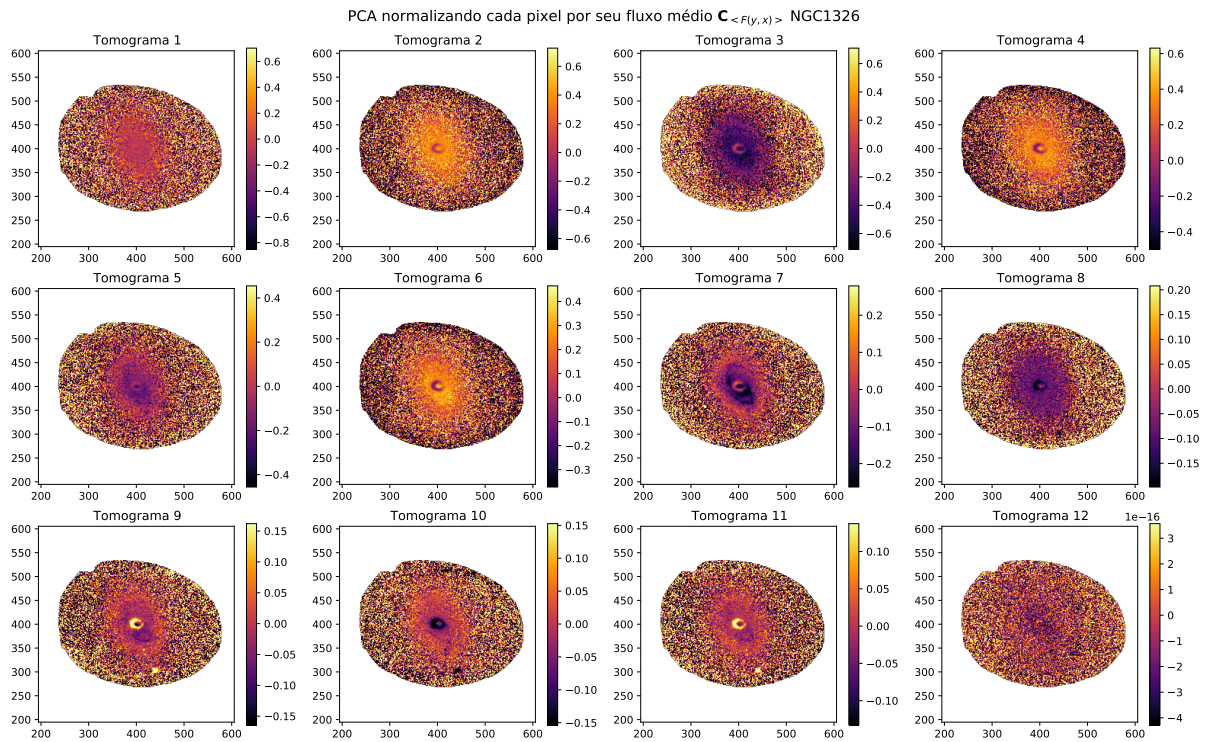


Figura 33 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326.

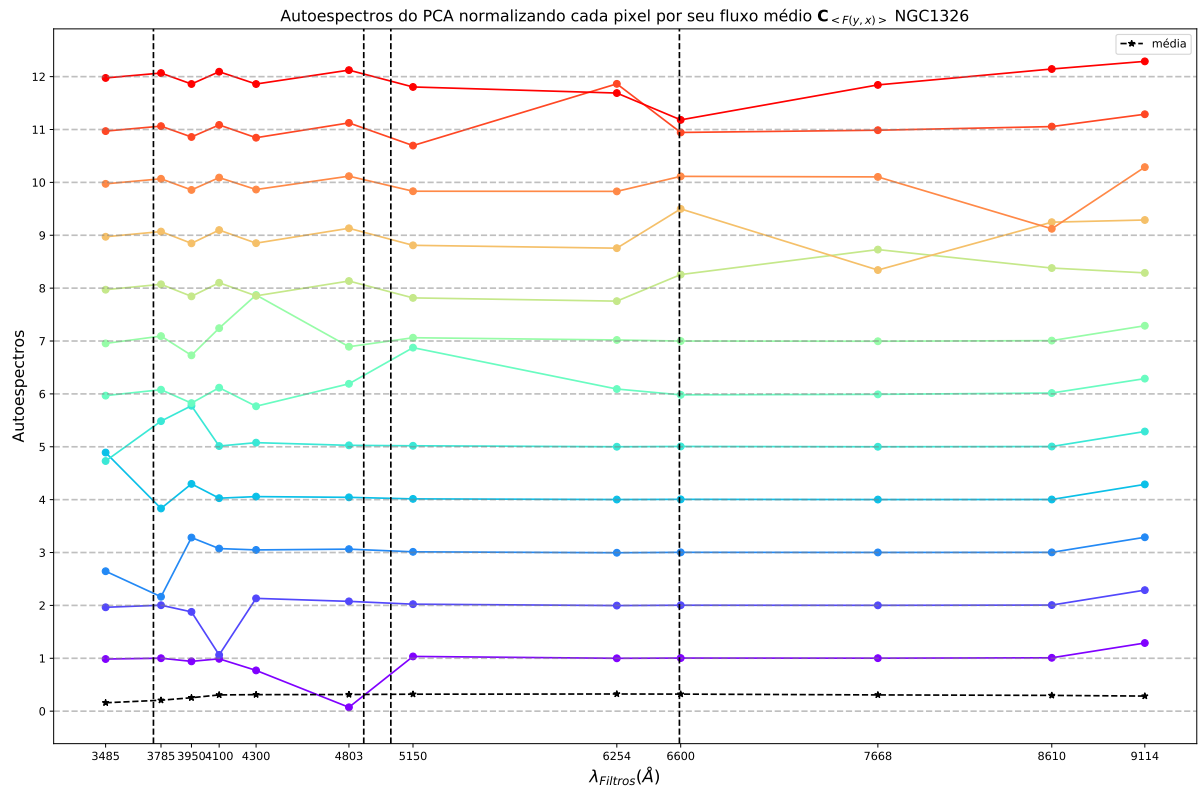


Figura 34 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

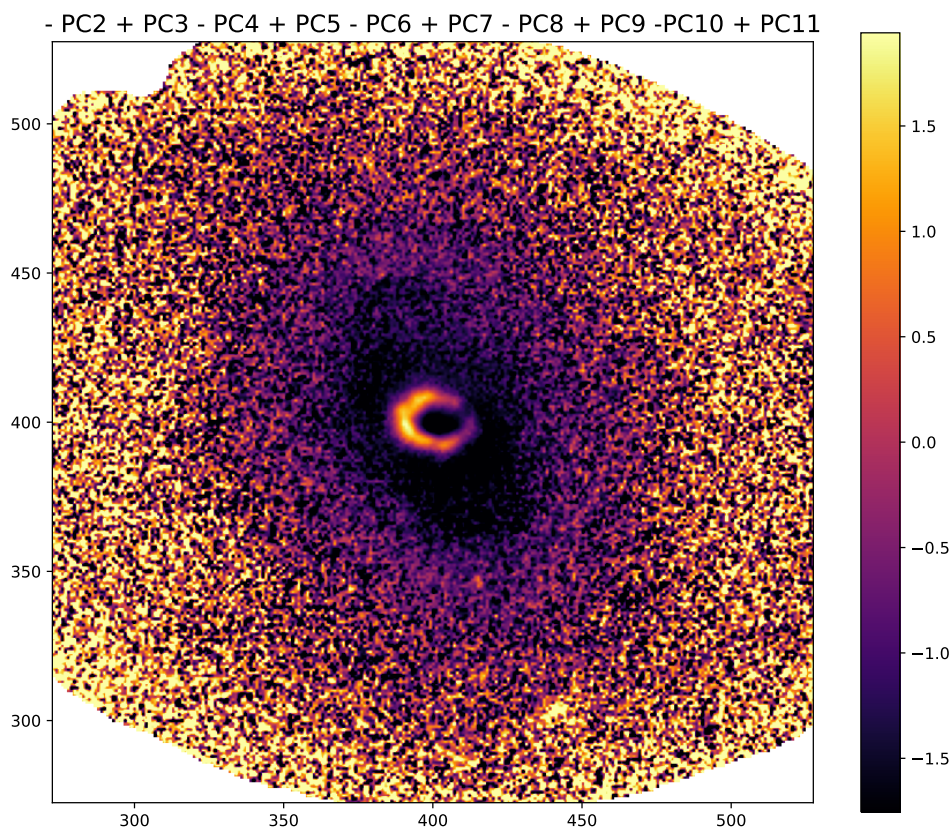


Figura 35 – Imagem feita a partir da soma dos tomogramas de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para a NGC1326, referente a Figura 33, convencionando o sinal do anel como positivo temos $-PC2 + PC3 - PC4 + PC5 - PC6 + PC7 - PC8 + PC9 - PC10 + PC11$, evidenciando a estrutura do anel da mesma.

Vale a pena reforçar que esse anel da galáxia NGC1326, identificado nos tomogramas em geral, não é visível nas imagens individuais dos filtros do S-PLUS, porém, ao fazer o RGB com os filtros J0660, r e g (assim como mostrado na Figura 8), é possível ver o anel (na região mais avermelhada, o que nos indica que esse anel deve ter emissões nas linhas de $H\alpha$ e $[N II]$), mesmo que não tão nítido quanto nos tomogramas.

Além dos anéis, é possível ver na Figura 33 no tomograma 7 uma estrutura (região mais escura) semelhante a um braço espiral partindo do anel. A Figura 36b mostra esse tomograma juntamente com duas imagens da galáxia NGC1326, à direita (Figura 36a) a imagem correspondente ao RGB do S-PLUS e à esquerda (Figura 36c) a imagem de um RGB do telescópio espacial Hubble³, o qual possui alta resolução. Ao observarmos tanto as imagens RGBs quanto as imagens dos filtros do S-PLUS para a NGC1326 não conseguimos detectar visualmente nenhum sinal de braço espiral, porém a imagem do Hubble mostra claramente que esses braços do tomograma 7 demarcam uma região de poeira. Ou seja, mais uma vez, temos que a Tomografia PCA é capaz de revelar e indicar

³ A imagem do Hubble está sobre o tomograma 7 para manter a mesma escala nas três figuras.

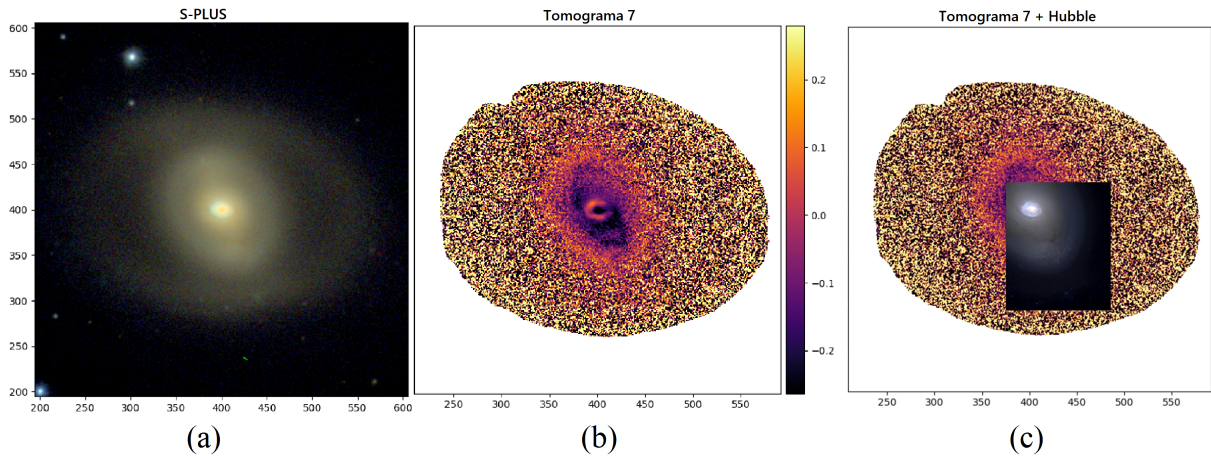


Figura 36 – A imagem (b) central é o tomograma 7 de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326, (a) à direita uma imagem RGB do S-PLUS e (c) à esquerda uma imagem um RGB do telescópio espacial Hubble. Observa-se em (b) que a região mais escura na parte central em forma de braço espiral se refere a região de poeira em (c), enquanto em (a) não é detectado.

Fonte – Terceira imagem adaptada do Hubble <https://hubblesite.org/>.

detalhes de interesse físico, mesmo quando é muito difícil interpretar os autoespectros.

4.6 PCA normalizando cada píxel por seu fluxo no filtro r

Os resultados dessa seção são referentes ao cubo dos fluxos dividindo cada spaxel por seu respectivo fluxo no filtro r, $F(\lambda_r, y, x)$, ou seja, cada filtro é dividido pelo filtro r. Matematicamente, o cubo em que o PCA é aplicado pode ser expressado como:

$$\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int} = \frac{\mathbf{F}(\lambda, y, x)}{\mathbf{F}(\lambda_r, y, x)} \quad (16)$$

Obviamente, para o filtro r obtemos todos os valores igual a 1, por esse motivo, esse filtro foi excluído, de modo que para $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ teremos apenas 11 componentes principais. O filtro r foi escolhido para dividir o cubo e gerar outra configuração de PCA por estar entre os filtros com menos ruído e estar entre os extremos, azul e vermelho.

Na Figura 38 é possível interpretar o autoespectro 8. De forma mais clara vemos na Figura 43 o tomograma 8 e o respectivo autoespectro de $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para a galáxia NGC986. Observa-se na Figura 43(a) que a região mais escura forma uma estrutura bem definida e na Figura 43(b) vemos que o principal filtro responsável por essa estrutura é o J0606, que corresponde ao filtro de banda estreita que contém $H\alpha$ (e também as linhas adjacentes do [N II]). Por essa razão esse autoespectro possui uma interpretação mais fácil, e indica que a estrutura detectada é produzida por regiões H II.

Assim como em $\mathbf{C}_{\langle F(y, x) \rangle}^{int}$, também encontra-se muitas estruturas para $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$, como é possível ver nas Figuras 37 e 39, lembrando que ambas são intensivas e possuem variâncias significativas para as últimas componentes principais. Mas como visto, apesar das semelhanças, há diferenças notáveis.

Por exemplo, com $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ conseguimos interpretar o autoespectro 8 da NGC986, entretanto com $\mathbf{C}_{\langle F(y, x) \rangle}^{int}$ não foi possível interpretar nenhum autoespectro. Temos que, por outro lado, $\mathbf{C}_{\langle F(y, x) \rangle}^{int}$ encontrou traços de poeira (tomograma 7) para a NGC1326 enquanto $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ não. Isso mostra a importância de ser aplicado o PCA em diferentes configurações.

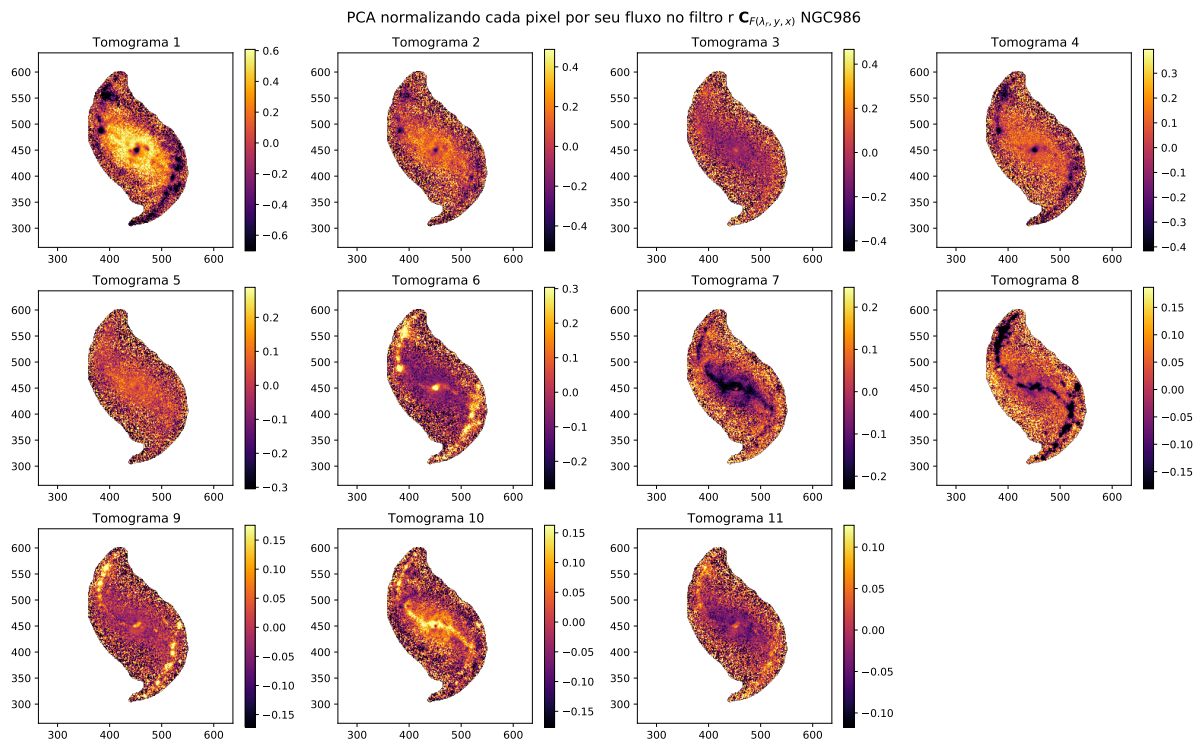


Figura 37 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC986.

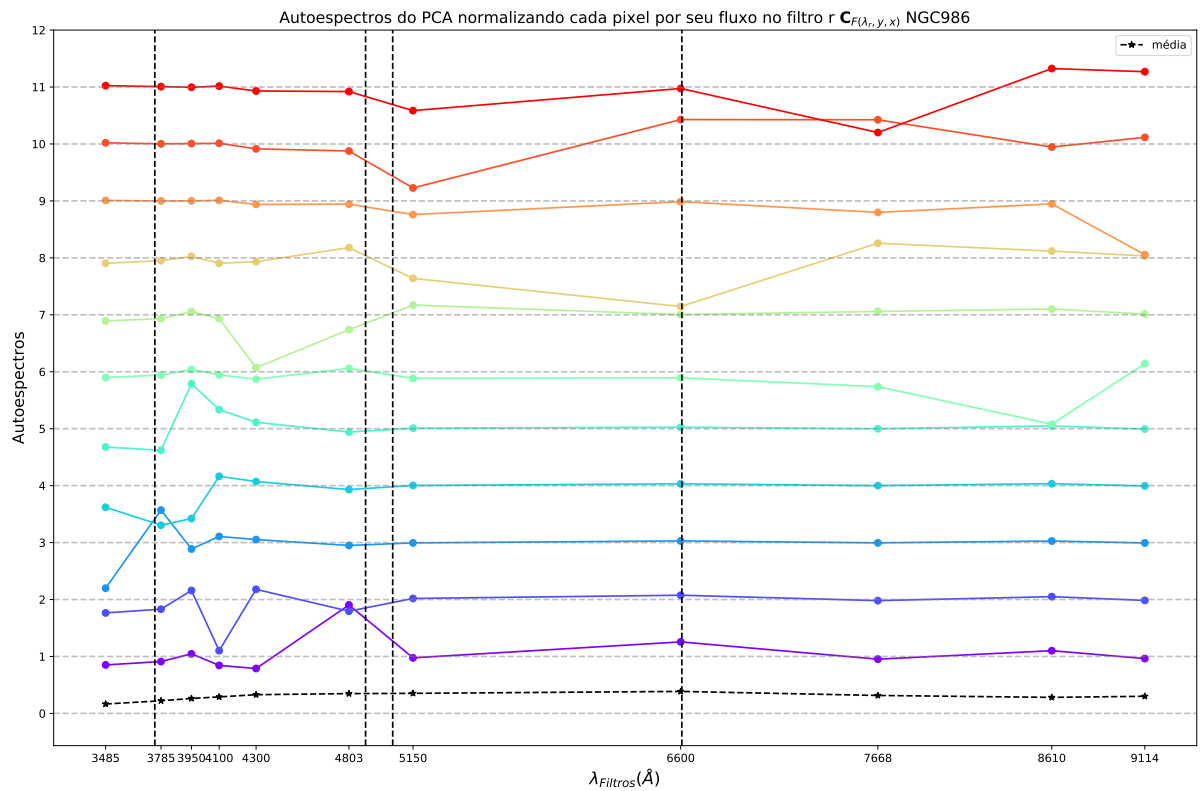


Figura 38 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

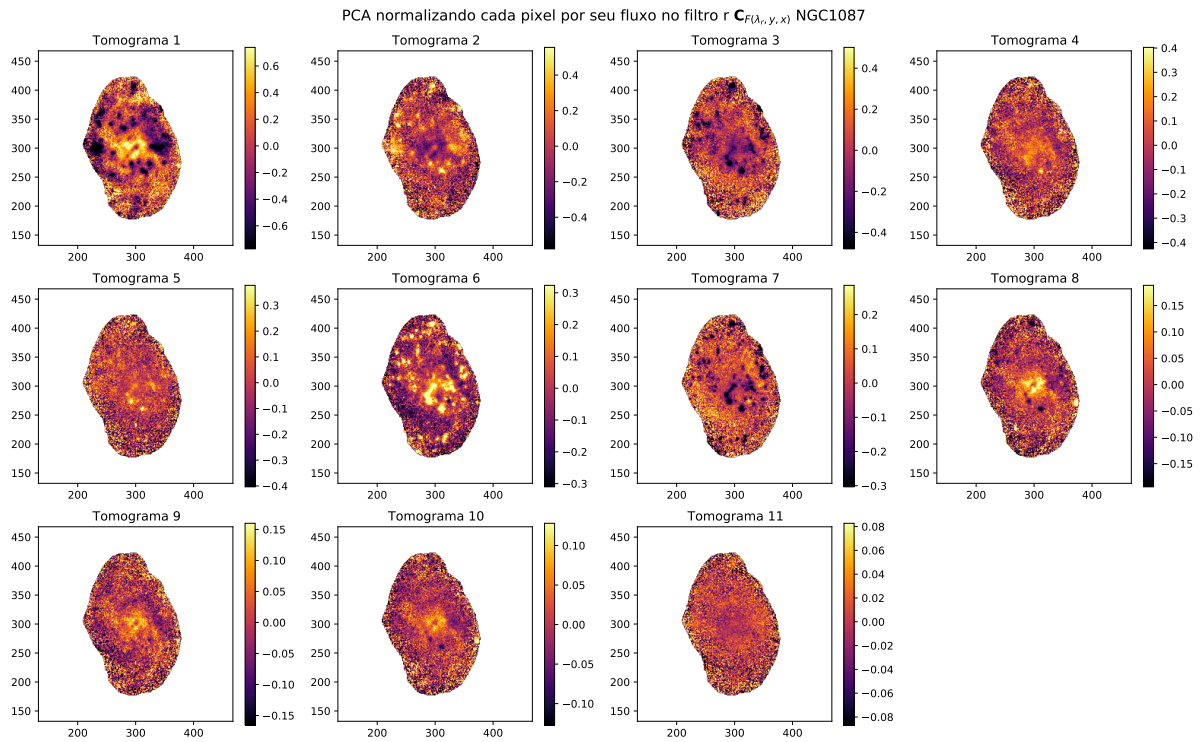


Figura 39 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1087.

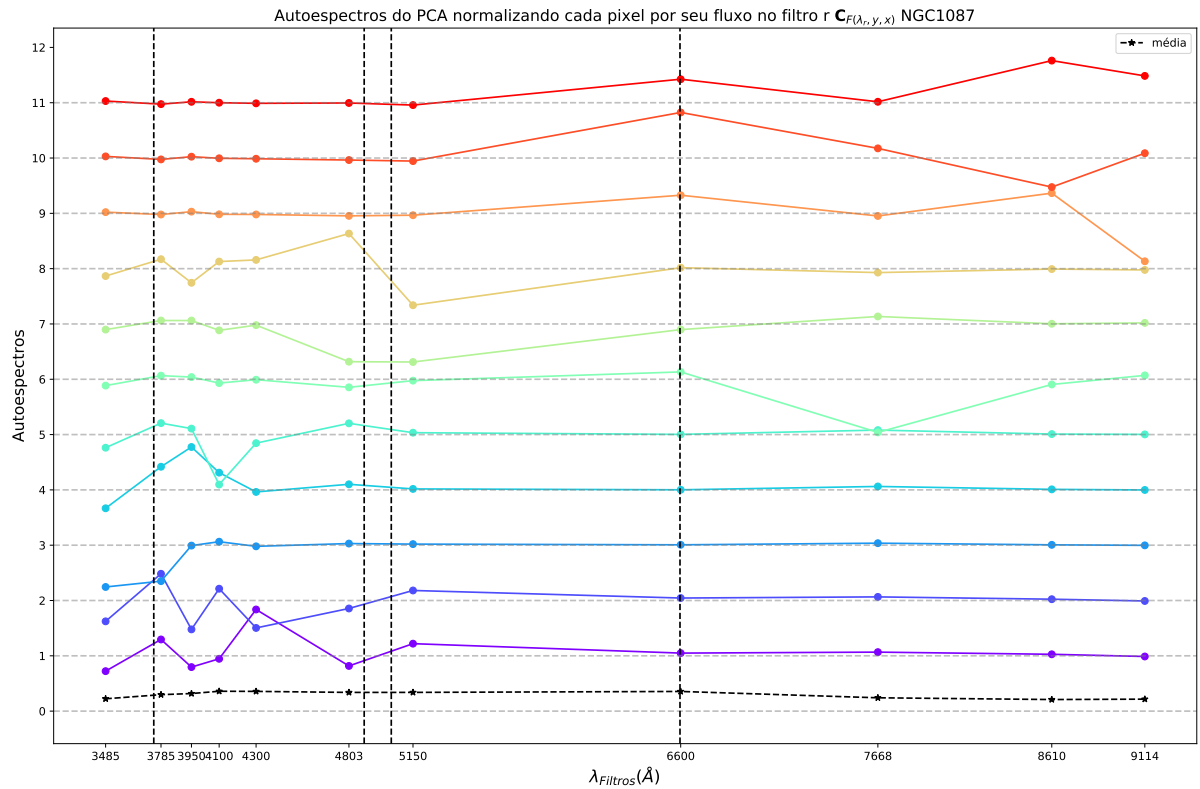


Figura 40 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

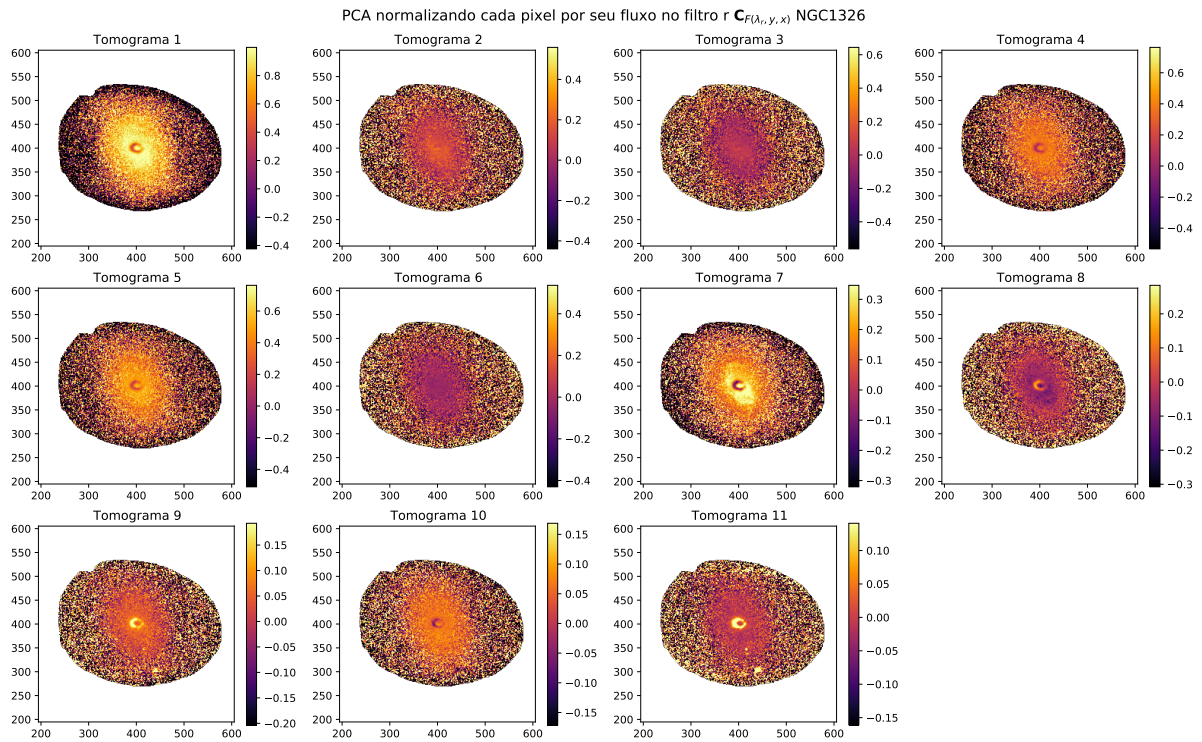


Figura 41 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1326.

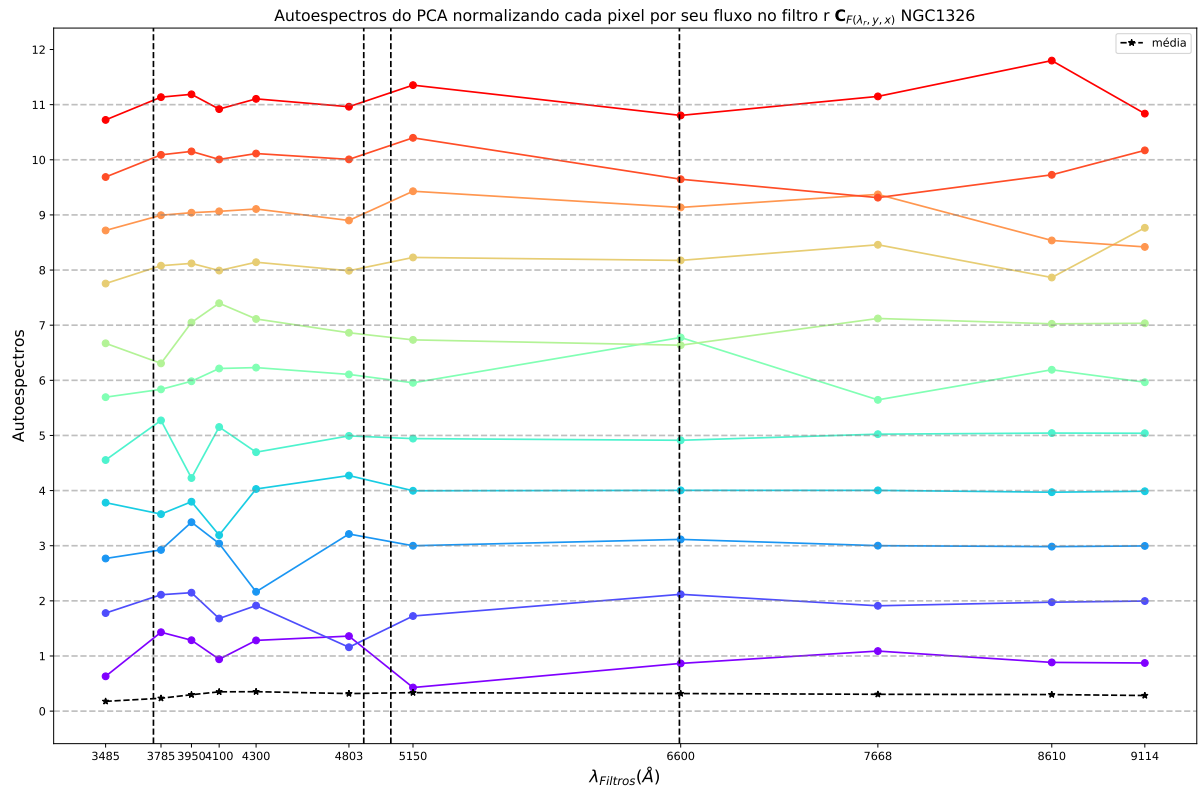


Figura 42 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

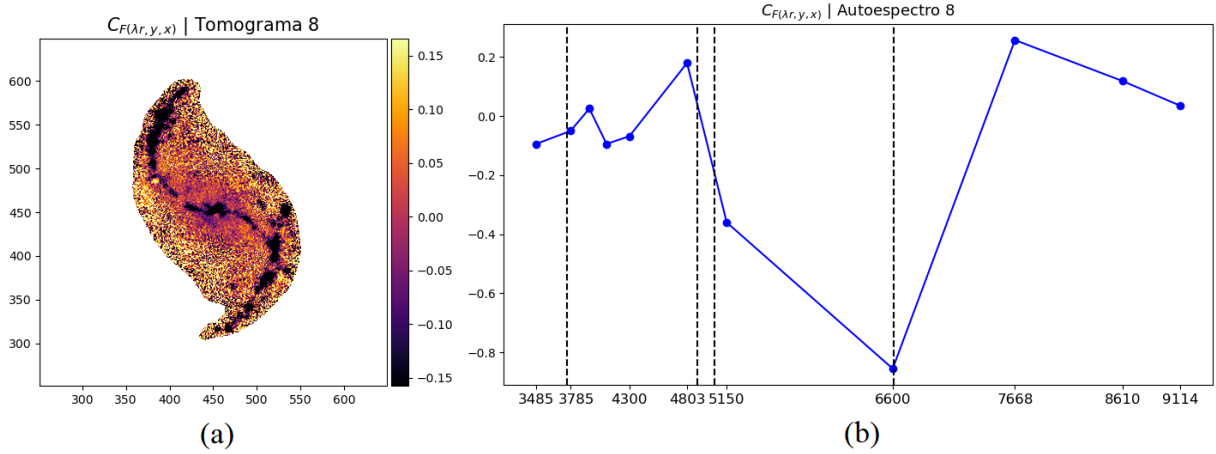


Figura 43 – Tomograma 8 e o autoespectro 8 para $\mathbf{C}_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para a galáxia NGC986. Visivelmente a região que se destaca com sinal negativo no tomograma, deve-se ao filtro J0660, que contém $H\alpha$ também em negativo.

4.7 PCA do log do cubo

Os resultados dessa seção são referentes ao log do cubo dos fluxos:

$$\log \mathbf{C} = \log [\mathbf{F}(\lambda, y, x)] \quad (17)$$

A primeira coisa a ser notada no PCA de $\log \mathbf{C}^{ext}$ é que ele é muito mais afetado pelo ruído do que as outras configurações. Como já mencionado várias vezes, o PCA obtém as componentes principais de acordo com a variância dos dados. Ao aplicar log no cubo dos fluxos, amplificamos o ruído. Os valores dos fluxos ruidosos são muito menores que aqueles com maior SNR, porém, apesar desses valores serem pequenos, ao aplicar o log tornam-se muito grandes em módulo, conseqüentemente eles se tornam a região de maior variância da galáxia.

Ou seja, como pode ser visto nas Figuras 45 e 49, os primeiros tomogramas são tomados basicamente pelo ruído (já que são eles que dominam a variância), e as estruturas são identificadas apenas entre os últimos tomogramas, o que faz sentido.

Apenas com o intuito de exemplificar essa discussão do log amplificar o ruído, temos que a Figura 44 mostra com clareza que as regiões que mais contém variância entre píxeis adjacentes são as dominadas pelo ruído (Figura 44c). Enquanto que as regiões com SNR maiores (Figura 44b) têm uma mudança contínua na amplitude dos fluxos.

Na Figura 47 torna-se claro o quanto o ruído afeta essa configuração, pois não é possível ver nada muito além do ruído, que dominou por completo as variâncias nesse caso. Já na Figura 45, apesar de também conseguirmos visualizar claramente a presença do

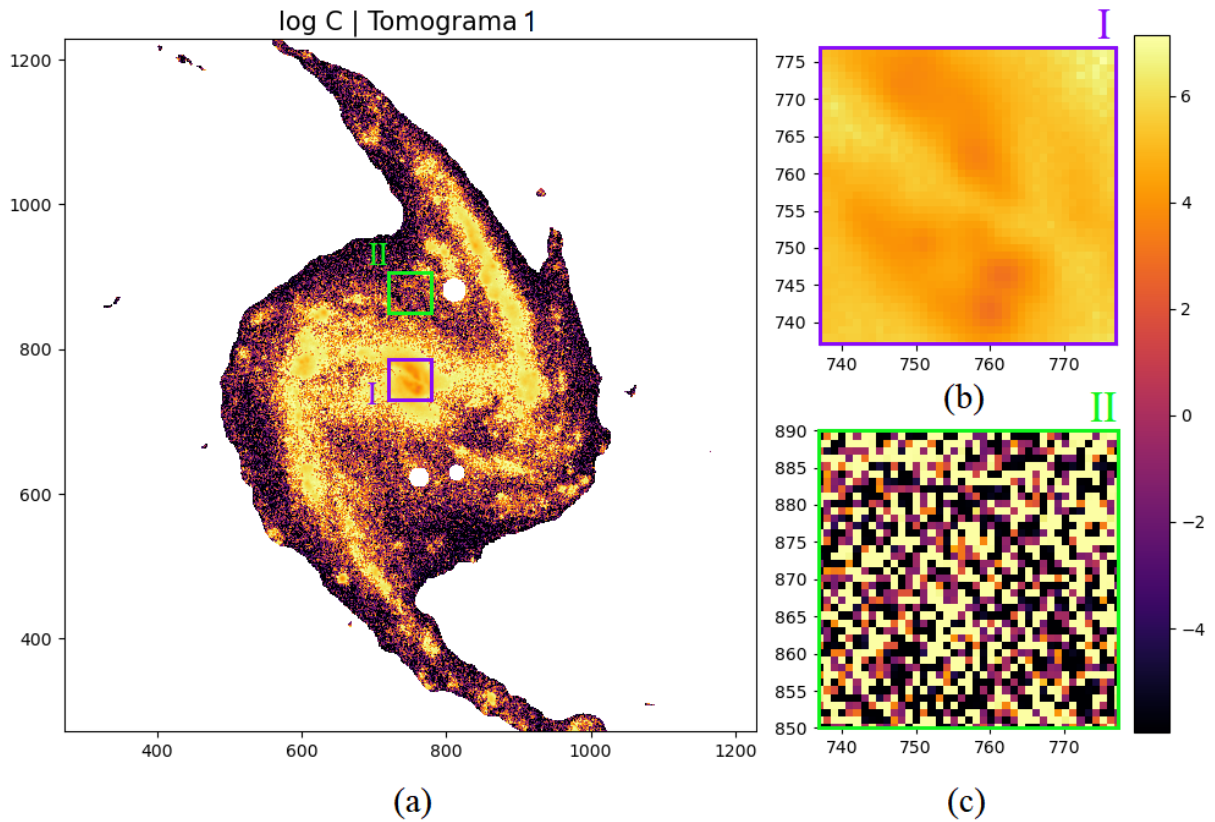


Figura 44 – Tomograma 1 do PCA de $\log C^{ext}$ para a NGC1365, ilustrando as diferenças de amplitude de uma região com mais sinal (b) e de uma região ruidosa (c). Claramente (c) possui alta variância contendo ‘todas’ as cores da barra de cores, enquanto (b) possui cerca de um terço.

ruído, nos últimos quatro tomogramas identificamos estruturas bem definidas. O mesmo ocorre para a NGC1087, na Figura 49, em que é possível tanto identificar ruído em alguns tomogramas e estruturas em outros. Como já discutido, isso acontece devido a quantidade de ruído presente nos dados fornecidos ao PCA, logo, é visível que os dados da NGC1365 possuem mais ruído que os da NGC986 e NGC1087.

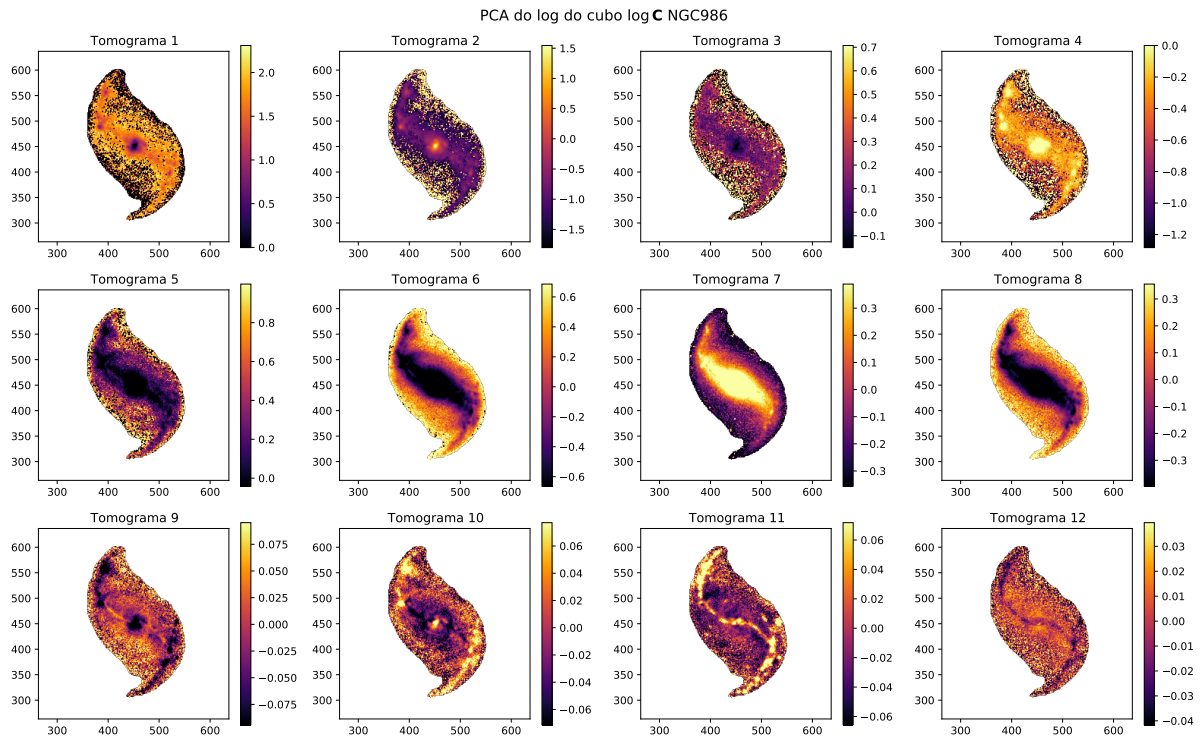


Figura 45 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC986.

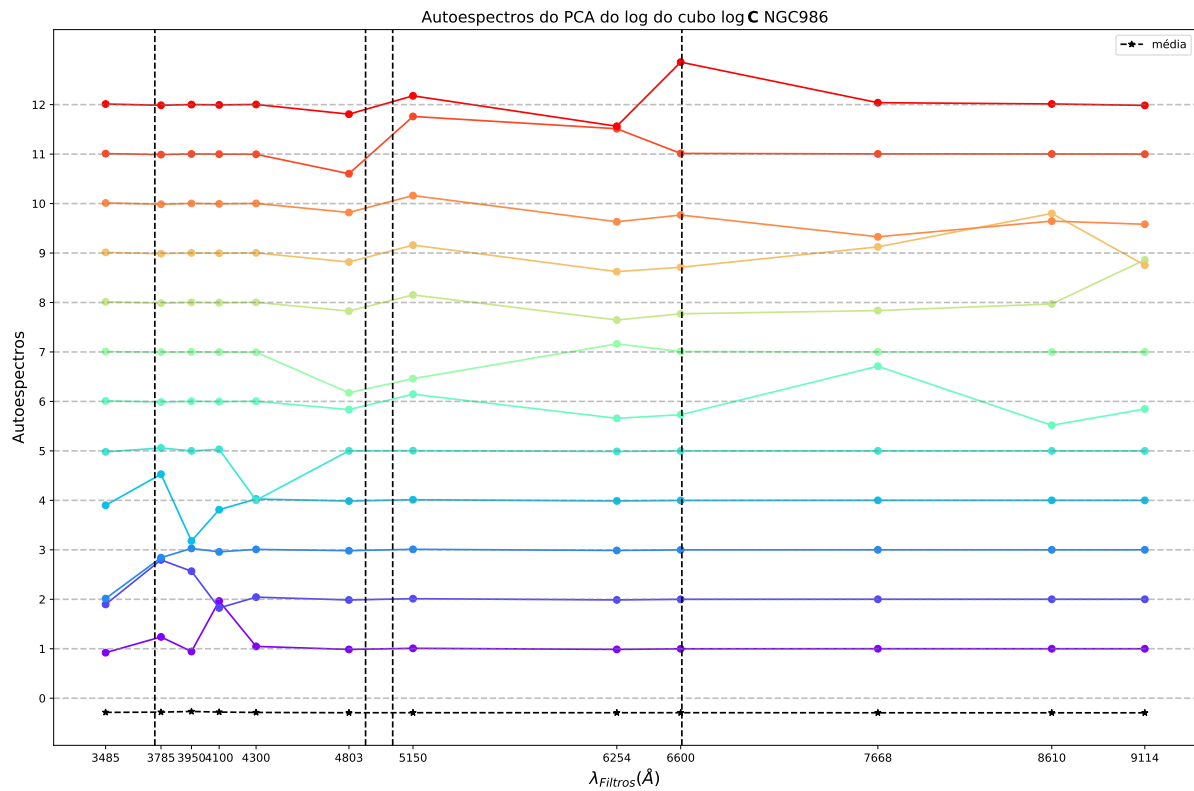


Figura 46 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

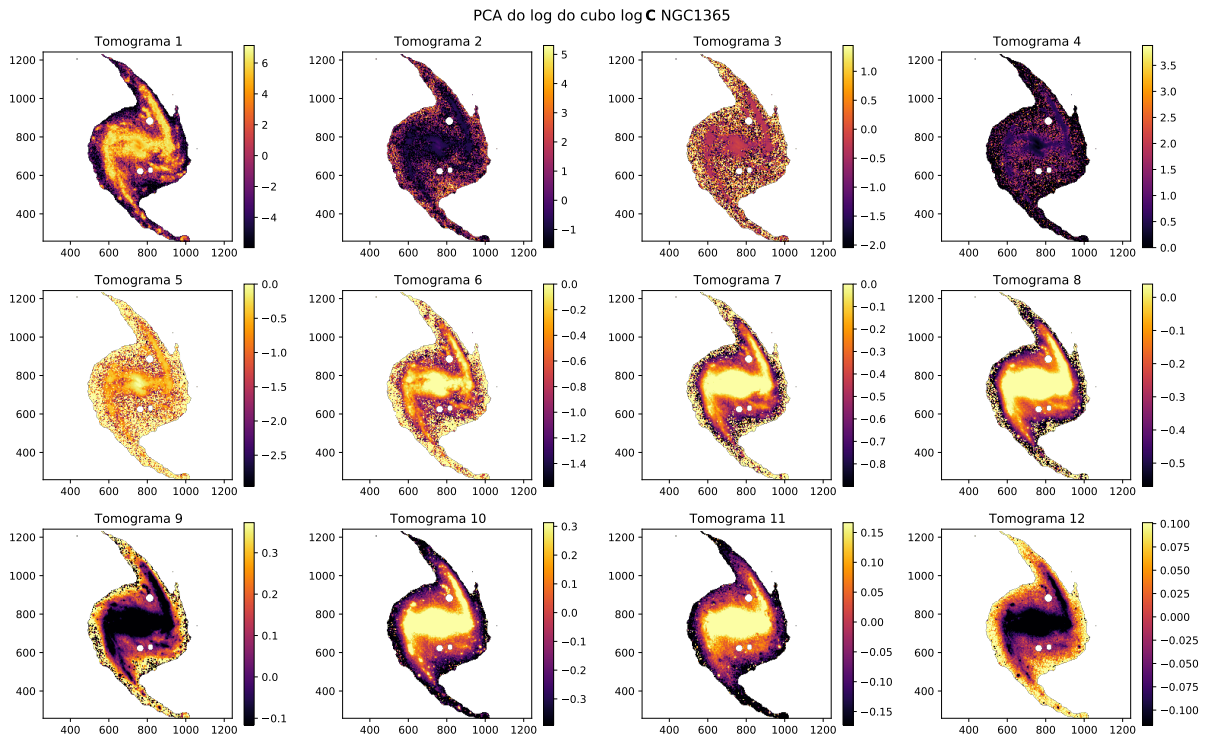


Figura 47 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1365.

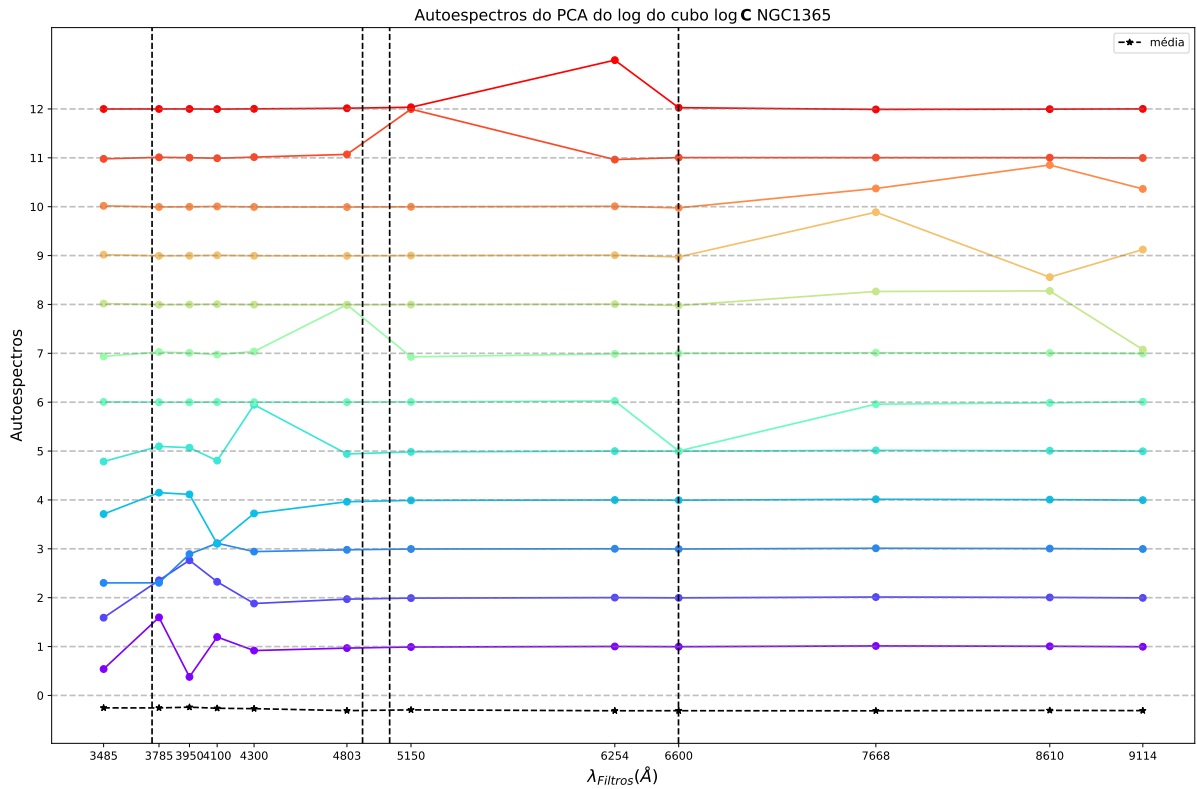


Figura 48 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

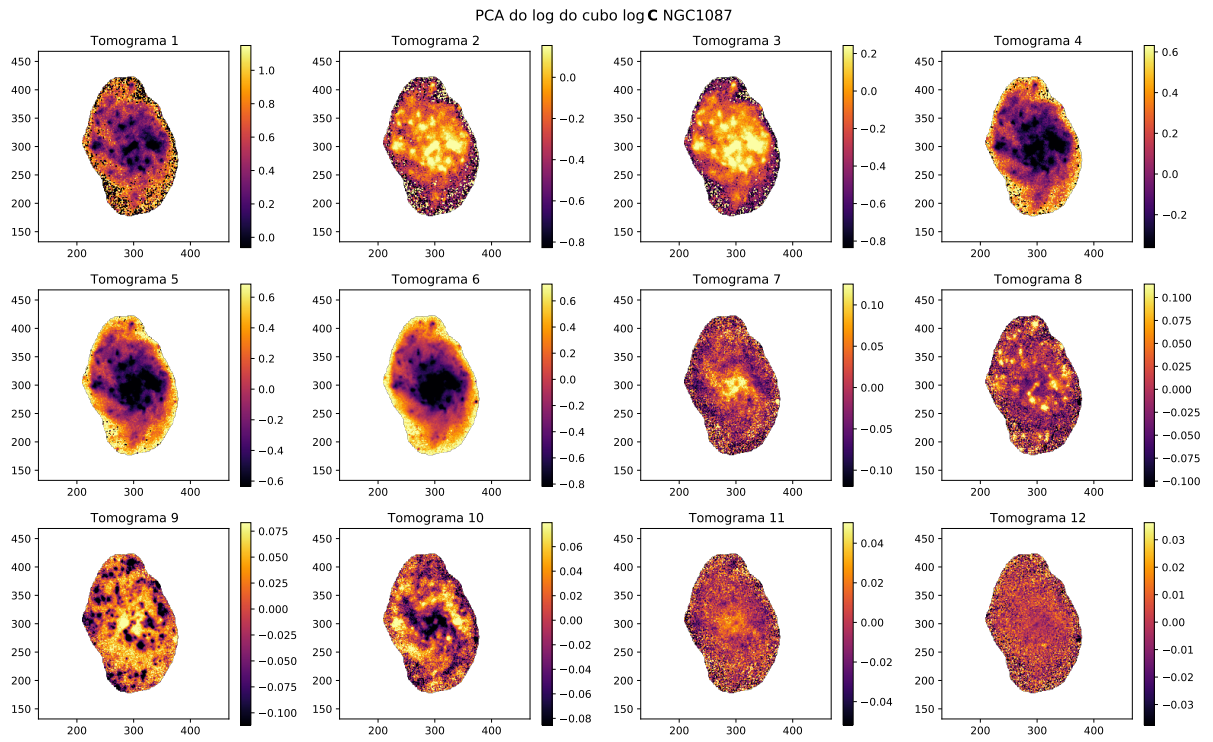


Figura 49 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1087.

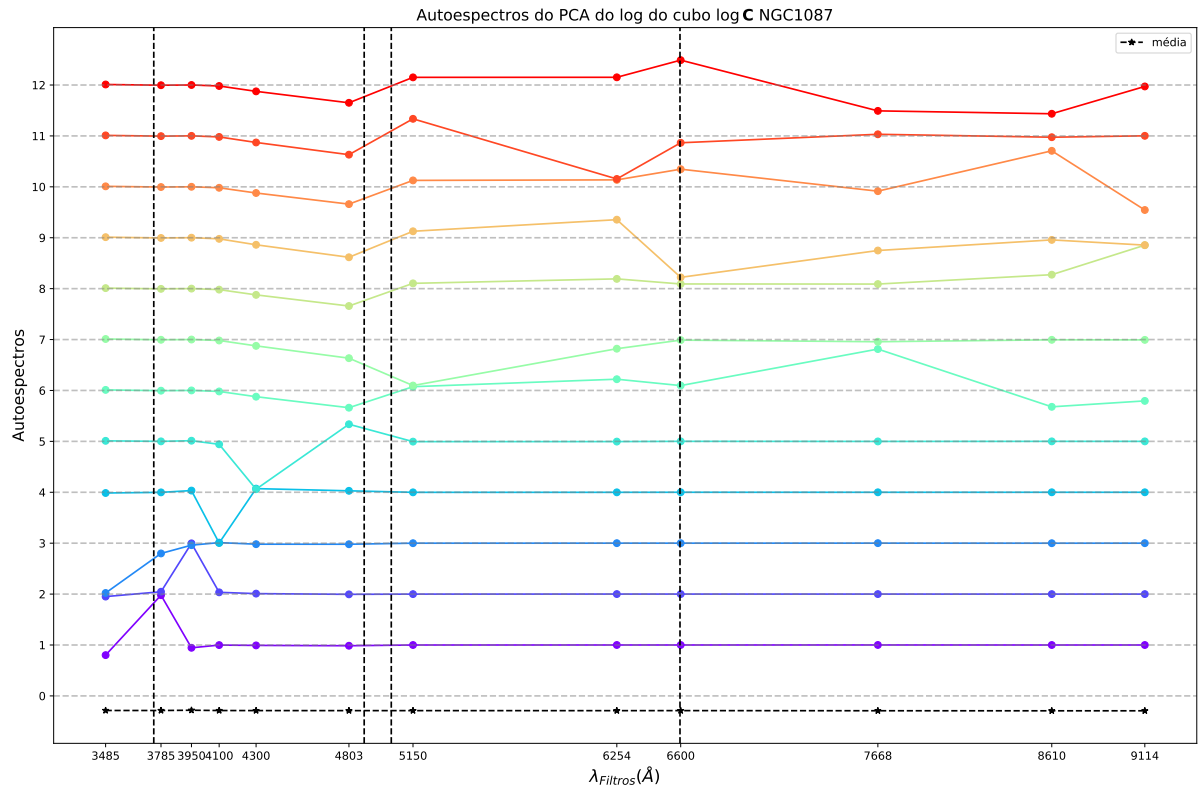


Figura 50 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

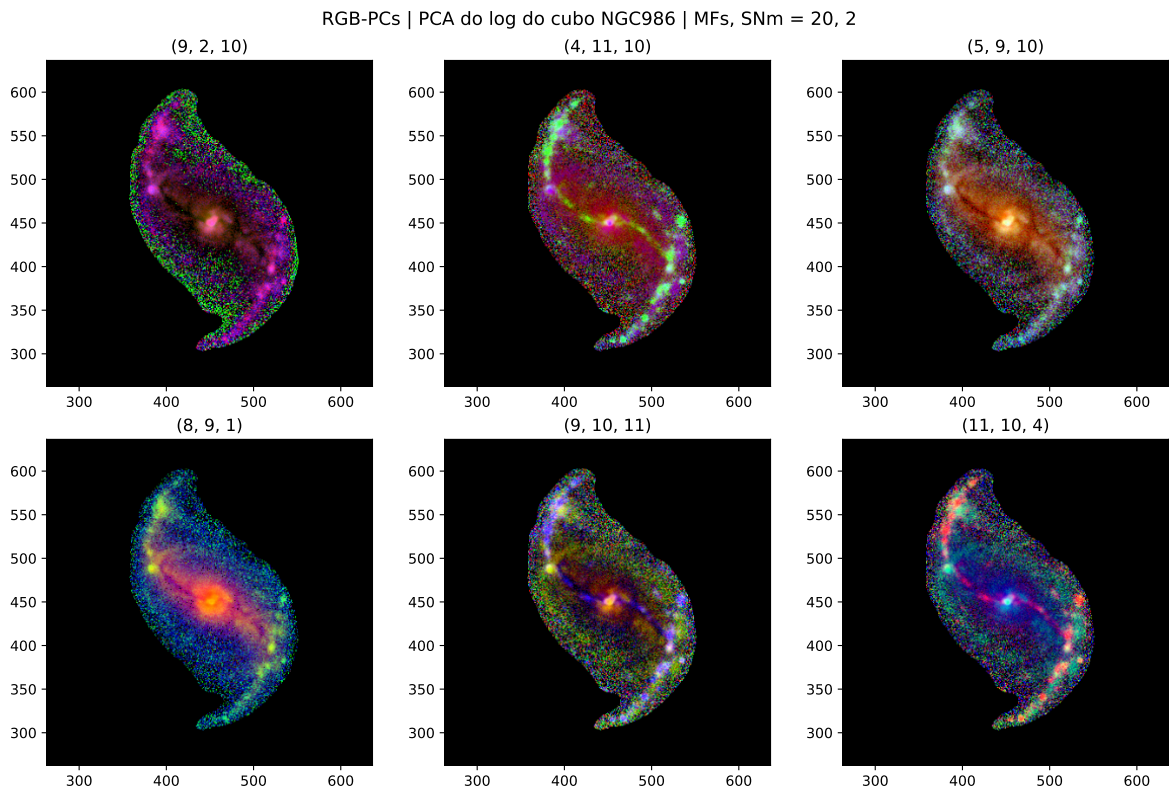


Figura 51 – RGB do $\log C^{ext}$ para a galáxia NGC986. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

4.8 Composições RGB dos tomogramas

A partir dos tomogramas produzimos diferentes composições RGB. Assim como o RGB dos filtros da Figura 8 se mostrou eficiente para realçar as regiões que contém $H\alpha$, as combinações dos tomogramas nas imagens RGB também realçam algumas características.

É possível verificar de forma geral, que todas as figuras dessa seção revelam claramente diversas estruturas definidas espacialmente. Essa harmonia presente nas combinações dos tomogramas indicam mais uma vez que existe uma origem física por trás dessas imagens. Do mesmo modo que já foi mencionado para os tomogramas, temos algumas formas que aparentam ser regiões de formação estelar (Figura 53), estruturas de poeira (Figura 55, Figura 51), braços espirais (Figura 52), anéis (Figura 56), amplitude do fluxo (Figura 54) entre outras possibilidades.

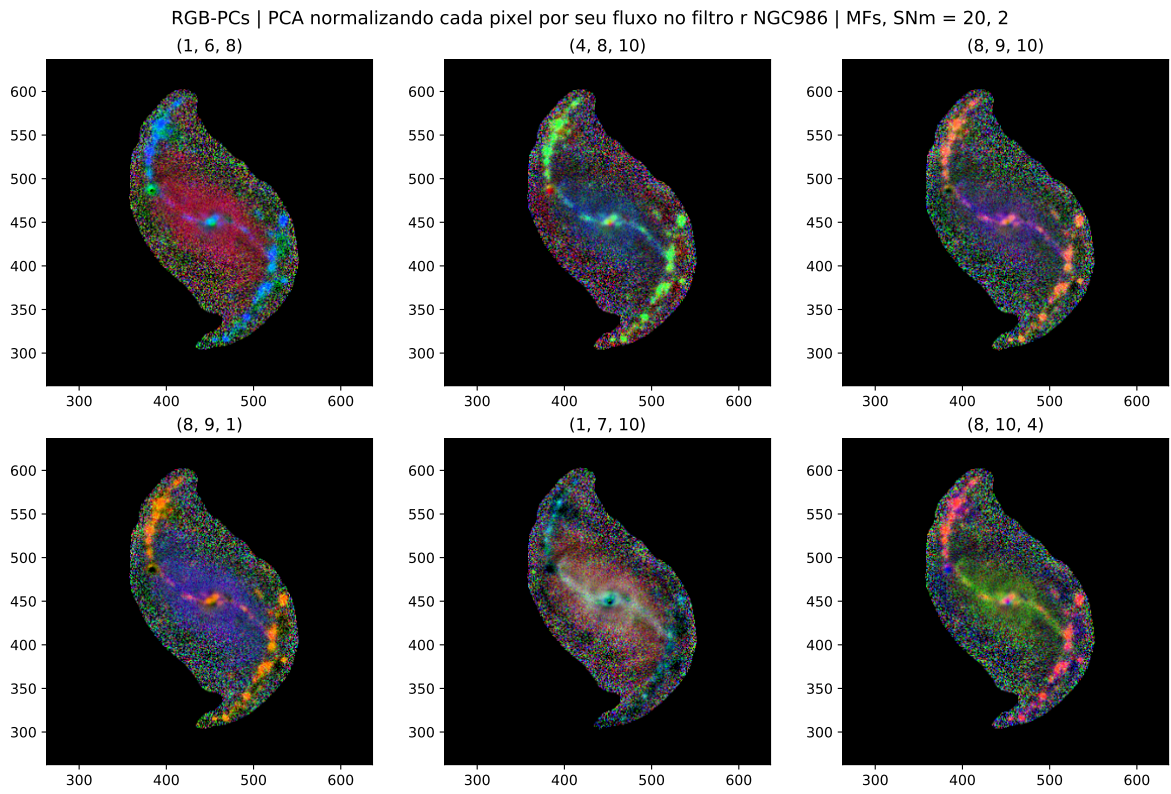


Figura 52 – RGB do $C_F(\lambda_r, y, x)$ para a galáxia NGC986. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

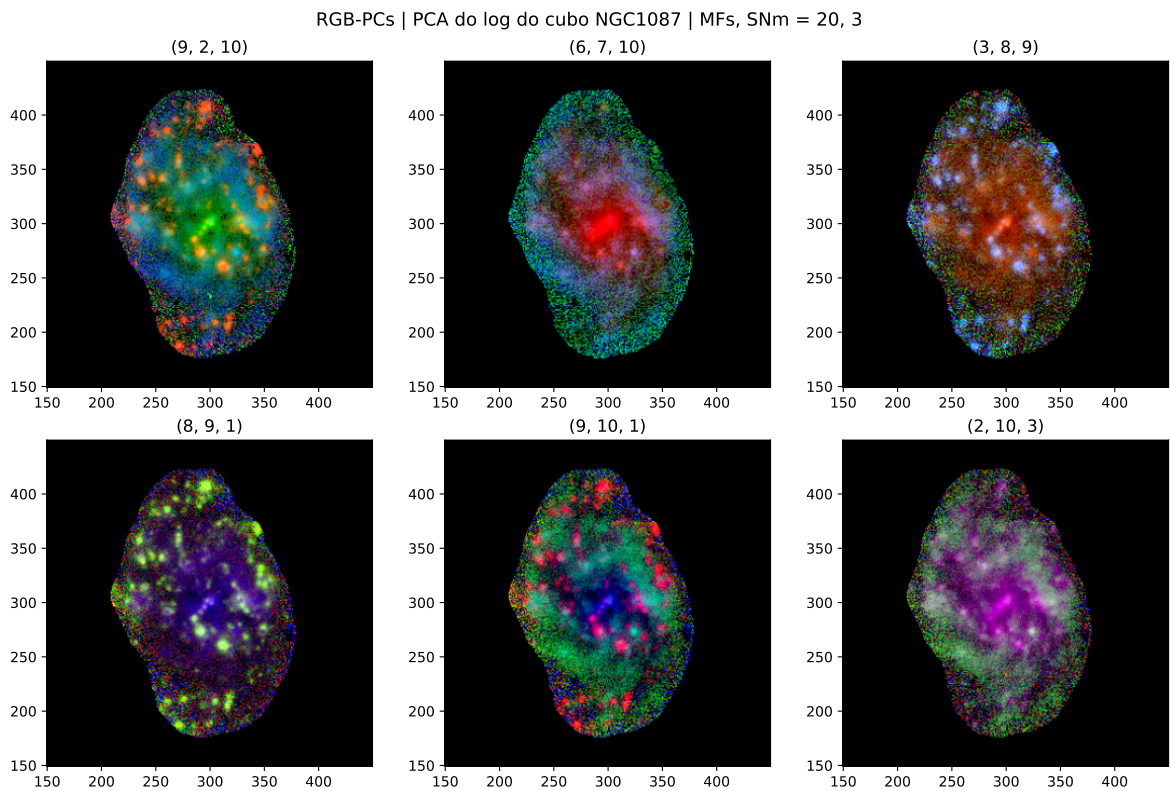


Figura 53 – RGB do PCA de log C para a galáxia NGC1087. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

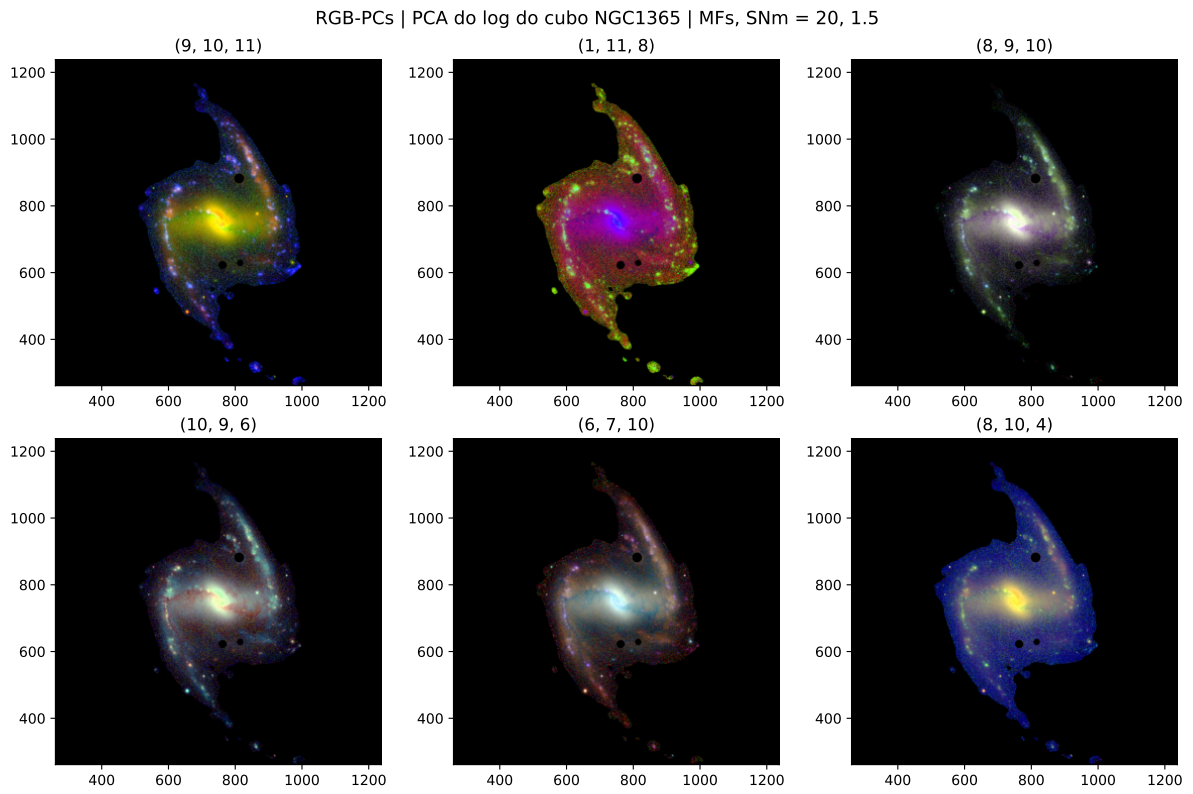


Figura 54 – RGB do $\log C$ para a galáxia NGC1365. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

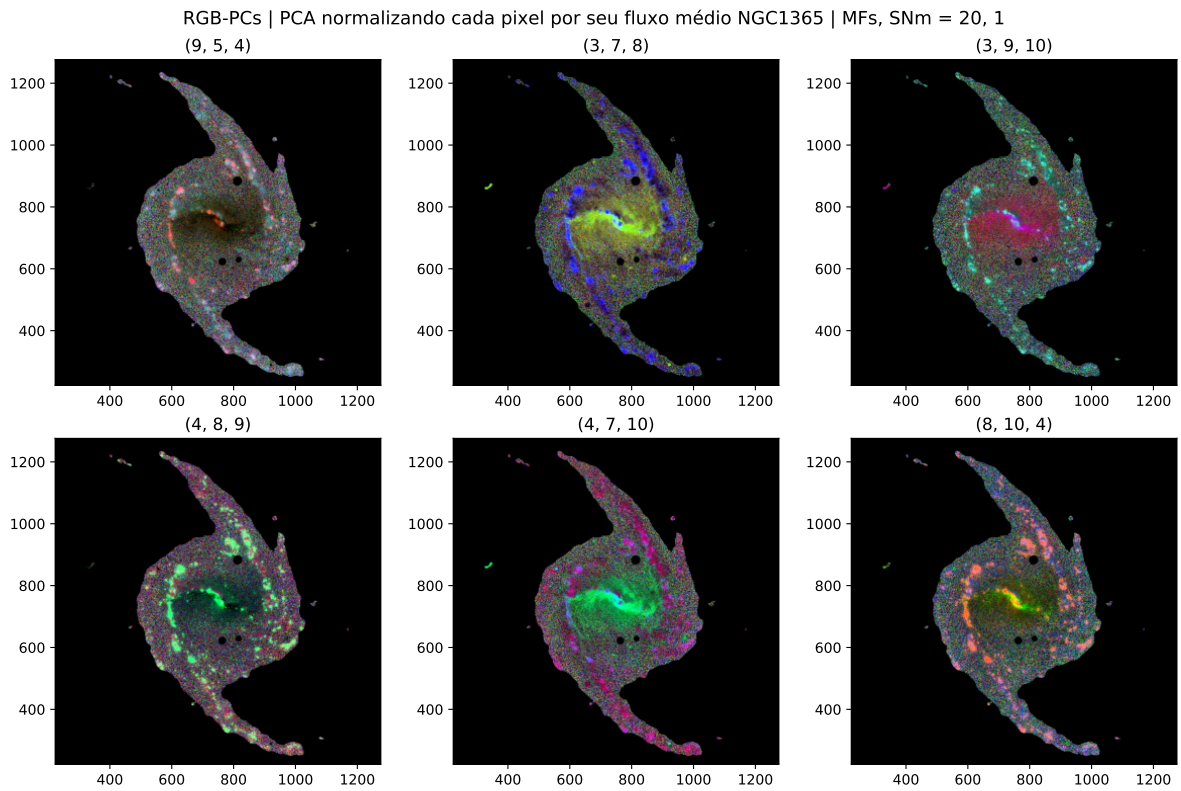


Figura 55 – RGB do $C_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1365. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

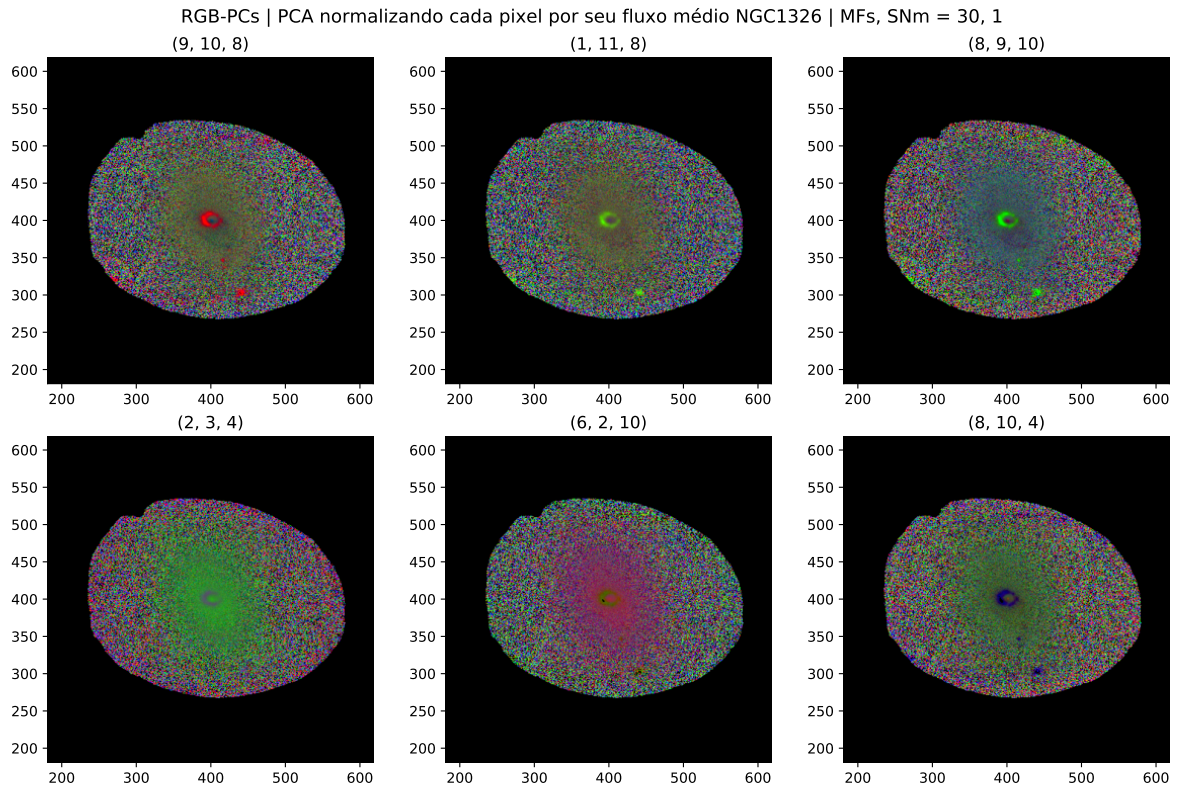


Figura 56 – RGB do $\mathbf{C}_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1326. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

4.9 Conclusões finais

Apesar de não conseguirmos interpretar a grande maioria dos autoespectros, conseguimos obter diversas imagens que, além de bonitas, revelam estruturas que indicam fortemente uma origem física por trás. Ou seja, isso reforça que mesmo sem entender os tomogramas, a Tomografia PCA se mostra um método bem eficaz para encontrar “agulhas em palheiros” possibilitando utilizar outros métodos pra entender do que a agulha é feita⁴.

Verificamos a eficácia de explorar e aplicar o PCA em diferentes configurações, obtendo resultados mais interessantes para configurações específicas de acordo com cada galáxia. Percebemos que os resultados do PCA são extremamente afetados pelo ruído dos dados (principalmente $\log \mathbf{C}^{ext}$), e é necessário fazer um pré-processamento bem mais cuidadoso nas regiões mais fracas.

⁴ Como por exemplo relacionar os tomogramas com mapas obtidos com o Alstar.

5 ALSTAR

O Alstar é um código que realiza uma decomposição algébrica de um espectro observado em termos de componentes que representam populações estelares de diferentes idades e metalicidades. Ele é muito parecido com o STARLIGHT, desenvolvido também aqui no grupo da UFSC, mas difere em muitos detalhes técnicos e também no fato de que ele permite incluir linhas de emissão no ajuste espectral. Neste capítulo apresentamos o código em grande grau de detalhamento, com o intuito de que o texto sirva de referência didática para outros usuários.¹

5.1 Introdução

A ideia básica por trás de códigos de síntese espectral é que uma galáxia (ou uma região de uma galáxia) contém várias populações estelares, tal que o espectro observado (O_λ) é uma soma de tais componentes. Monta-se então um modelo M_λ para esta soma e busca-se ajustar seus parâmetros de modo a reproduzir os dados observados. A figura de mérito usual neste processo de ajuste espectral é

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} w_{\lambda}^2 [O_{\lambda} - M_{\lambda}]^2 \quad (18)$$

na qual o peso $w_{\lambda} = 1/\epsilon_{\lambda}$ é definido como o inverso da incerteza observacional (ϵ_{λ}) em O_{λ} e a soma é realizada sobre os comprimentos de onda observados. Esta formulação genérica se aplica tanto à observações espectroscópicas como fotométricas, assim como à combinações de dados espectroscópicos e fotométricos.

No que segue explicamos a construção do modelo M_{λ} , seus parâmetros e os ingredientes envolvidos. Posteriormente apresentamos a estratégia para minimizar o χ^2 .

5.2 Formulação matemática: O modelo

Nesta seção abordamos as bases espectrais de populações estelares utilizadas e outros elementos da análise, como a atenuação (opcionalmente diferencial) por poeira, a cinemática estelar, a lei de avermelhamento e outros.

¹ Este capítulo foi escrito em sua grande maioria pelo Dr. Roberto Cid Fernandes Jr., autor do Alstar.

5.2.1 Uma componente

Seja uma população j , composta, por exemplo, por uma População Estelar Simples (SSP, *Simple Stellar Population*)² de idade t_j e metalicidade Z_j . Podemos escrever o espectro produzido por esta componente como

$$L_{\lambda,j}^0 = m_j l_{\lambda,j} \quad (19)$$

na qual $l_{\lambda,j}$ é a luminosidade espectral produzida por unidade de massa inicial³ (m_j). As unidades usuais dessas grandezas são $L_{\odot} \text{Å}^{-1}$ para $L_{\lambda,j}^0$, M_{\odot} para m_j e, portanto, $L_{\odot} \text{Å}^{-1} M_{\odot}^{-1}$ para $l_{\lambda,j}$. Vale notar que $l_{\lambda,j}$ é uma razão luminosidade-massa para a população j . Vários modelos para $l_{\lambda,j}$ existem na literatura, como Leitherer *et al.* (1999), Vazdekis *et al.* (2010), Falcón-Barroso *et al.* (2011), sendo os de Bruzual e Charlot (2003) (e atualizações posteriores não publicadas - ver http://www.bruzual.org/~gbruzual/cb07/Updated_version_2016/) um dos mais amplamente utilizados.

5.2.2 Atenuação por poeira

O super-índice “0” em $L_{\lambda,j}^0$ indica que se trata do espectro intrínseco, não afetado pela atenuação por poeira interestelar. Para incorporar este efeito utilizaremos um termo de atenuação $e^{-\tau_{\lambda,j}}$, cuja interpretação é flexível. Num modelo simples de cortina de poeira, τ_{λ} é a profundidade óptica para absorção e espalhamento de fótons de comprimento de onda λ . Podemos usar o mesmo termo $e^{-\tau_{\lambda}}$ em situações mais complexas, exceto que o significado físico de τ_{λ} não é tão claro como no modelo da cortina de poeira. Nestes casos chamamos τ_{λ} de profundidade óptica efetiva.

Pode-se dividir τ_{λ} em um fator “quantitativo” τ_V que mede a profundidade óptica efetiva no comprimento de onda da banda V (5500 Å, utilizada simplesmente como referência) e um fator “qualitativo” (ou “relativo”) $q_{\lambda} \equiv \tau_{\lambda}/\tau_V$ que representa a lei de

² Uma SSP representa um conjunto de estrelas de diferentes massas (distribuídas segundo uma Função de massa inicial (IMF, *Initial Mass Function*) nascidas no mesmo instante e com mesma composição química.

³ Usamos a terminologia “massa inicial” para distingui-la da “massa atual”, a qual é necessariamente menor do que a inicial devido ao material ejetado de volta ao meio interestelar por ventos estelares, supernovas e eventos similares ao longo da evolução de cada estrela. Tipicamente uma população estelar perde $\sim 50\%$ de sua massa inicial ao longo de 14 Gyr para uma IMF de Chabrier (2003). Para uma IMF de Salpeter (1955), que contém relativamente mais estrelas de baixa massa, a massa de uma população de 14 Gyr é da ordem de 70% de sua massa inicial. Esta distinção entre massa inicial e massa atual não afeta o processo de síntese espectral, mas é importante na hora de interpretar as massas m_j obtidas.

avermelhamento. Assim,

$$\tau_\lambda = \tau_V q_\lambda \quad (20)$$

Considerando a atenuação por poeira, o espectro observado da população j fica:

$$L_{\lambda,j} = L_{\lambda,j}^0 e^{-\tau_{\lambda,j}} = m_j l_{\lambda,j} e^{-\tau_{\lambda,j}} = m_j l_{\lambda,j} e^{-\tau_{V,j} q_\lambda} \quad (21)$$

Note-se que o termo q_λ não inclui um subíndice j , indicando que assumiremos que a lei de avermelhamento é a mesma para todas as populações. Permite-se, porém, que τ_V varie de uma população j para outra. Por simplicidade, escreveremos τ_j em vez de $\tau_{V,j}$.

5.2.3 Múltiplas componentes

Uma galáxia (ou um pedaço dela) contém várias populações estelares, com diferentes idades e metalicidades (e possivelmente outras propriedades, todas formalmente condensadas em um único índice j). Matematicamente, esta composição se traduz na seguinte combinação linear

$$M_\lambda^* = \sum_{j=1}^{N_*} L_{\lambda,j} = \sum_{j=1}^{N_*} m_j l_{\lambda,j} e^{-\tau_j q_\lambda} \quad (22)$$

na qual M_λ^* denota nosso modelo para o espectro total das $j = 1, 2, \dots, N_*$ populações. O desafio da síntese espectral é extrair os coeficientes m_j e τ_j através da comparação de M_λ^* com dados observados (O_λ).

5.2.4 Não paramétrico \times paramétrico

Este tipo de formulação é conhecida como “não paramétrica”, apesar de conter muitos parâmetros! Esta terminologia, até certo ponto inadequada, serve para contrapor o método com outros nos quais a história de formação estelar de uma galáxia é descrita por uma equação ad hoc contendo alguns parâmetros. Um exemplo clássico e até hoje muito usado é o chamado “ τ -model”, que propõe que a taxa de formação estelar da galáxia em um instante t anos atrás é dada pela função

$$\psi(t) = \kappa \frac{M}{\tau} e^{-(t_0-t)/\tau}$$

na qual κ é uma constante de normalização e M , t_0 e τ são parâmetros do modelo que descrevem a massa total M de estrelas formadas desde o início da formação estelar em um *lookback time* $t = t_0$ (sendo $\psi = 0$ para $t > t_0$). O parâmetro τ neste caso descreve a escala de tempo do decaimento da exponencial⁴. Para calcular o espectro emergente desta galáxia teórica basta somar (ou melhor, integrar) os espectros de SSPs de diferentes idades entre $t = 0$ (hoje) e $t = t_0$ ponderando pela massa $dm = \psi(t)dt$ de cada uma:

$$M_\lambda^\star = \int_{t=0}^{t_0} l_\lambda^{\text{SSP}}(t, Z(t)) \psi(t) dt \quad (23)$$

Afora o termo de extinção (omitido por simplicidade), esta equação é análoga à Equação (22), mas com a importante diferença que a massa $dm_j = \psi(t_j)dt_j$ em uma população em um intervalo dt_j de idades ao redor de t_j é pré-definida pelos parâmetros M , τ e t_0 , enquanto em nossa formulação não paramétrica m_j é livre para assumir qualquer valor. Isso torna a formulação não paramétrica muito mais flexível. Por exemplo, ao contrário de um modelo puramente exponencial, com a Equação (22) é possível modelar corretamente uma galáxia que passou por um período de decaimento na taxa de formação estelar mas posteriormente teve um surto de formação estelar. Naturalmente, receitas ad hoc mais complexas que $\psi \propto e^{-(t_0-t)/\tau}$ podem ser formuladas, mas neste caso o número de parâmetros cresce e eventualmente se equipara com o de um método não paramétrico.

5.2.5 Cinemática estelar

Antes de comparar M_λ^\star com espectros observados temos que considerar os efeitos da cinemática estelar. O efeito Doppler associado ao movimento de estrelas atua em escalas pequenas de λ , basicamente $\Delta\lambda/\lambda = v_\star/c$, com v_\star da ordem de 100 km/s.

Em princípio é possível incorporar um campo de velocidades estelares (projetadas na linha de visada⁵) qualquer no cálculo de M_λ^\star . Na prática, a estratégia mais comum é descrever este campo de velocidades por uma função do tipo $G(v_0, \sigma_\star) \propto \exp(-(v_\star - v_0)^2/2\sigma_\star^2)$, i.e., uma gaussiana centrada em v_0 e com dispersão de velocidades σ_\star . Isto é o que se faz no STARLIGHT, por exemplo. O AlStar também faz isso, mas com uma diferença técnica: enquanto o STARLIGHT trata v_0 e σ_\star como parâmetros a serem ajustados, no AlStar estas duas variáveis são tratadas como dados de entrada (*input*). Em ambos códigos a cinemática de todas componentes $j = 1 \dots N_\star$ é tomada como sendo a mesma, ou seja, $v_{0,j} = v_0$ e $\sigma_{\star,j} = \sigma_\star$.

⁴ Não confundir com a profundidade óptica da poeira, descrita pela mesma letra τ !

⁵ *Line of Sight Velocity Distribution*, LOSVD, na sigla em inglês.

Conhecidos os valores de v_0 e σ_* , o efeito da cinemática é computado convoluindo o modelo M_λ^* com o kernel $G(v_0, \sigma_*)$. Na prática, basta convoluir o espectro $l_{\lambda,j}$ de cada componente, substituindo $l_{\lambda,j}$ por $l_{\lambda,j}^G \equiv l_{\lambda,j} \otimes G(v_0, \sigma_*)$ na Equação (22). Como resultado desta convolução o espectro é deslocado por um comprimento de onda de $\Delta\lambda = \lambda(1 + v_0/c)$, e suavizado por uma gaussiana de dispersão $\sigma_\lambda = \lambda\sigma_*/c$.

Em aplicações fotométricas como as descritas neste trabalho os parâmetros cinemáticos têm efeito desprezível sobre o modelo, uma vez que o alargamento de linhas de absorção ocorre em escalas de λ muito menores do que a largura de filtros fotométricos, mesmo para filtros estreitos como os do S-PLUS e J-PAS.

5.2.6 Extinção diferencial

Nosso modelo, tal qual descrito pela Equação (22), permite N_* diferentes valores de τ_j . Na prática, contudo, isto torna o problema muito mais complexo e degenerado do que já é.

O AlStar, como outros códigos de síntese espectral, admite um ou dois valores de τ_j . Todas as N_* populações sofrem uma atenuação

$$\tau_j = \tau^{\text{ISM}}$$

enquanto populações jovens podem (opcionalmente) sofrer uma atenuação extra:

$$\tau_j = \tau^{\text{ISM}} + \tau^{\text{BC}} \quad \text{para } t_j \leq t_Y$$

A motivação para esse modelo vem do conhecido fato de que estrelas jovens sofrem mais atenuação por poeira do que estrelas mais velhas (CALZETTI; KINNEY; STORCHI-BERGMANN, 1994). A explicação para este fenômeno, conhecido como extinção diferencial, é simples (CHARLOT; FALL, 2000): Estrelas recém nascidas estão ainda próximas ou embebidas nas nuvens moleculares e poeirentas de onde nasceram (as chamadas *birth clouds* — originando o índice “BC”). Com o tempo essas “nuvens maternas” se dissipam e as estrelas passam a ser atenuadas apenas pela poeira mais difusa espalhada pelo Meio Interestelar (ISM, *Interstellar Medium*) .

O valor de t_Y é um parâmetro de entrada para o AlStar. Seguindo Charlot e Fall (2000), usamos $t_Y = 10^7$ anos, que corresponde ao tempo de vida típico de uma nuvem molecular. Para “desligar” a opção de considerar dois valores de τ no ajuste basta não especificar t_Y no arquivo de configuração do AlStar.

Além da opção de ajustar τ^{BC} e τ^{ISM} de forma independente, implementamos uma opção na qual τ^{BC} é calculado em função de τ^{ISM} segundo

$$\tau^{\text{BC}} = a_0 + a_1 \tau^{\text{ISM}} \quad (24)$$

O resultado clássico de Calzetti, Kinney e Storchi-Bergmann (1994) de que populações jovens sofrem $1/0.44 = 2.27$ mais atenuação que estrelas mais velhas é reproduzido usando coeficientes $a_0 = 0$ e $a_1 = 1.27$ na Equação (24) acima. Esta é a opção padrão adotada nesse trabalho.

5.2.7 Lei de avermelhamento

Assim como o STARLIGHT, o AlStar oferece uma série de opções para a lei de avermelhamento q_λ . Neste trabalho utilizaremos a lei de Calzetti (CALZETTI, 2001), cuja equação é mostrada abaixo.

$$q_\lambda = \begin{cases} -2.1727 + \frac{1.2168}{\lambda} + 1.78, & \text{para } 0.63 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 2.2 \mu\text{m} \\ -2.5225 + \frac{1.76553}{\lambda} - \frac{0.23166}{\lambda^2} + \frac{0.0129}{\lambda^3} + 1.78, & \text{para } 0.12 \mu\text{m} \leq \lambda < 0.63 \mu\text{m} \end{cases} \quad (25)$$

5.2.8 A base espectral de populações estelares

O ingrediente mais fundamental em códigos de síntese espectral é a biblioteca de modelos para espectros de populações estelares. Neste trabalho usaremos uma versão atualizada dos modelos de Bruzual e Charlot (2003), com modelos de evolução estelar e bibliotecas de espectros estelares atualizados. Esta nova versão, disponibilizada a nós por G. Bruzual, será referida como CB17. A função de massa é a de Chabrier (2003). Os modelos de evolução estelar usados são os de Chen *et al.* (2015) e Marigo *et al.* (2013).

A biblioteca de espectros estelares inclui uma série de referências. Para a idade e intervalos de comprimento de onda de interesse os espectros estelares dominantes, são da região do visível da biblioteca estelar MILES, de Sánchez-Blázquez *et al.* (2006), Falcón-Barroso, J. *et al.* (2011). Na região UV das bibliotecas teóricas computadas por Lanz e Hubeny (2003a), Lanz e Hubeny (2003b), (2007), Leitherer *et al.* (2010), Martins *et al.* (2005), Rodriguez-Merino *et al.* (2005), Rauch, T. (2003) e os modelos de alta resolução PoWR por Gräfener, G., Koesterke, L. e Hamann, W.-R. (2002), Hamann, W.-R. e Gräfener, G. (2003), (2006), Sander, A., Hamann, W.-R. e Todt, H. (2012), Hainich, R.

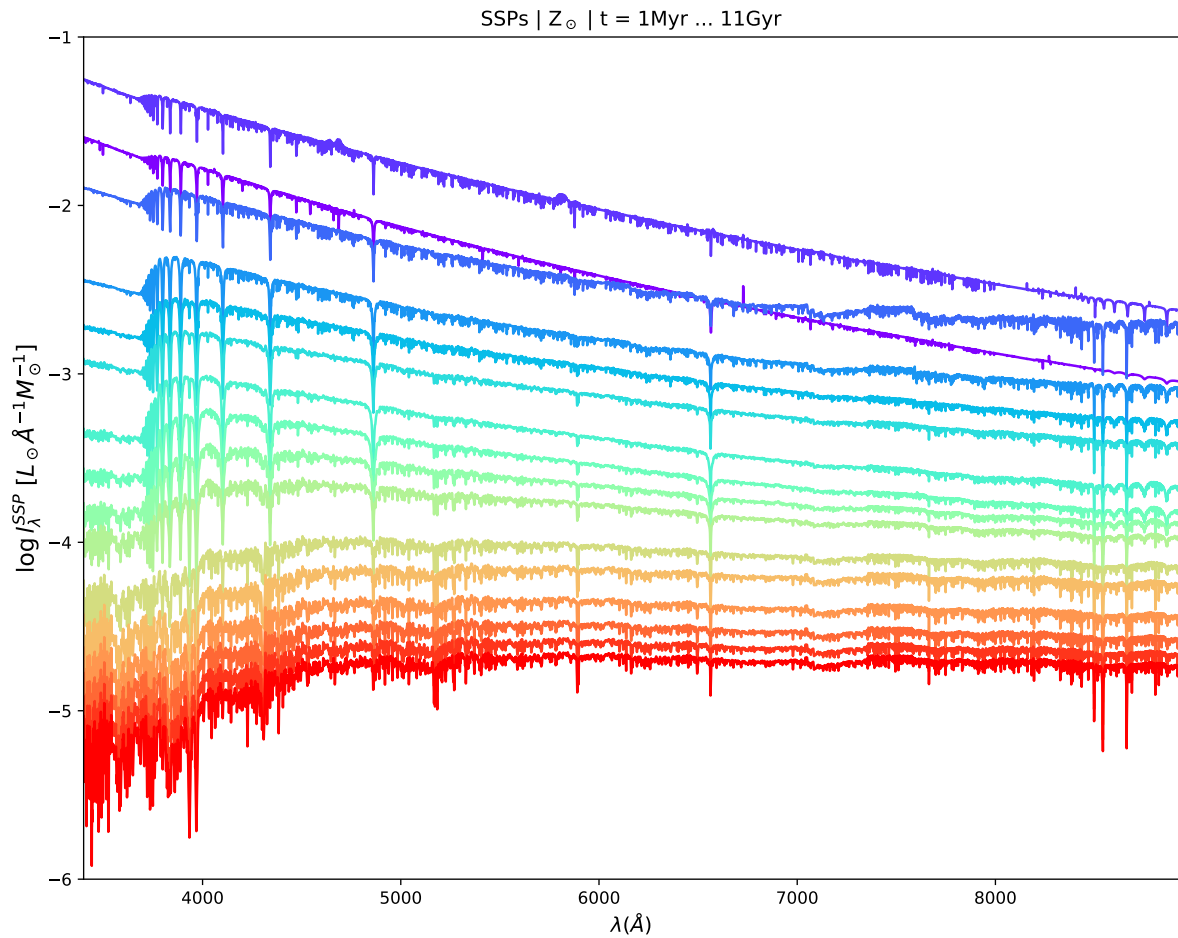


Figura 57 – Espectros de populações estelares simples (l_{λ}^{SSP}) para Z_{\odot} e 16 idades variando de 1 Myr a 11 Gyr, de cima para baixo, do roxo para o vermelho.

et al. (2014), (2015), Todt, H. *et al.* (2015) para descrever as estrelas na fase WR. Ver Werle *et al.* (2019) e Plat *et al.* (2019) para detalhes.

5.2.8.1 SSPs

A Figura 57 mostra os espectros l_{λ}^{SSP} de CB17 para metalicidade solar ($Z = 0.017$) e 16 idades entre 1 Myr e 11 Gyr⁶. Mostra a progressão das idades, de cima para baixo, do roxo para o vermelho.

A Figura 58 mostra espectros para as metalicidades $0.235Z_{\odot}$, $0.47Z_{\odot}$, $1Z_{\odot}$, $1.76Z_{\odot}$ e $3.5Z_{\odot}$ com as idades 1Myr, 10Myr, 1Gyr e 10Gyr.

⁶ Valores de t_j^{low} na Tabela 6, exceto pela primeira idade.

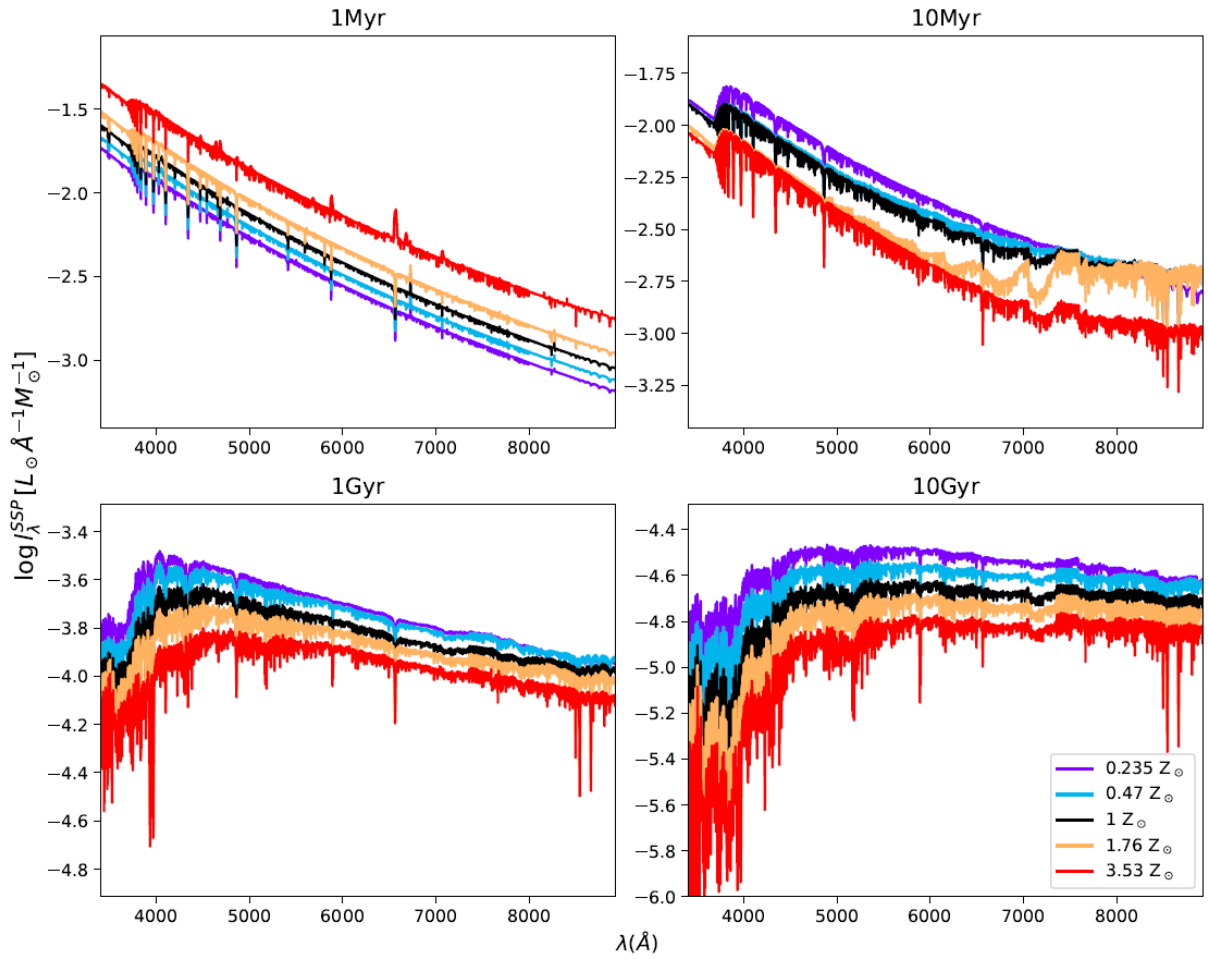


Figura 58 – Espectros I_{λ}^{SSP} para cinco diferentes metalicidades, seguindo o código de cor da figura, com as idades 1Myr, 10Myr, 1Gyr e 10Gyr.

5.2.8.2 CSPs

A base que efetivamente utilizamos nesse trabalho não é composta por SSPs, mas por *Composite Stellar Populations* (CSP) definidas como episódios onde a taxa de formação estelar é constante no intervalo de idades $t_j^{\text{low}} < t < t_j^{\text{upp}}$ e nula para outros tempos. O espectro dessas CSPs é calculado como na Equação (23), mas ajustando os limites da integral em t e também o valor da taxa de formação estelar ψ_j de modo a formar um total de $1M_{\odot}$ entre t_j^{low} e t_j^{upp} .

Os intervalos de tempo utilizados neste trabalho são listados na Tabela 6. As idades escolhidas estão separadas aproximadamente de forma logarítmica, mas foram escolhidas à mão. Na prática, como são muitas idades, esta base não difere muito de uma base composta de SSPs com idades $t_j \approx (t_j^{\text{low}} + t_j^{\text{upp}})/2$. A Figura 59 mostra os espectros das 16 CSPs para metalicidade solar.

Nossa base estelar contém, portanto, $16 \times 5 = 80$ componentes cujas massas m_j (ou fluxos, como discutiremos abaixo) devem ser determinadas. Contabilizando também os

Tabela 6 – Idades t_j^{low} e t_j^{upp} utilizadas no AlStar.

j	1	2	3	4	5	6	7	8
t_j^{upp} [Myr]	3	10	30	60	100	250	450	700
t_j^{low} [Myr]	0	3	10	30	60	100	250	450
j	9	10	11	12	13	14	15	16
t_j^{upp} [Gyr]	1	2	3	4.50	6.25	8.5	11	14
t_j^{low} [Gyr]	0.7	1	2	3	4.50	6.25	8.5	11

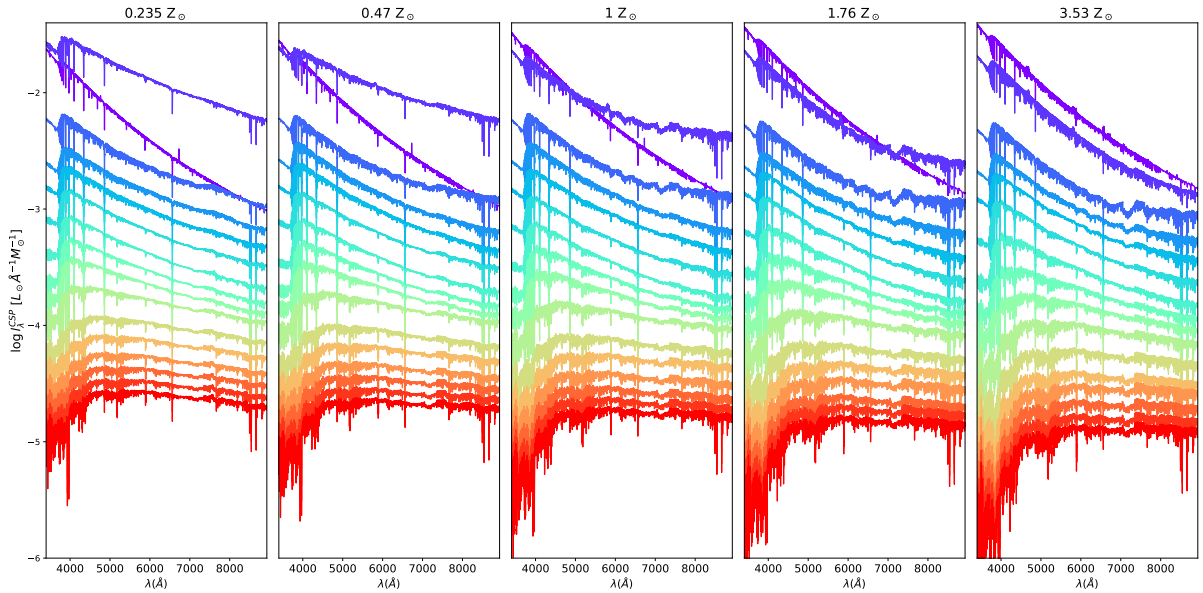


Figura 59 – Espectros de populações estelares compostas (l_{λ}^{CSP}) para diferentes valores de metalicidades, como indicado na figura, e variando as idades conforme o t_j^{low} na Tabela 6.

parâmetros de poeira e da base nebular (5.3), teremos cerca de 90 parâmetros livres. Este número pode parecer exagerado frente ao número de dados que pretendemos ajustar neste estudo (os 12 fluxos fotométricos do S-PLUS). Isto, contudo, não é análogo ao problema de ajustar N pontos com um polinômio arbitrário de grau $\gg N$. Os espectros da base têm formas predefinidas, e tudo que o código pode fazer é alterar sua amplitude. Uma base composta de espectros de forma senoidal com frequências e fases fixas, por exemplo, não seria útil para modelar galáxias, mesmo com centenas de componentes. Além disso, cumpre lembrar que os parâmetros ajustados são necessariamente positivos. Apesar dessas observações de natureza matemática, é correto notar que nosso espaço de parâmetros é sobredimensionado. Como é intuitivamente óbvio, não será possível distinguir com precisão a intensidade de componentes espectralmente similares, como são, por exemplo, as componentes mais velhas que ~ 5 Gyr. Para uma discussão mais aprofundada desses aspectos (no contexto do STARLIGHT) ver Cid Fernandes (2006). No linguajar desta

referência, seguimos uma abordagem de modelar o espectro com muitas componentes, mas comprimir o resultado *a posteriori*.

5.2.9 Reparametrização do problema: massa \rightarrow luz

Tal como formulado acima, os parâmetros de nosso modelo M_λ^\star são τ^{ISM} (e opcionalmente τ^{BC}) para a poeira e as $j = 1 \dots N$ massas m_j da cada população. Na prática, porém, o AlStar não ajusta as m_j , mas o chamado vetor de populações \vec{x} , definido pelas $j = 1 \dots N_\star$ densidades de fluxo (ou luminosidade) $x_j = M_{\lambda_N, j}^\star$ em um comprimento de normalização λ_N . Não coincidentemente, esta é a mesma receita usada pelo STARLIGHT, originalmente inspirada na abordagem de Bica (1988) para síntese de populações estelares. Vejamos como as duas formulações estão relacionadas.

Para reformular o problema em termos de luz ao invés de massa basta voltar à Equação (22) e reescrever $L_{\lambda, j} = m_j l_{\lambda, j} e^{-\tau_j q_\lambda}$ em termos da emissão em um comprimento de onda de referência λ_N . Multiplicando e dividindo por $l_{\lambda_N, j} e^{-\tau_j q_{\lambda_N}}$ obtém-se

$$L_{\lambda, j} = [m_j l_{\lambda_N, j} e^{-\tau_j q_{\lambda_N}}] \times b_{\lambda, j} e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})}$$

em que $b_{\lambda, j} \equiv l_{\lambda, j} / l_{\lambda_N, j}$ nada mais é do que a matriz de espectros da base, mas normalizada a 1 em $\lambda = \lambda_N$. Definindo

$$x_j \equiv m_j l_{\lambda_N, j} e^{-\tau_j q_{\lambda_N}} = M_{\lambda_N, j}^\star \quad (26)$$

chegamos à

$$L_{\lambda, j} = x_j b_{\lambda, j} e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})}$$

Considerando todas N componentes, nossa Equação (22) pode ser re-escrita como

$$M_\lambda^\star = \sum_{j=1}^{N_\star} L_{\lambda, j} = \sum_{j=1}^{N_\star} x_j b_{\lambda, j} e^{-\tau_j (q_\lambda - q_{\lambda_N})} \quad (27)$$

Com esses passos elementares de álgebra espectral trocamos as massas m_j pelos x_j . Tal como descrito acima, as componentes do vetor de populações \vec{x} fornecem a densidade de luminosidade (digamos, em $L_\odot / \text{\AA}$) no comprimento de onda de referência λ_N proveniente da população j e atenuada por $e^{-\tau_j q_{\lambda_N}}$. Na prática, a unidade de x_j pode também ser uma densidade de fluxo (por exemplo, em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$, em $\lambda = \lambda_N$) — isso é definido pelos dados observados O_λ com os quais o modelo M_λ^\star será comparado.

Para transformar x_j em uma fração do fluxo em λ_N associada à componente j basta re-escalonar $x_j \leftarrow x_j / \sum x_j$. Grande parte dos artigos com o STARLIGHT faz referência a \vec{x} como uma fração de fluxo, mas dentro do código ele é tratado como uma densidade de fluxo (ou luminosidade), exatamente como descrito acima. O mesmo vale para o AlStar.

5.3 Linhas de emissão

Uma importante novidade no AlStar com respeito ao STARLIGHT é que ele permite modelar também linhas de emissão. No STARLIGHT janelas espectrais ao redor de linhas de emissão são mascaradas (atribuídas peso $w_\lambda = 0$) no ajuste, e os fluxos de linhas de emissão são medidos sobre o espectro residual $O_\lambda - M_\lambda$, portanto *após* o ajuste espectral. O AlStar também permite esta abordagem. De fato, ela é até mesmo recomendável no caso de ajustes de espectros. Já quando lidamos com fotometria como no caso do S-PLUS, ignorar filtros que podem estar “contaminados” por linhas de emissão equivale a diminuir um conjunto já pequeno de dados. Para evitar esse desperdício de informação optou-se por incluir linhas de emissão no ajuste espectral ao invés de excluir filtros.

Incluir linhas de emissão no modelo M_λ é formalmente simples. Basta adicionar à base de componentes estelares uma base de componentes nebulares, cujos espectros contenham apenas linhas de emissão. Existem, porém, vários detalhes técnicos e escolhas a serem feitas neste processo.

5.3.1 Montando a base nebulare

Cada linha de emissão é modelada com uma função

$$E_\lambda(\lambda_0, \sigma_{\text{EL}}) = A_{\lambda_0} e^{-\frac{1}{2}(\lambda - \lambda_0)^2 / \sigma_{\lambda_0}^2} \quad (28)$$

na qual a amplitude A_{λ_0} é dada por

$$A_{\lambda_0} = (2\pi)^{-1/2} \left(\frac{\sigma_{\text{EL}}}{c} \right)^{-1} \lambda_0^{-1} \quad (29)$$

Essas equações descrevem um espectro contendo uma linha com perfil gaussiano, amplitude A_{λ_0} , centrada em $\lambda = \lambda_0$ e com largura $\sigma_{\lambda_0} = \lambda_0 \sigma_{\text{EL}} / c$, onde σ_{EL} é a largura da linha em km/s (a dispersão de velocidades do gás) e c é a velocidade da luz. A largura (em velocidade, não em λ) das linhas de emissão foi fixada em $\sigma_{\text{EL}} = 150$ km/s em todas aplicações descritas neste trabalho. Assim como σ_* , este parâmetro não é relevante

na análise de dados fotométricos. Os fluxos das linhas, no entanto, afetam a fotometria, principalmente para filtros estreitos.

O coeficiente A_{λ_0} da Equação (29) garante que $\int E_{\lambda} d\lambda = 1$, isto é, que o fluxo integrado da linha é unitário. Fluxos (ou luminosidades) reais serão obtidos da comparação dos modelos M_{λ} com dados observacionais.

O espectro observado (em, por exemplo, $L_{\odot} \text{Å}^{-1}$) para uma linha com $\lambda_0 = \lambda_e$ é

$$L_e^0 E_{\lambda}(\lambda_e) e^{-\tau_e \lambda}$$

em que L_e^0 é a luminosidade intrínseca (i.e, sem atenuação por poeira) da linha. Em princípio uma componente da base nebulosa pode conter apenas uma linha, mas logo veremos que é bem mais adequado incluir várias linhas ($e = 1, 2, \dots$) simultaneamente. Para construir o espectro para uma componente j da base nebulosa basta computar

$$L_{\lambda,j}^{\text{neb}} = \sum_e L_{e,j}^0 E_{\lambda,j}(\lambda_e) e^{-\tau_j \lambda} \quad (30)$$

Quanto à atenuação por poeira, optou-se por aplicar às linhas de emissão a mesma atenuação que se aplica às populações jovens. Assim, em ajustes com extinção diferencial $\tau_j = \tau^{\text{ISM}} + \tau^{\text{BC}}$ também para as componentes nebulosas.

O modelo espectral total, incluindo tanto as N_{\star} componentes estelares (Equação (27)) como N_{neb} componentes nebulosas (Equação (30)) pode ser escrito da seguinte maneira:

$$M_{\lambda} = M_{\lambda}^{\star} + M_{\lambda}^{\text{neb}} \quad (31)$$

na qual M_{λ}^{\star} é a mesma da Equação (27) e

$$M_{\lambda}^{\text{neb}} = \sum_{j=N_{\star}+1}^{N_{\star}+N_{\text{neb}}} L_{\lambda,j}^{\text{neb}} = \sum_{j=N_{\star}+1}^{N_{\star}+N_{\text{neb}}} \left[\sum_e L_{e,j}^0 E_{\lambda,j}(\lambda_e) \right] e^{-\tau_j \lambda} \quad (32)$$

Como se nota, escolhemos alocar as componentes nebulosas ao final das N_{\star} componentes estelares do vetor de populações, entre $j = N_{\star} + 1$ e $j = N_{\star} + N_{\text{neb}}$. Mais adiante (Equação (36)) mostraremos como enquadrar os parâmetros da base nebulosa em nossa formulação do problema em termos de um único vetor de populações \vec{x} .

5.3.2 Vínculos teóricos básicos

Uma estratégia possível para incorporar linhas de emissão em nosso modelo M_λ seria incluir um elemento na base para cada linha de emissão considerada relevante. Por exemplo, podemos incluir um elemento com a função $E_\lambda(\lambda_0, \sigma_{\text{EL}})$ para $\lambda_0 = 4861 \text{ \AA}$ (correspondendo à linha $\text{H}\beta$), outra para $\lambda_0 = 5007 \text{ \AA}$ ($[\text{O III}]$) e assim por diante. Neste caso a soma \sum_e na Equação (30) inclui apenas um termo.

Esta, contudo, não é uma estratégia inteligente, pois trata as linhas de forma completamente independente, enquanto a física de nebulosas impõe limites teóricos e empíricos a que combinações de fluxos de linhas são possíveis. Por exemplo, a física atômica nos diz que o fluxo de $[\text{O III}]4959$ é sempre $1/3$ do fluxo de $[\text{O III}]5007$. Este tipo de vínculo é facilmente implementado. Por exemplo, o espectro de uma componente representando o duplete $[\text{O III}]4959,5007$, e na qual o fluxo integrado de $[\text{O III}]5007$ é unitário, é dado por (omitindo os termos de atenuação por poeira)

$$A_{5007} e^{-\frac{1}{2}(\lambda-5007)^2/\sigma_{5007}^2} + \frac{A_{5007}}{3} e^{-\frac{1}{2}(\lambda-4959)^2/\sigma_{4959}^2} \quad (33)$$

O mesmo vale para o duplete do $[\text{N II}]$ em 6548 e 6584 \AA .

Também a série de Balmer ($\text{H}\alpha$, $\text{H}\beta$, $\text{H}\gamma$, ...) pode ser escrita desta maneira. No caso de nebulosas fotoionizadas por estrelas jovens e massivas (regiões H II) os fluxos de $\text{H}\alpha$, $\text{H}\beta$, $\text{H}\gamma$, ... ocorrem em proporções que variam muito pouco com as condições físicas do gás. O espectro de Balmer construído para nossa análise adota as proporções calculadas para temperatura e densidade eletrônicas de $T_e = 10^4 \text{ K}$ e $n_e = 10^2 \text{ cm}^{-3}$, segundo as tabelas de emissividades em Osterbrock e Ferland (2006).

Além de $[\text{O III}]4959,5007$, $[\text{N II}]6548,6584$ e a série de Balmer, incluímos em nossa base nebulosa as linhas do $[\text{S II}]6716,6731$ e $[\text{O II}]3726,3729$. Em ambos casos a proporção entre os fluxos de cada linha do duplete depende da densidade eletrônica. No regime de baixas densidades ($n_e < 10^2 \text{ cm}^{-3}$) temos $[\text{S II}]6716/6731 = 1.4$ e $[\text{O II}]3729/3726 = 1.5$. Vale notar que essas proporções não afetam de modo relevante o ajuste de dados fotométricos, para os quais importa muito mais o fluxo total nas duas linhas.

A Tabela 7 lista as 13 linhas de emissão consideradas neste estudo e as intensidades relativas dentro de cada um dos 5 grupos de linhas: $[\text{O II}]$, $[\text{O III}]$, $[\text{N II}]$, $[\text{S II}]$ e a série de Balmer. A Figura 60 mostra os 5 espectros fundamentais desta base.

Tabela 7 – Lista da linhas de emissão consideradas. As 13 linhas consideradas pertencem a 5 grupos: [O II], [O III], [N II], [S II] e a série de Balmer. As intensidades relativas das linhas de cada grupo são dadas na coluna da direita.

Linhas de emissão	λ [Å]	Fluxo relativo
[O II]3727	3726+3729	1
[O II]	3726	0.40
[O II]	3729	0.60
[O III]	5007	1
[O III]	4959	1/3
H α	6563	1
H β	4861	1/2.86
H γ	4340	1/6.111
H δ	4102	1/11.042
H ϵ	3970	1/17.987
[N II]	6584	1
[N II]	6548	1/3
[S II]6724	6716+6731	1
[S II]	6716	0.58
[S II]	6731	0.42

5.3.3 Vínculos observacionais e a construção de uma base nebular empírica

Os 5 espectros da Figura 60 podem ser diretamente incluídos em nossa base espectral. Em princípio isso nos permitiria estimar os fluxos de todas essas linhas de emissão. No caso do S-PLUS (e, em menor medida, do J-PAS), porém, é ilusório acreditar que possamos recuperar de maneira confiável os fluxos de tantas linhas de emissão e ao mesmo tempo as propriedades das populações estelares da galáxia.

Para atacar este problema desenvolvemos uma estratégia empírica. Ao invés de montar uma base onde cada elemento contenha apenas as linhas de um dos 5 grupos (como na Figura 60), construímos espectros misturando todas as linhas ao mesmo tempo, em proporções de fluxo inspiradas na realidade. Na prática criamos um espectro para a série de Balmer no qual H α tem um fluxo unitário e adicionamos os outros grupos escalonando seus fluxos de modo que o espectro resultante tenha razões de fluxos de linhas típicas de objetos como regiões H II, galáxias aposentadas e núcleos ativos de galáxias (AGN).

A Figura 61 mostra bem o procedimento. Nela temos as razões [O III]5007/H β contra [N II]6584/H α — o famoso diagrama BPT, primeiramente introduzido por Baldwin,

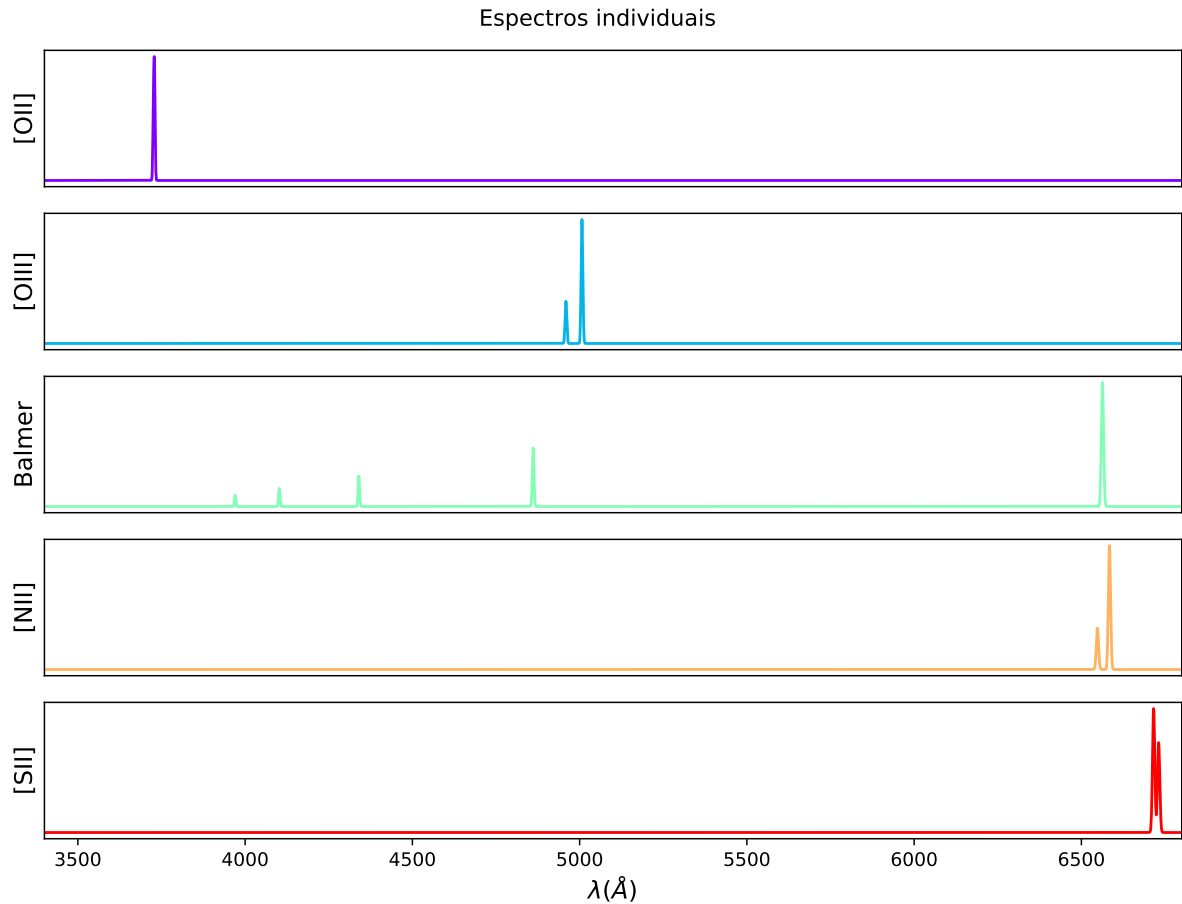


Figura 60 – Espectros individuais das linhas de emissão. De cima para baixo: [O II], [O III], série de Balmer, [N II] e [S II].

Phillips e Terlevich (1981). Os pontos cinza vêm de medidas espectroscópicas a partir de dados do SDSS (ver, por exemplo, Stasińska *et al.* (2006)). Evidentemente, as linhas de emissão envolvidas nesse diagrama não se misturam de maneira aleatória no universo. A asa esquerda da “gaivota” nesse diagrama corresponde a galáxias cujas linhas de emissão vêm da fotoionização do gás por estrelas jovens — é a chamada “*star-forming wing*”, na qual a metalicidade aumenta quanto maior $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ e menor $[\text{O III}]/\text{H}\beta$. Já a asa direita contém tanto AGN (Seyferts do tipo 2 e LINERs) como galáxias aposentadas. Para uma discussão sobre esse e outros diagramas de diagnóstico ver Kewley *et al.* (2006), Stasińska *et al.* (2008), Stasińska *et al.* (2006) e Cid Fernandes *et al.* (2011).

As nove estrelas grandes na Figura 61 representam pontos pivô escolhidos por nós para incluir em nossa base nebular. Para o ponto mais à esquerda, por exemplo, e para um fluxo = 1 para H α (e portanto de $1/2.86 = 0.3497$ para H β , conforme a Tabela 7), tem-se $[\text{O III}] = 1.7832$ e $[\text{N II}] = 0.0248$. Inspeccionando a base de dados do SDSS encontramos que objetos próximos a estas coordenadas BPT possuem tipicamente $[\text{O II}]3727/\text{H}\alpha = 0.5051$

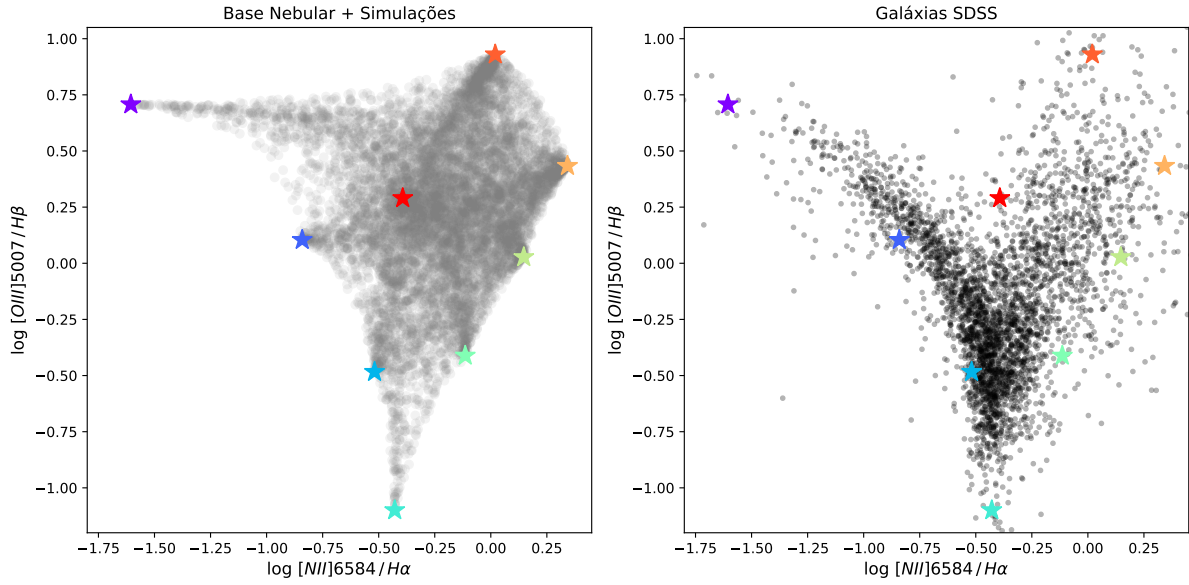


Figura 61 – Diagrama BPT. Os pontos escuros mostram dados SDSS para galáxias de vários tipos. As estrelas coloridas (correspondentemente às Figuras 62 e 63) mostram a localização dos 9 pontos pivô de nossa base nebular. Os pontos cinza mostram 10 mil combinações semi randômicas dos 9 elementos da base nebular.

e $[S\ II]6724/H\alpha = 0.0874^7$. Dessa maneira é possível obter os fluxos integrados de todas as linhas a partir do fluxo de $H\alpha$. O espectro nebular de um objeto neste ponto do diagrama BPT pode portanto ser descrito pela seguinte função:

$$L_{\lambda,j}^{\text{neb}} = L_{H\alpha}^0 \times \left\{ \begin{aligned} & E_{\lambda}(H\alpha) + 0.3497E_{\lambda}(H\beta) + 0.1636E_{\lambda}(H\gamma) + \\ & 0.0906E_{\lambda}(H\delta) + 0.0556E_{\lambda}(H\epsilon) + \\ & \mathbf{1.7832} \times \left[E_{\lambda}(5007) + \frac{1}{3} \times E_{\lambda}(4959) \right] + \\ & \mathbf{0.0248} \times \left[E_{\lambda}(6584) + \frac{1}{3} \times E_{\lambda}(6548) \right] + \\ & \mathbf{0.5051} \times [0.4E_{\lambda}(3726) + 0.6E_{\lambda}(3729)] + \\ & \mathbf{0.0874} \times [0.58E_{\lambda}(6716) + 0.42E_{\lambda}(6731)] \end{aligned} \right\} \times e^{-\tau_j q_{\lambda}} \quad (34)$$

na qual $L_{H\alpha}^0$ é a luminosidade intrínseca de $H\alpha$, usada para escalonar todo o espectro nebular, e E_{λ} é a função descrita pela Equação (28). Os termos entre chaves constituem o espectro unitário intrínseco (não avermelhado) desse elemento da base nebular. O termo $e^{-\tau_j q_{\lambda}}$ descreve a atenuação por poeira desse espectro intrínseco.

⁷ Lembramos que $[S\ II]6724$ denota a soma de $[S\ II]6716 + [S\ II]6731$.

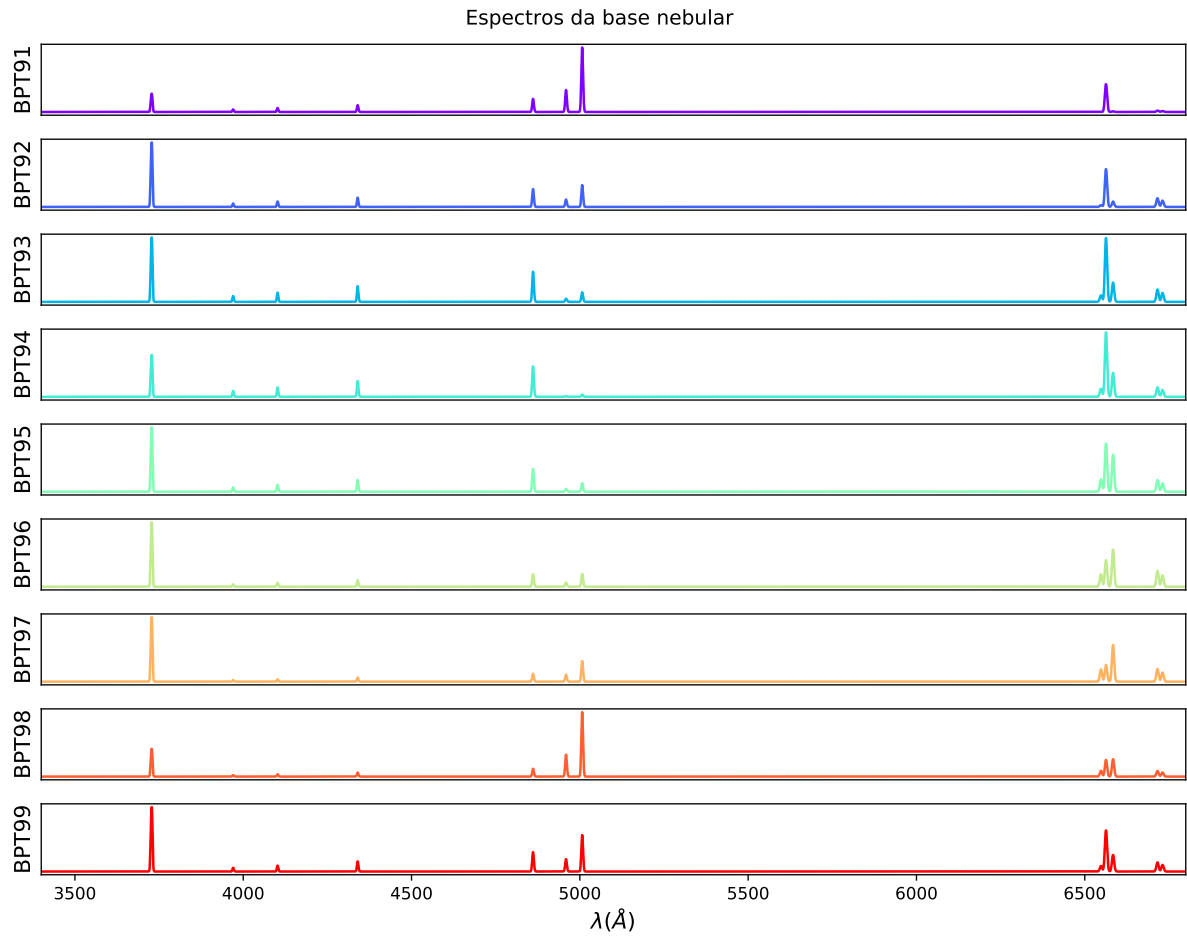


Figura 62 – Espectros dos 9 elementos de nossa base nebular (sem atenuação por poeira). O padrão de cores é o mesmo utilizado para os pontos pivot no diagrama BPT da Figura 61.

Na Equação (34) acima, os coeficientes numéricos em **negrito** são específicos para o ponto pivô mais a esquerda no diagrama BPT na Figura 61. A Tabela 8 fornece os coeficientes para todos os $N_{\text{neb}} = 9$ pontos pivô escolhidos. Com ela podemos escrever equações como a Equação (34) para todos 9 elementos de nossa base nebular. A Figura 62 mostra os espectros resultantes para os nove elementos.

Os pontos cinza na Figura 61 representam 10 mil combinações aleatórias dos valores de x_j para os 9 elementos da base nebular escolhidos. Como se vê, o espaço gerado por essa base mimetiza, ao menos de maneira aproximada, os padrões reais de linhas de emissão encontrados em galáxias. Esta é a grande vantagem dessa base nebular empírica. Ela garante que as linhas de emissão estimadas no processo de síntese tem um padrão realista, algo que não se pode garantir com bases como as da Figura 60.

Tabela 8 – Fluxo das linhas [O II]3726+3729, [O III]5007, [N II]6584 e [S II]6716+6731 em unidades do fluxo de H α para os 9 elementos pivô em nossa base nebular.

código	H α 6563	[O II]3727	[O III]5007	[N II]6584	[S II]6724
BPT91	1	0.5051	1.7832	0.0248	0.0874
BPT92	1	1.3080	0.4442	0.1442	0.4060
BPT93	1	0.7748	0.1148	0.3030	0.3405
BPT94	1	0.4972	0.0278	0.3728	0.2592
BPT95	1	1.0259	0.1356	0.7693	0.4295
BPT96	1	1.8622	0.3723	1.4032	1.0382
BPT97	1	2.9555	0.9491	2.1978	1.3346
BPT98	1	1.2799	2.9758	1.0467	0.5991
BPT99	1	1.2023	0.6819	0.4047	0.3922

5.3.4 Unificando as bases estelar e nebular

Definindo a razão da linha de emissão e em relação a H α como $\rho_{e,j} \equiv \frac{L_{e,j}^0}{L_{H\alpha,j}^0}$, podemos escrever a Equação (32) para o espectro nebular de nossa base nebular empírica:

$$M_{\lambda}^{\text{neb}} = \sum_{j=N_{\star}+1}^{N_{\star}+N_{\text{neb}}} L_{H\alpha,j}^0 e^{-\tau_j q_{\lambda}} \left[\sum_e \rho_{e,j} E_{\lambda,j}(\lambda_e) \right] \quad (35)$$

Comparando a Equação (35) para M_{λ}^{neb} com a Equação (27) para M_{λ}^{\star} intui-se que de alguma maneira a luminosidade H α de uma componente da base nebular cumpre um papel parecido ao que x_j cumpre para a componente j da base estelar. Para que as duas equações sejam idênticas basta definirmos o significado de x_j e $b_{\lambda,j}$ para as componentes nebulares, ou seja, para $N_{\star} < j \leq N_{\star} + N_{\text{neb}}$, da seguinte maneira:

$$x_j = L_{H\alpha,j}^0 e^{-\tau_j q_{\lambda_N}} \quad (36)$$

$$b_{\lambda,j} = \left[\sum_e \rho_{e,j} E_{\lambda,j}(\lambda_e) \right] \quad (37)$$

Essas definições são importantes do ponto de vista computacional. De fato, o AlStar agrupa as bases estelares e nebulares na mesma matriz $b_{\lambda,j}$. Também o vetor \vec{x} é um único vetor para ambas bases. A diferença é que enquanto para a base estelar, x_j fornece a densidade de luminosidade (ou fluxo) no comprimento de onda λ_N , para as componentes nebulares x_j fornece a luminosidade (ou fluxo) em H α da componente nebular j , atenuado por um fator $e^{-\tau_j q_{\lambda_N}}$.

Para obter a luminosidade (ou fluxo) total em $H\alpha$ observada a partir de \vec{x} basta calcular a soma de $L_{H\alpha,j} = x_j \times e^{+\tau_j(q_{\lambda N} - q_{H\alpha})}$ sobre todos elementos da base nebular. De modo similar, com o vetor \vec{x} e o(s) parâmetro(s) de poeira (τ_j), é possível calcular as luminosidades (ou fluxos) observados ou corrigidos por extinção para qualquer das linhas na Tabela 7.

5.4 O processo de ajuste

Ao contrário do STARLIGHT, onde o método para determinar os parâmetros que melhor ajustam um dado espectro O_λ envolve cadeias de Markov e várias outras técnicas numéricas, o AlStar utiliza uma técnica avançada de álgebra linear. Vejamos como formular o problema em termos algébricos.

5.4.1 Solução via NNLS

Juntando as Equações (27) e (35) podemos escrever nosso modelo para o espectro total (estelar + nebular) como

$$M_\lambda = M_\lambda^\star + M_\lambda^{\text{neb}} = \sum_{j=1}^N x_j H_{\lambda,j} \quad (38)$$

em que $N \equiv N_\star + N_{\text{neb}}$ e a função $H_{\lambda,j}$ é definida como $b_{\lambda,j} e^{-\tau_j(q_\lambda - q_{\lambda N})}$. Em notação matricial

$$\vec{M} = \mathbf{H}\vec{x} \quad (39)$$

na qual \vec{M} é um vetor com n elementos (= o número de comprimentos de onda), \vec{x} é nosso vetor de populações (com N elementos) e \mathbf{H} é uma matriz $n \times N$.

Escrito desta maneira parece que nosso modelo é puramente linear. Cumpre lembrar, porém, que apesar da linearidade nos x_j eles devem necessariamente satisfazer $x_j \geq 0$. Além disso, a matriz $\mathbf{H} = \mathbf{H}(\vec{\tau})$ esconde o(s) parâmetro(s) de atenuação (τ^{ISM} e, opcionalmente, τ^{BC}), que afetam o modelo M_λ de forma não linear. Para $\vec{\tau}$ fixo, porém, o problema pode ser resolvido pela técnica de Mínimos quadrados não negativos (NNLS, *Non negative Least Squares*) (LAWSON; HANSON, 1995).

O objetivo do ajuste é obter os parâmetros que geram um modelo M_λ que melhor se aproxima dos dados observados O_λ . Para ser matematicamente mais preciso, o que

buscamos minimizar é a diferença (quadrática) entre os produtos $O'_\lambda \equiv w_\lambda O_\lambda$ e $M'_\lambda \equiv w_\lambda M_\lambda$, com $w_\lambda = 1/\epsilon_\lambda$ sendo o peso de cada λ no ajuste. Isto se vê diretamente reescrevendo nossa figura de mérito, o χ^2 da Equação (18), como $\chi^2 = \sum_\lambda (O'_\lambda - M'_\lambda)^2$. Na prática isto pouco altera o problema, pois o vetor de pesos pode ser trivialmente absorvido tanto no vetor de dados como na matriz \mathbf{H} .

Para contornar o problema da não linearidade devida ao(s) parâmetro(s) de atenuação adotamos o seguinte esquema: (1) Fixamos $\vec{\tau}$ e obtemos o \vec{x} que produz o menor χ^2 via NNLS. Para tanto usamos a função `nnls` do pacote `scipy.optimize`. (2) Variamos $\vec{\tau}$ e obtemos novos \vec{x} e χ^2 . (3) Ao final de muitas iterações escolhemos o par $\vec{\tau}$, \vec{x} que produz o menor χ^2 . Na verdade o código implementado é mais eficiente do que um simples loop⁸, mas a lógica é a mesma.

5.4.2 Monte Carlo

Para ter uma estimativa dos erros nos parâmetros derivados utilizamos um procedimento de Monte Carlo. Gera-se uma série de N_{MC} versões perturbadas dos dados e ajustamos cada uma delas via NNLS, obtendo N_{MC} soluções para \vec{x} e $\vec{\tau}$.

Cada um dos $p = 1, 2, \dots, N_{MC}$ espectros perturbados é gerado através de

$$O_{\lambda,p} = O_\lambda + \epsilon_\lambda \mathcal{N}(0,1)$$

onde $\mathcal{N}(0,1)$ é uma distribuição normal com média zero e variância unitária, e ϵ_λ é a incerteza observacional em O_λ .

5.4.3 Fotometria × Espectroscopia

Até aqui tratamos do problema em termos de espectros (λ , M_λ , $l_{\lambda,j}$, etc), mas o formalismo é essencialmente o mesmo para fotometria, já que um fluxo fotométrico em um dado filtro X é uma espécie de média do fluxo espectroscópico na janela espectral do filtro.

Para um espectro f_λ definimos o fluxo no filtro X assim:

$$f_X = \frac{\int f_\lambda R_X(\lambda) \lambda d\lambda}{\int R_X(\lambda) \lambda d\lambda} \quad (40)$$

⁸ A minimização em $\vec{\tau}$ é feita com uma rotina mais inteligente, a `minimize`, também do `scipy.optimize`

na qual $R_X(\lambda)$ é curva de transmitância do filtro X . A Figura 3 mostra as curvas de transmissão para os 12 filtros do S-PLUS. Para f_X em unidades de $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$, a relação entre f_X e a magnitude AB correspondente é $m_{AB}(X) = -2.5 \log(\lambda_X^2 f_X) - 2.41$, onde λ_X é o chamado comprimento de onda pivô do filtro, assim definido:

$$\frac{1}{\lambda_X^2} \equiv \frac{\int \lambda^{-2} R_X(\lambda) \lambda d\lambda}{\int R_X(\lambda) \lambda d\lambda} \quad (41)$$

Para ilustrar como adaptar nosso modelo espectral para um modelo em termos de fotometria consideremos a Equação (21), $L_{\lambda,j} = m_j l_{\lambda,j} e^{-\tau_j q_\lambda}$, para o espectro de uma componente j da base. Em princípio poderia-se pensar que basta substituir λ por X , mas o correto é aplicar a integral da Equação (40):

$$L_{X,j} = m_j \int l_{\lambda,j} e^{-\tau_j q_\lambda} r(\lambda) d\lambda$$

na qual definimos $r(\lambda) \equiv R(\lambda)\lambda / \int R(\lambda)\lambda d\lambda$ por conveniência. Aqui nos deparamos com uma dificuldade: para calcular a integral necessitamos conhecer τ_j e recalculá-la para todos os filtros a cada modificação de τ_j (que é resolvido de forma não algébrica, por fora do NNLS). Ao invés disso usamos uma aproximação excelente e bem mais eficiente em termos computacionais.

Multiplicando e dividindo a equação acima por $e^{-\tau_j q_X}$ podemos reescrevê-la como

$$L_{X,j} = m_j e^{-\tau_j q_X} l_{X,j} \times \phi_{X,j}(\tau_j)$$

na qual

$$l_{X,j} = \int l_{\lambda,j} r(\lambda) d\lambda$$

é o fluxo fotométrico sintético do elemento j da base e

$$\phi_{X,j}(\tau_j) \equiv \frac{\int l_{\lambda,j} e^{-\tau_j(q_\lambda - q_X)} r(\lambda) d\lambda}{\int l_{\lambda,j} r(\lambda) d\lambda}$$

é uma função de correção. O termo $l_{X,j}$ pode ser calculado uma única vez, aplicando os filtros desejados aos espectros da base. Já a função ϕ é da ordem de 1, pois a lei de avermelhamento varia pouco e suavemente ao longo das curvas de transmissão de filtros fotométricos tradicionais, mesmo os de banda larga.

Apesar de $\phi \sim 1$ ser uma boa aproximação, não a adotamos. Para calcular $\phi_{X,j}(\tau)$ substituímos o termo exponencial por sua expansão $e^x = \sum_t x^t / t!$ e truncamos a soma

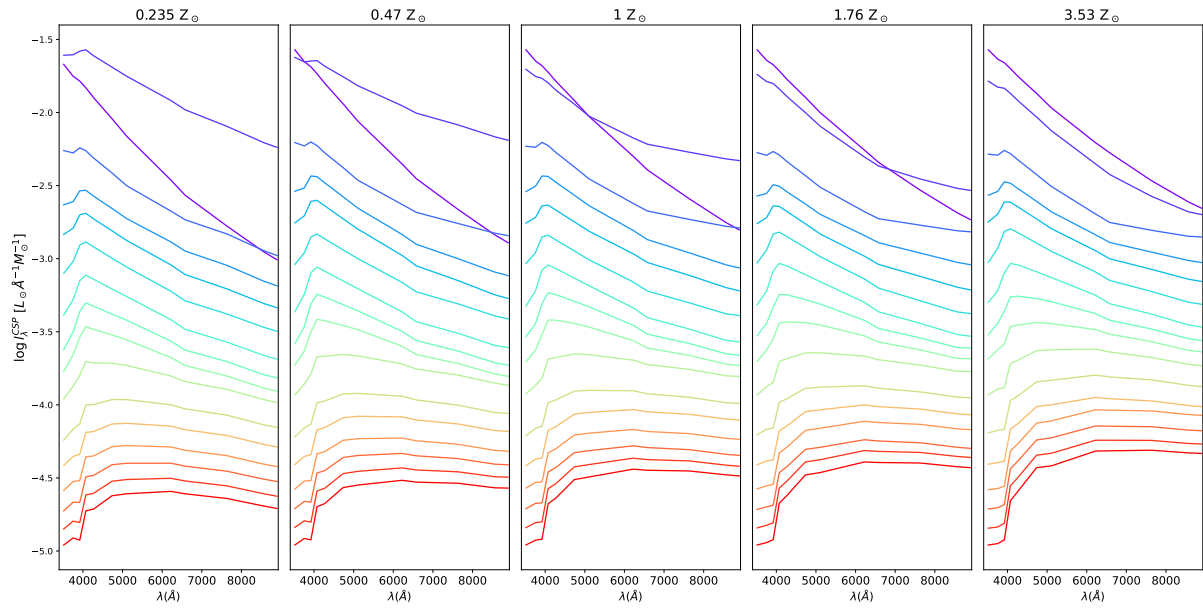


Figura 63 – Espectros da base estelar (os mesmos da Figura 59) vistos com os 12 filtros do S-PLUS.

a um número razoável de termos. Esse truque permite computar $\phi_{X,j}(\tau)$ com grande precisão e rapidez. Esta é a única diferença relevante (e mesmo assim nem tanto) entre o ajuste de fluxos fotométricos e espectroscópicos no AlStar.

Obviamente, fotometria é bem menos informativa do que espectroscopia. Essa perda de informação pode ser apreciada nas Figuras 63 e 64, nas quais mostramos as bases estelar e nebular tal qual vistas através dos 12 filtros do S-PLUS.

5.4.4 Redshift

Outra diferença do AlStar com respeito ao STARLIGHT é que o AlStar trabalha no referencial observado, e não no referencial de repouso. Na prática, isto implica em deslocar os espectros das bases estelar e nebular de λ para $\lambda(1+z)$.

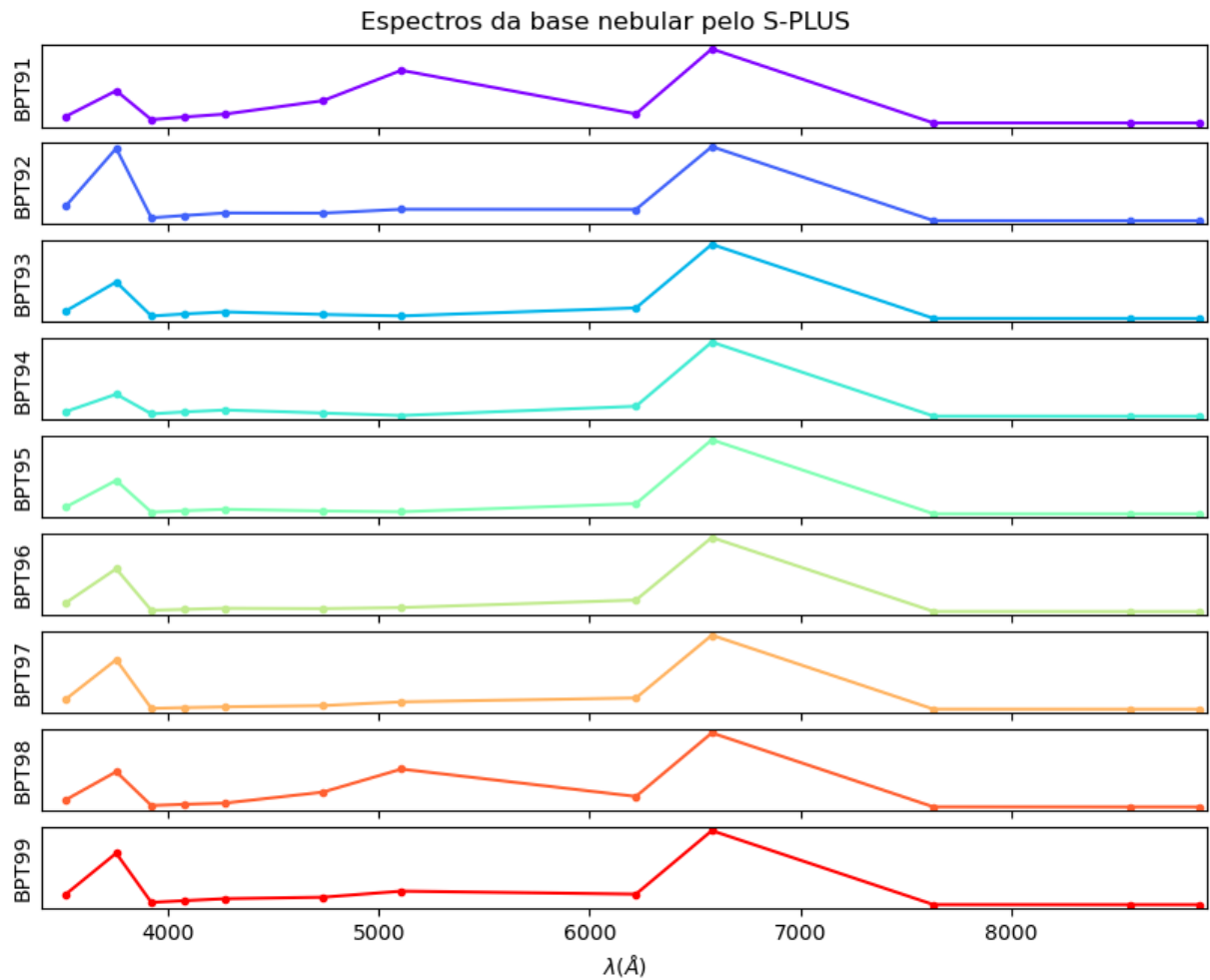


Figura 64 – Espectros da base nebular (os mesmos da Figura 62) vistos com os 12 filtros do S-PLUS.

5.4.5 Input e output do código

Os inputs do código do AlStar estão organizados nas Tabelas 9 e 10. Os outputs produzidos pelo AlStar estão nas Tabelas 11 e 12. Os nomes das variáveis tal qual implementadas no código são também indicados. Uma descrição mais completa dessas e outras variáveis usadas pelo AlStar será apresentada no manual do código, atualmente em elaboração. Essa seção toda é uma espécie de primeira versão desse documento.

Tabela 9 – Input do AlStar

Nome no código	Símbolo	Unidade	Comentários
error__byx	ϵ_λ	$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$	Cubo contendo os erros
flux__byx	O_λ	$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$	Cubo de dados observados
lumDistInMpc	d	Mpc	Distância (opcional; usado apenas para calcular corretamente a massa estelar)
z	z	-	Redshift
wl__b	l	Å	Vetor contendo as bandas/comprim. de ondas dos dados
flag__byx	-	-	Máscara (n_y, n_x, n_B) apenas valores True serão utilizados
nx	n_x	-	Tamanho da imagem em x
ny	n_y	-	Tamanho da imagem em y
nBands	n_B	-	Número de bandas

Tabela 10 – Input da base do alstar

Nome no código	Símbolo	Unidade	Comentários
t__j	t_j	yr	Idade da população j
tLow__j	t_j^{low}	yr	Idades inferiores
tUpp__j	t_j^{upp}	yr	Idades superiores
Z__j	Z_j	-	Arquivo contendo a base das metalicidades
Sfilters	T_b	-	Arquivo contendo as curvas de transmitância dos filtros
Mstars__j	m_j	M_\odot	Massas estelares iniciais
nBase	-	-	Números das bases
nEL	-	-	Números das linhas de emissão

⁹ No qual $\lambda_N = 5635 \text{Å}$.

Tabela 11 – Output do AlStar

Nome do Output	Símbolo	Unidade	Comentários
isEL__j	-	-	True para linhas de emissão. False caso contrário.
mod__byx	M_λ	$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$	Modelo produzido pelo AlStar
x__jyx	x_j	$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$	Densidade de fluxo
tauBC__yx	τ^{BC}	-	Profundidade Óptica BC
tauISM__yx	τ^{ISM}	-	Profundidade Óptica ISM
chi2__yx	χ^2	-	$\chi^2 = \sum_\lambda w_\lambda^2 [O_\lambda - M_\lambda]^2$
m__jyx	M_j	M_\odot	Massa da população j

Tabela 12 – Pós-output do AlStar

Nome no código	Símbolo	Unidade	Comentários
at_Flux__yx	$\langle \log t \rangle_F$	log[yr]	Média do log da idade ponderada pelo fluxo em λ_N ⁹
at_Mass__yx	$\langle \log t \rangle_M$	log[yr]	Média do log da idade ponderada pela massa em λ_N
aZ_Flux__yx	$\langle \log Z \rangle_F$	log[Z_\odot]	Média do log da metalicidade ponderada pelo fluxo em λ_N
aZ_Mass__yx	$\langle \log Z \rangle_M$	log[Z_\odot]	Média do log da metalicidade ponderada pela massa em λ_N
xI__yx	%I	%	Fração da luz em λ_N de populações com $10\text{Myr} < t < 2\text{Gyr}$
xO__yx	%O	%	Fração da luz em λ_N de populações com $t > 2\text{Gyr}$
xY__yx	%Y	%	Fração da luz em λ_N de populações com $t < 10\text{Myr}$
Mtot__yx	Σ_\star	M_\odot/pix^2	Densidade superficial de massa estelar
EL_eqw__eyx	EW_λ	\AA	Largura equivalente da linha de emissão e
EL_flux__eyx	-	$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$	Fluxo da linha e
EL_lamb__e	-	\AA	Comprimento de onda da linha e

6 RESULTADOS DO ALSTAR

Neste capítulo apresentamos o resultado da aplicação do código descrito no capítulo anterior a cubos de dados do S-PLUS. Semelhante ao que foi feito no Capítulo 4, escolhemos mostrar nesse capítulo os resultados apenas para a galáxia NGC986, como guia. Resultados para todas as galáxias são apresentados nos apêndices.

6.1 Ajustes espectrais

Antes de explorar as propriedades físicas derivadas com o AlStar é importante verificar quão próximo estão os ajustes espectrais dos dados observados, ou seja, quão bom é o modelo produzido pelo AlStar. Na Seção 6.1.1 verificamos a qualidade do modelo para os resultados posteriores, e na Seção 6.1.2 verificamos a precisão dos erros fotométricos em relação ao modelo.

6.1.1 Exemplos de ajustes

A Figura 65 mostra alguns ajustes fotométricos do AlStar para diferentes regiões da galáxia NGC986. É possível verificar nos três exemplos que os modelos ajustados pelo AlStar e os dados observados se sobrepõem na grande maioria dos pontos, se distanciando apenas nos pontos em que a barra de erro é grande. Ou seja, os ajustes estão bem consistentes.

A Figura 66 mostra as imagens sintéticas produzidas pelos ajustes com o AlStar. Nota-se que elas muito se assemelham à Figura 4. O mesmo pode ser verificado para as outras galáxias. Assim conclui-se que os ajustes parecem muito bons, pelo menos visualmente.

Uma forma mais quantitativa e estatística de comparar quão próximo estão o modelo M_λ e os dados observados O_λ é calcular o desvio percentual entre eles em cada filtro, δ_λ , que matematicamente pode ser escrito como:

$$\delta_\lambda = \frac{O_\lambda - M_\lambda}{M_\lambda} \quad (42)$$

Na Figura 68 é possível ver o comportamento de δ_λ para os 12 filtros do S-PLUS. Em uma primeira observação parece que os desvios estão grandes para filtros mais azuis, porém isso provavelmente se deve ao fato de que os filtros mais azuis são mais ruidosos,

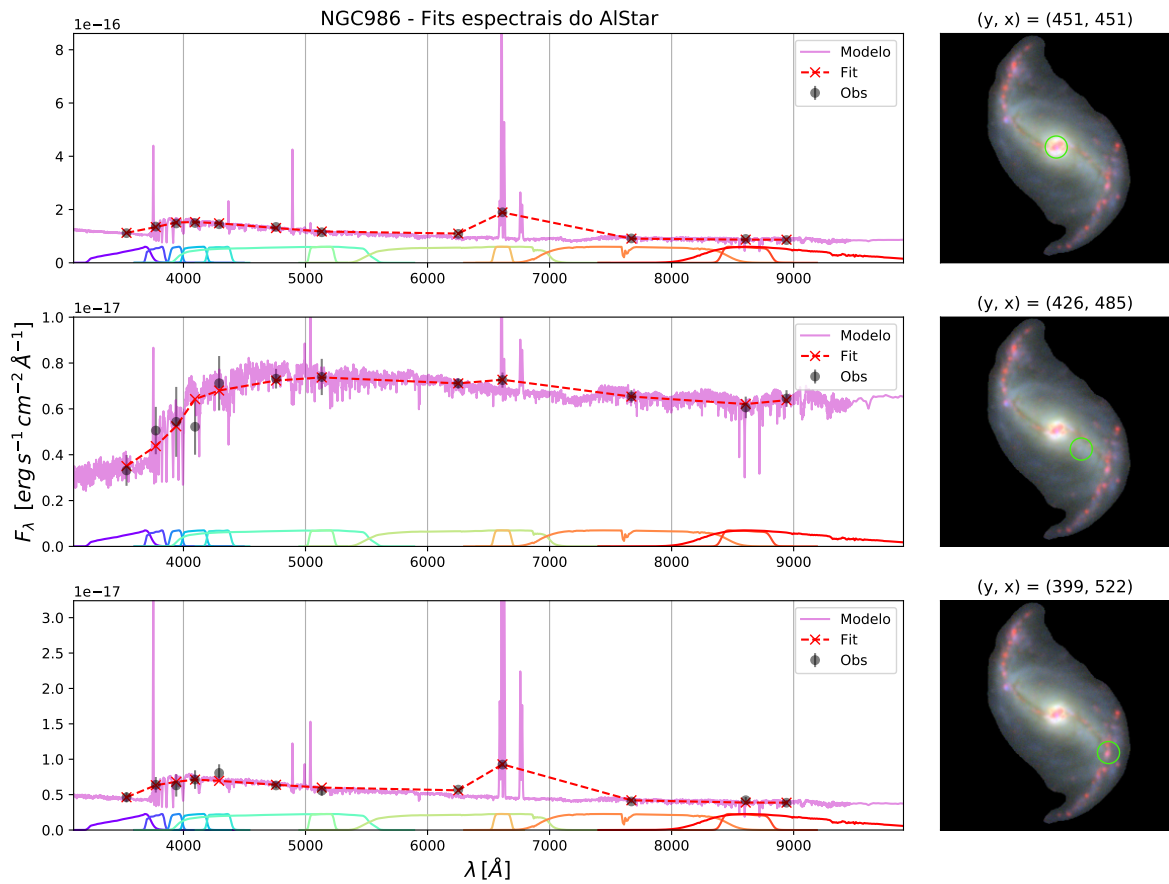


Figura 65 – Nas figuras à esquerda temos os fluxos S-PLUS (em preto, com suas respectivas barras de erro), os modelos espectrais produzido pelo AlStar (em rosa) e seu respectivos fluxos fotométricos (em vermelho, marcados com um X), para três regiões diferentes da galáxia NGC986. Nas figuras à direita estão indicadas as respectivas coordenadas de cada espectro à esquerda, demarcadas por um círculo verde. As curvas coloridas abaixo dos ajustes são referentes aos filtros do S-PLUS.

logo os erros nesses filtros são maiores. Mesmo assim, é possível verificar de modo geral que a maior parte dos pontos se concentra próximo de zero, como se vê na curva mediana (em preto). Vale notar também que na Figura 67 vemos que esses desvios, δ_λ , são maiores nas regiões mais externas da galáxia, ou seja, nas regiões de baixo brilho superficial, que são mais ruidosas.

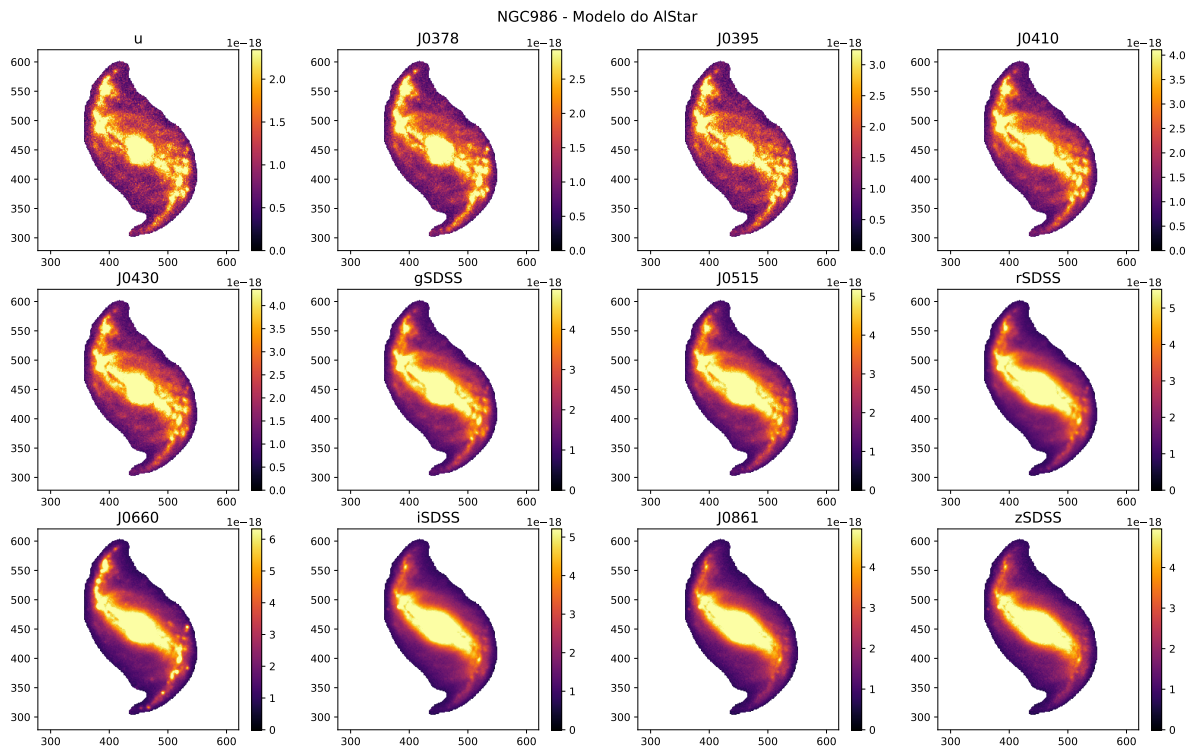


Figura 66 – Modelo dos fluxos produzidos pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC986. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

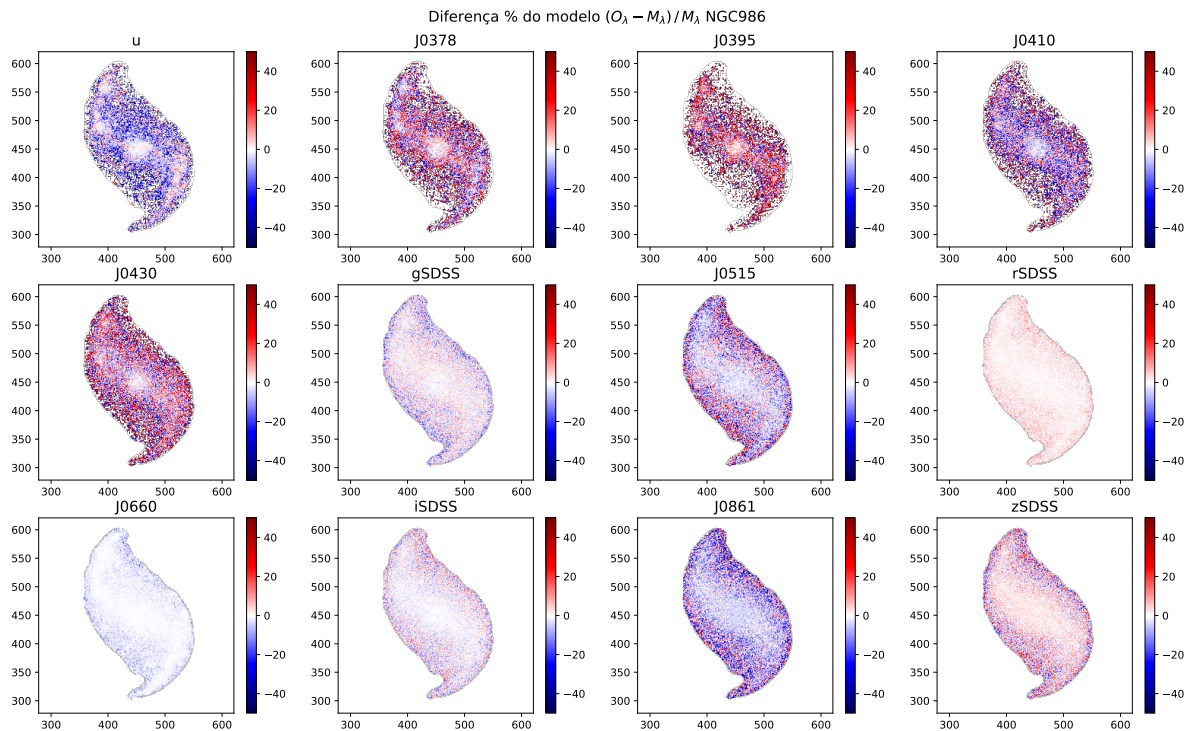


Figura 67 – Desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando o resíduo entre o modelo e o observado para cada filtro, para a NGC986.

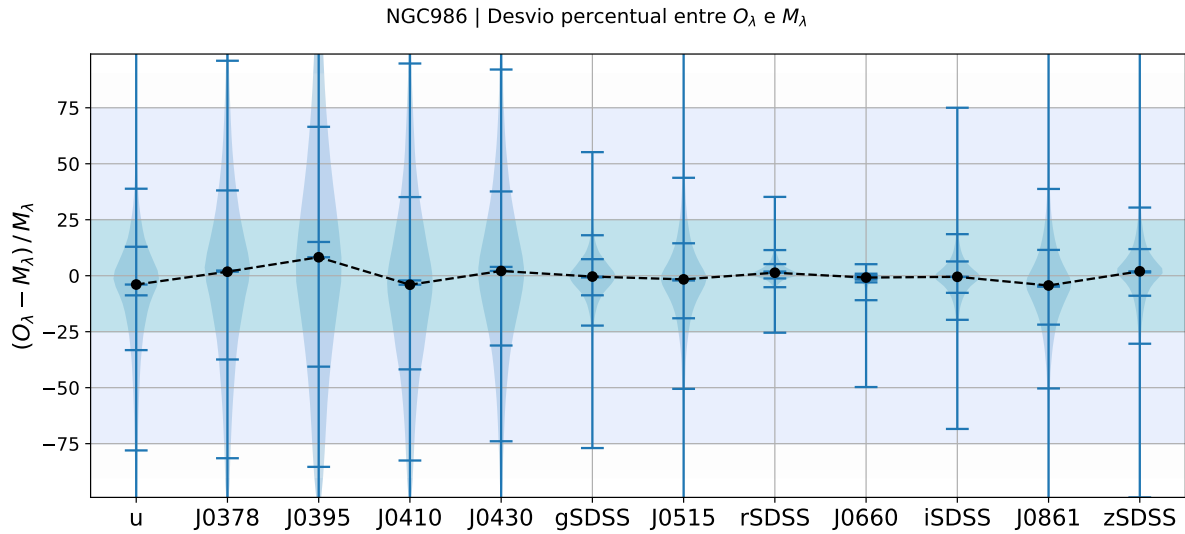


Figura 68 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC986. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

6.1.2 Teste dos erros fotométricos

Na seção anterior verificamos que os ajustes espectrais são bons e confiáveis. Então, se considerarmos aqui que o modelo é perfeito, temos que ao fazer $O_\lambda - M_\lambda$, o valor resultante deve ser aproximadamente da ordem do erro, ϵ_λ , ou seja, matematicamente tem-se a expressão:

$$\chi_\lambda = \frac{O_\lambda - M_\lambda}{\epsilon_\lambda} \quad (43)$$

na qual, χ_λ deve ser da ordem de 1 (em módulo). Se os erros estiverem estimados corretamente, a distribuição dos pontos de χ_λ deveria ser uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$.

Ao analisar a Figura 69 vemos o quanto os erros se desviam do esperado. A média em geral se aproxima de zero, mas o desvio padrão (exceto para o filtro J0660) varia de 0.45 a 0.81, o que nos diz que os erros estão bons, porém sobre-estimados por um fator de (tipicamente) ~ 2 . Essa mesma ideia de teste dos erros foi utilizada em S. F. Sánchez *et al.* (2016).

As curvas azuis da Figura 69 são gaussianas feitas a partir dos valores de μ (média) e σ (desvio padrão) para cada um dos histogramas. Obviamente esse fator de ~ 2 é apenas uma aproximação, mas, de forma mais precisa, podemos calcular esse fator individualmente para cada filtro (os valores estão na Tabela 13), sendo ele dado pelo fator multiplicativo

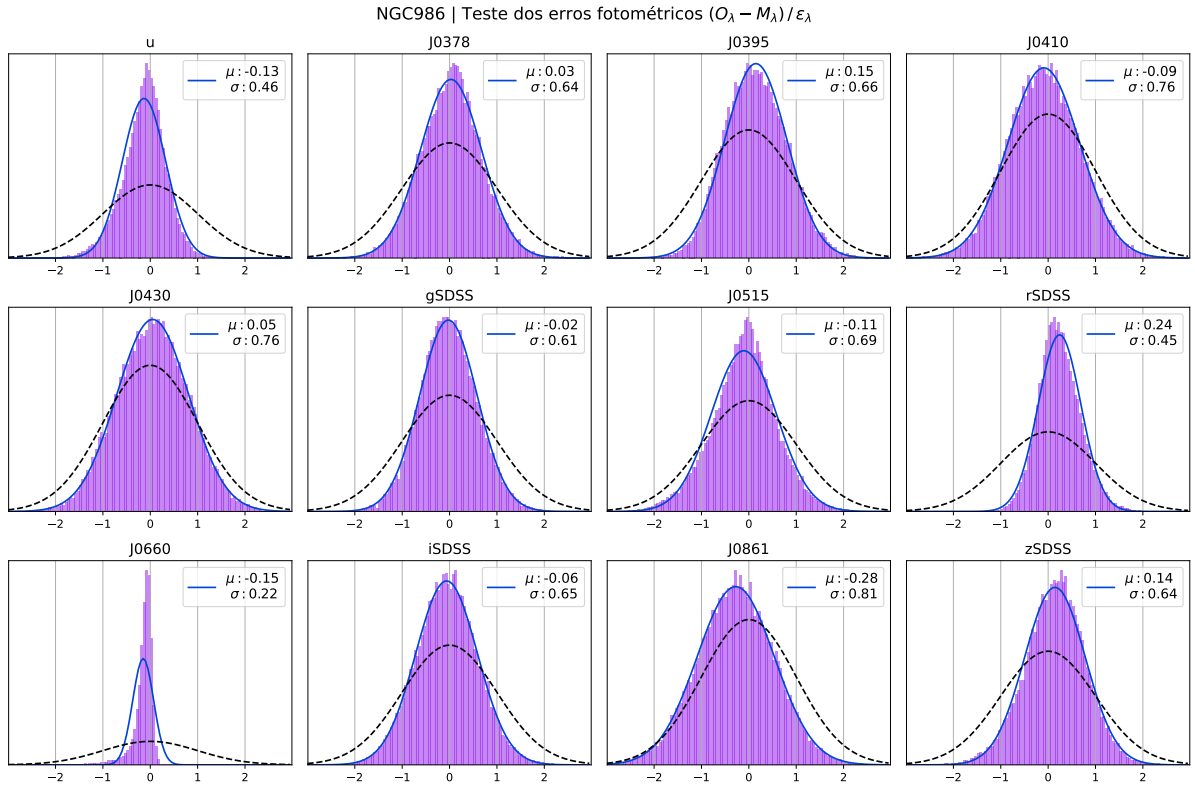


Figura 69 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC986. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$. A linha em azul mostra a gaussiana ajustada aos dados, cujos valores de μ e σ são dados na legenda.

para que σ seja igual a 1, assim como nas curvas tracejadas em preto.

Tabela 13 – Fatores pelos quais os erros estão sobre-estimados, para cada um dos filtros, para a NGC986.

Filtro	u	J0378	J0395	J0410	J0430	gSDSS	J0515	rSDSS	J0660	iSDSS	J0861	zSDSS
σ	0.46	0.63	0.66	0.76	0.76	0.61	0.69	0.45	0.22	0.65	0.81	0.64
Fator	2.17	1.59	1.52	1.32	1.32	1.64	1.45	2.22	4.55	1.54	1.23	1.56

Outro detalhe a ser notado na Figura 69, é o histograma para o filtro J0660 (o qual contém as linhas de emissão de $H\alpha$ e $[N II]$), no qual nitidamente a distribuição é mais estreita e assimétrica, com a maioria dos pontos à esquerda ($\chi_\lambda < 0$). Isso se deve ao fato de que ao ajustar os espectros é possível adicionar $H\alpha$ para obter melhores ajustes, porém não é possível subtrair $H\alpha$, causando essa assimetria.

Não é possível visualizar o mesmo para os outros filtros que contém linhas de emissão porque $H\alpha$ é mais importante nos ajustes, além do que, no filtro J0660 também temos $[N II]$. Isso reforça a importância de termos as razões de linhas pré-fixadas a partir do diagrama do BPT (como explicado no Capítulo 5), dado que se as linhas fossem livres (como na Figura 60), esse problema seria maior.

6.2 Mapas e Perfis radiais

Além dos ajustes espectrais, o AlStar também fornece mapas de propriedades da galáxia. Neste trabalho exploraremos a densidade superficial de massa estelar Σ_* , a profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , a média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, frações de populações estelares de diferentes idades e larguras equivalentes de linhas de emissão.

6.2.1 Mapas de propriedades

Na Figura 70 temos alguns mapas para NGC986 obtidas com o AlStar. A primeira imagem mostra a luminosidade sintética no filtro g, \mathcal{L}_g , e a segunda imagem mostra como o filtro g seria visto sem poeira, corrigido por $e^{+1.14888\tau^{\text{ISM}}}$. Visivelmente a correção implicou uma adição de ruído, já que o mapa de τ^{ISM} está bem ruidoso. Porém, apesar disso, nota-se que a faixa de poeira está ausente na imagem corrigida, como se espera. Isso pode ser visto mais claramente em NGC1365 (Figura 71), na qual o mapa de τ^{ISM} mostra nitidamente a faixa de poeira no centro da galáxia, e conseqüentemente, o segundo mapa da correção de poeira também é mais nítido.

Observa-se na Figura 70 que os mapas de $\langle \log t \rangle_L$ e $\langle \log t \rangle_M$ (painéis inferiores) são um tanto diferentes, apesar de ambas se referirem a média do log da idade, diferindo apenas pelo fato de uma ser ponderada pelo fluxo e outra pela massa. Essa diferença se deve pelo fato de que as populações estelares velhas possuem uma luminosidade menor que populações jovens, fazendo com que o fluxo seja mais sensível para a detecção de estrelas jovens. É por isso que $\langle \log t \rangle_L$ varre uma faixa de valores maior e quase sempre é quantitativamente $< \langle \log t \rangle_M$.

6.2.2 Perfis radiais

Na Figura 72 temos cinco perfis radiais para a NGC986, à esquerda temos as propriedades plotadas contra o raio e à direita temos os respectivos mapas das propriedades.

O primeiro perfil mostra a densidade de brilho superficial para o filtro g, \mathcal{L}_g (em $L_\odot/\text{Å}/pc^2$) com um brilho muito maior no centro, onde se localiza o bojo da galáxia e então caindo de forma aproximadamente exponencial, como esperado para uma galáxia discoidal.

Para o segundo perfil temos a densidade superficial de massa estelar Σ_* (em M_\odot/pc^2). É possível notar que a densidade de massa cai com o aumento do raio, como

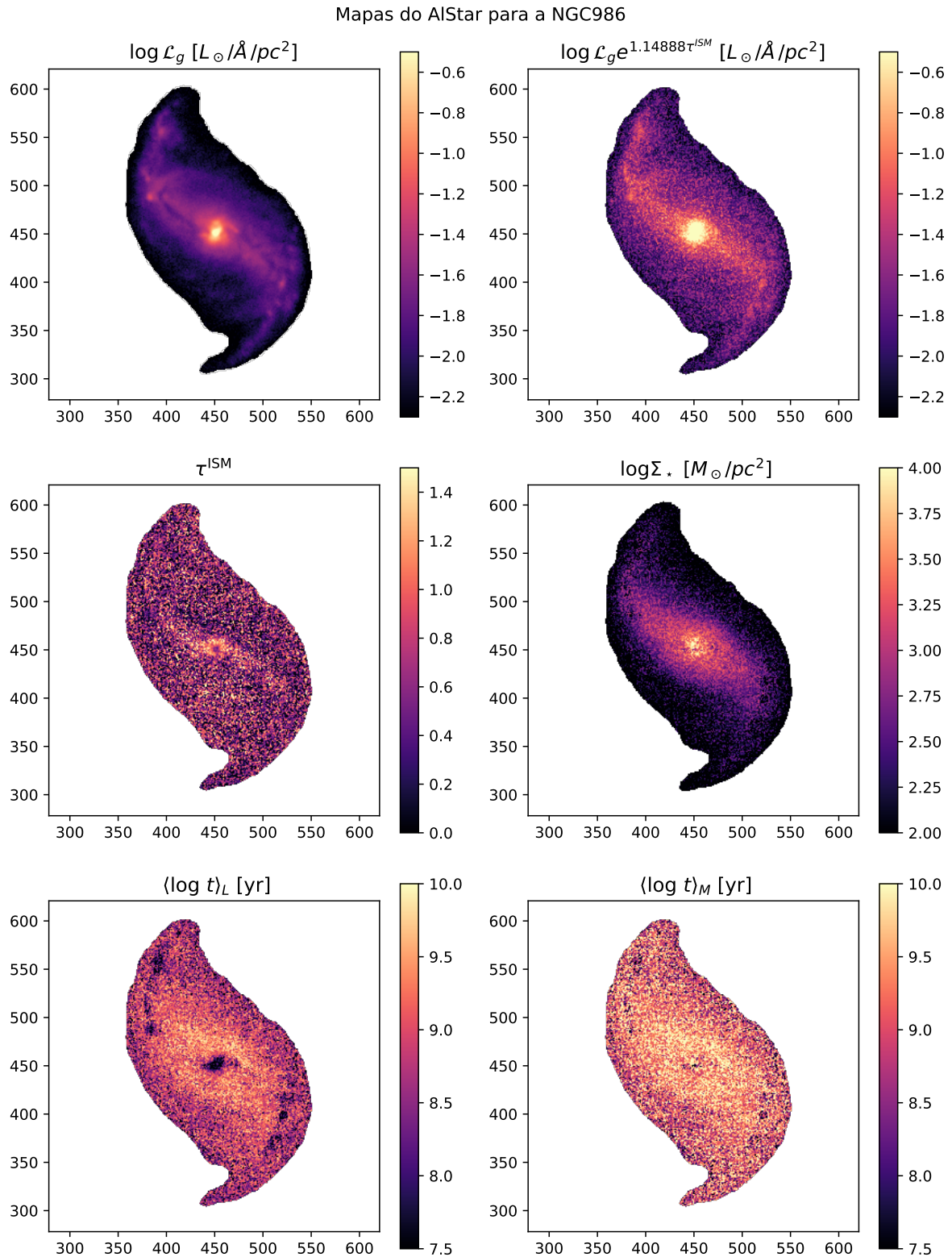


Figura 70 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC986: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

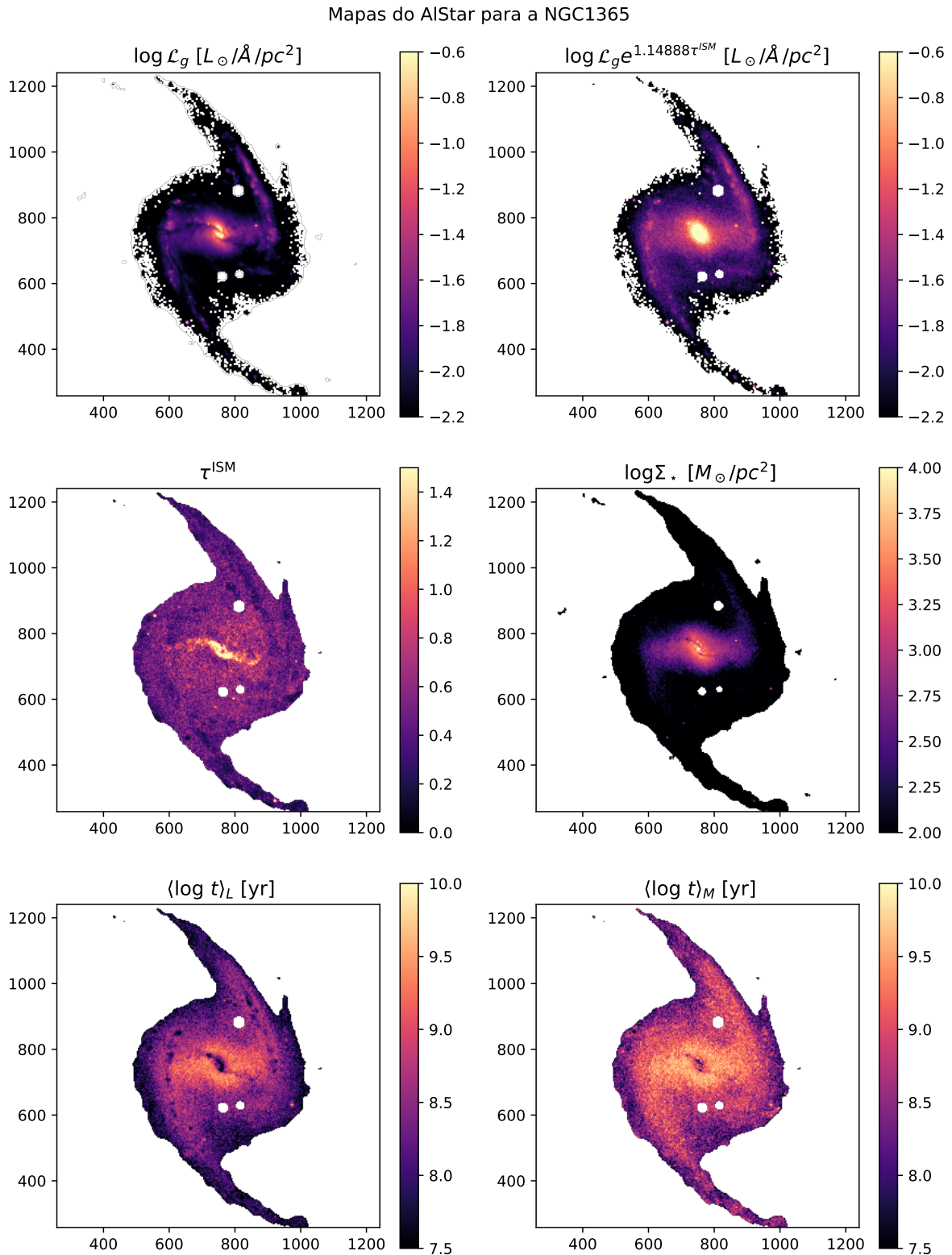


Figura 71 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1365: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_* , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

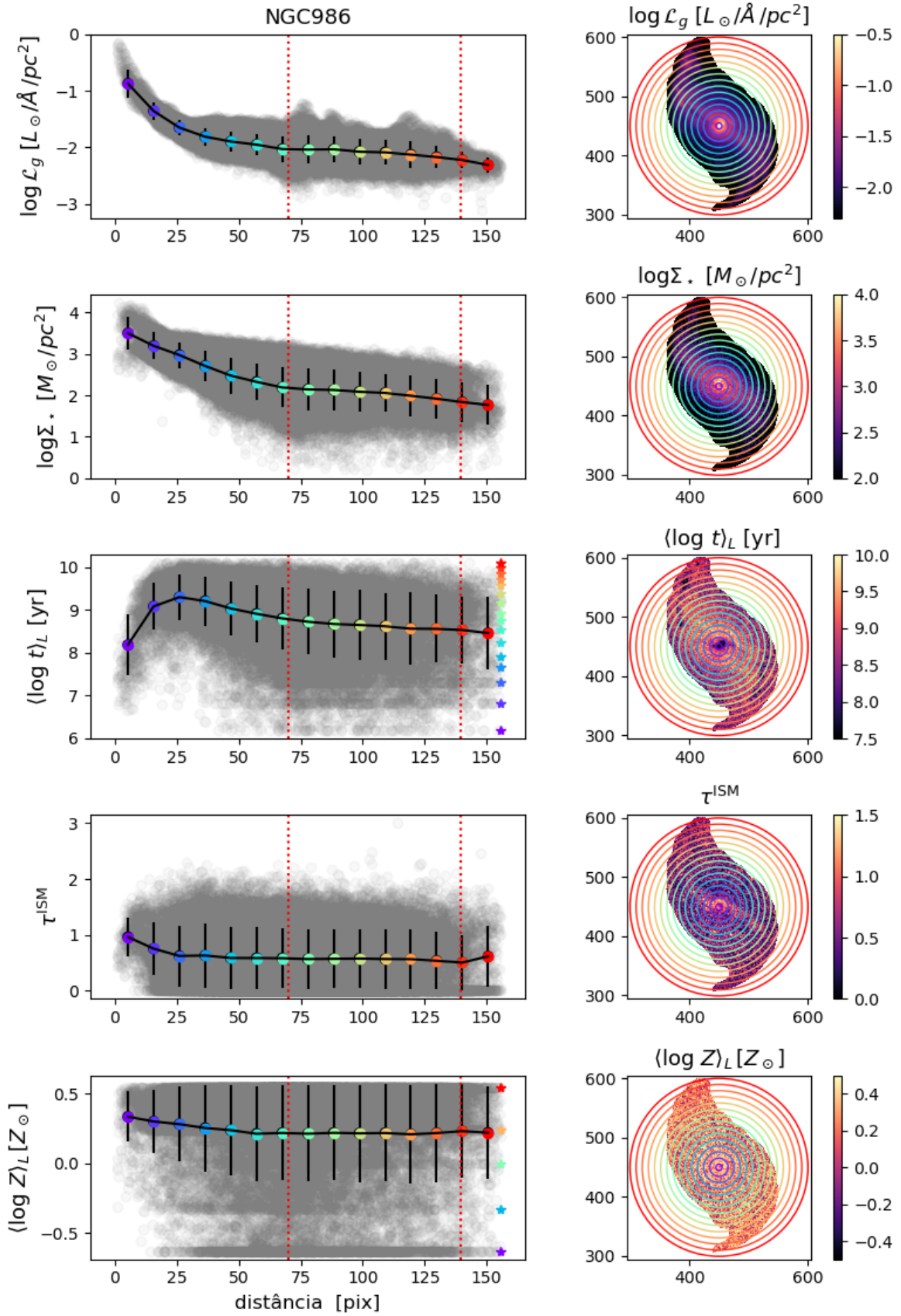


Figura 72 – Perfis radiais para a NGC986. As linhas pontilhadas em vermelho indicam distâncias (projetadas) a partir do núcleo para 5kpc e 10kpc.

esperado. Ao comparar com o perfil radial de \mathcal{L}_g , vemos que Σ_* possui um declínio mais suave até ~ 25 pixels do centro. Isso ocorre devido a população de estrelas jovens e massivas no centro, que acabam “pesando” mais em luz do que massa, já que uma estrela de $1M_\odot$ tem $1L_\odot$, e uma estrela de $10M_\odot$ tem $\sim 1000L_\odot$, causando essa diferença na queda inicial da curva no perfil radial de massa e luminosidade.

O terceiro perfil é de $\langle \log t \rangle_L$, o qual nos mostra que essa galáxia possui formação estelar bem próxima do centro, mas depois vemos a idade aumentar até ~ 25 pixels ($r \sim 1,79$ kpc) e diminuir em direção as bordas.

No quarto perfil radial temos τ^{ISM} , o qual é um tanto enganoso, já que se observarmos o mapa de τ^{ISM} vemos uma faixa de poeira que parte do centro em direção aos braços, e essa faixa se distribui um pouco em cada anel radial. Vale relembrar aqui que o AlStar também calcula o τ^{BC} , porém ele não é mostrado. Isso se deve ao fato de termos apenas 12 filtros, o que é pouca informação, então seria muita liberdade para o modelo deixar esse parâmetro livre. Por isso, após alguns testes, decidimos fixar $\tau^{\text{BC}} = 1.27\tau^{\text{ISM}}$, obtendo resultados melhores. Logo, seria redundante mostrar τ^{BC} , já que ele se difere de τ^{ISM} apenas por um fator multiplicativo.

No último perfil radial temos $\langle \log Z \rangle_L$. Medir metalicidade é mais complicado mesmo com espectros, pois os efeitos envolvidos são mais sutis. De fato, não conseguimos obter nenhuma informação significativa de $\langle \log Z \rangle_L$. O mesmo vale para $\langle \log Z \rangle_M$ que nem é mostrado.

As linhas pontilhadas vermelhas nos perfis radiais da Figura 72 indicam respectivamente as distâncias de 5kpc e 10kpc. As estrelas coloridas à direita do gráfico com o perfil de $\langle \log t \rangle_L$ indicam os 16 elementos de idade utilizados na base do AlStar, e para o perfil de $\langle \log Z \rangle_L$ indicam os 5 valores de metalicidade utilizados. É fácil perceber que tanto para $\langle \log Z \rangle_L$ quanto para $\langle \log t \rangle_L$ há valores que se repetem em excesso¹, tal que acabam marcando algumas linhas referentes aos elementos da base, como se esses elementos funcionassem como atratores, sendo utilizados mais que outros. Ainda não entendemos bem o motivo disso, mas imaginamos que ao utilizar uma solução média, essas distribuições fiquem mais difusas e menos focadas em componentes únicas (realizaremos testes nesse aspecto).

Essas análises de perfis radiais são simples, mais a título de uma primeira exploração dos dados. É válido notar que existem melhorias a serem feitas, como ajustar elipses de acordo com o formato da galáxia, invés de simplesmente anéis circulares, como feito, por exemplo, em estudos anteriores do CALIFA (CID FERNANDES *et al.*, 2013), (AMORIM *et al.*, 2017).

¹ O mesmo se aplica para $\langle \log t \rangle_M$ e para $\langle \log Z \rangle_M$.

6.2.3 RGB de idades

A Figura 73 mostra imagens RGB dos fluxos sintéticos no comprimento de onda de normalização ($\lambda_N = 5635\text{\AA}$) de populações estelares produzidas pelo AlStar, com e sem poeira, para três intervalos de idade, os quais são classificados como:

- população **jovem** com $t < 10^8$ anos,
- população **intermediária** com $10^8 \leq t < 2 \cdot 10^9$ anos,
- população **velha** com $t > 2 \cdot 10^9$ anos.

Ao observar os mapas na Figura 73, é nítida a diferença entre as imagens com e sem poeira (a poeira dessas imagens foram corrigidas utilizando as profundidades ópticas τ^{ISM} e τ^{BC}). Vê-se como as galáxias ficar mais brilhantes e também o “desavermelhamento” da população jovem (em azul), mesmo com o aumento do ruído na imagem.

Na Figura 73, é fácil identificar as regiões que contêm as populações jovens e brilhantes em azul, onde vemos que todas (NGC986, NGC1087 e NGC1365) possuem populações jovens bem no centro da galáxia e algumas “bolotas” ao longo dos braços espirais. Também é possível ver que para a NGC986 e NGC1365, as populações mais velhas se concentram mais próximas ao centro (como visto no perfil radial), enquanto que em ambas, vemos em verde a população intermediária permear toda a galáxia.

Vale notar que para as regiões de baixo brilho superficial, nas bordas onde o ruído domina, temos que a população melhor ajustada pelo AlStar é jovem (como visível na Figura 73), inclusive para elípticas (pode ser visto nos apêndices). Investigamos alguns ajustes espectrais para entender o motivo disso, e percebemos que no geral esses espectros ruidosos são aproximadamente planos, e a maneira de conseguir ajustar bem isso é usar uma população jovem e corrigir a cor do espectro adicionando poeira. Porém como os erros associados a essas bordas são enormes, não vemos esses ajustes influenciar em nenhuma outra propriedade produzida pelo AlStar. Como vimos em outros mapas, essas regiões das bordas precisam ser pré-processadas com alguma outra metodologia para resgatar seu sinal do meio do ruído.

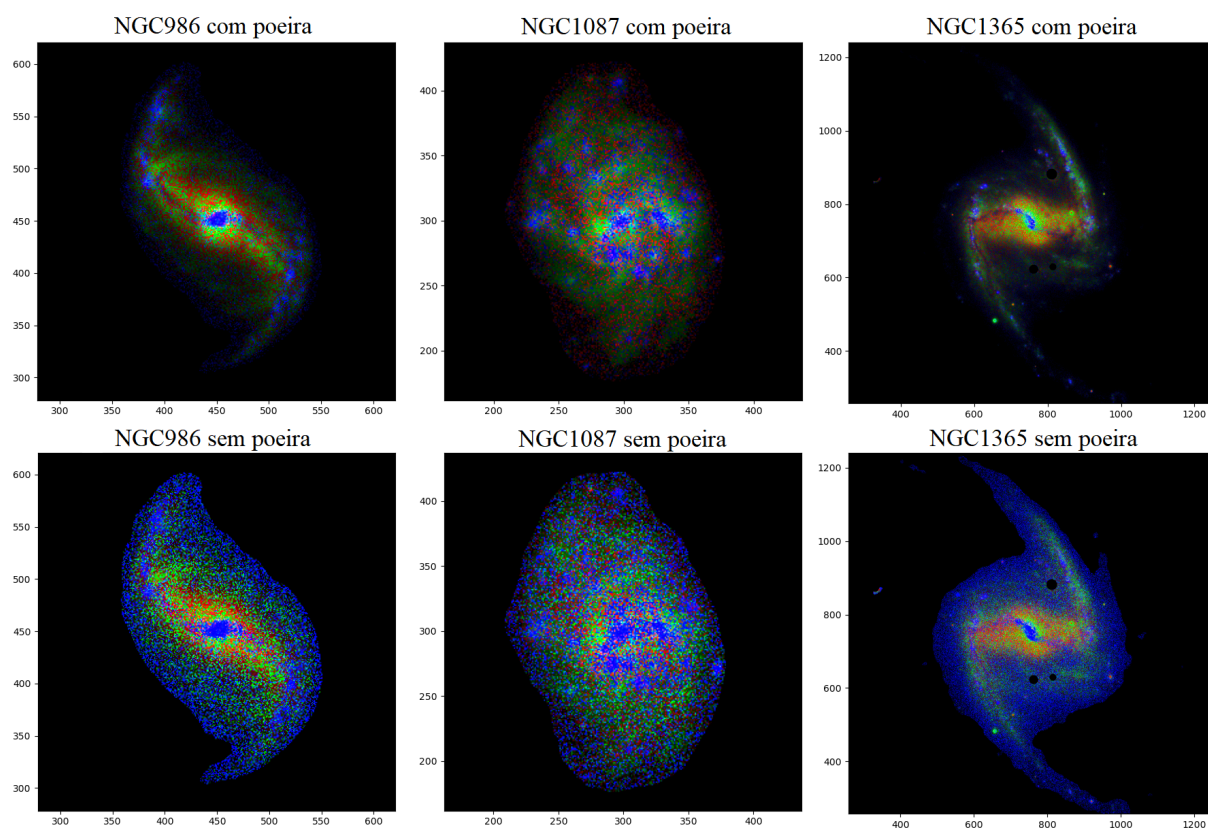


Figura 73 – Imagens RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y). Em que (R, G, B) = (O, I, Y).

6.2.4 Mapas de Larguras Equivalentes

Outros mapas importantes produzidos com os ajustes do AlStar são as larguras equivalentes de linhas de emissão [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II]. Para os casos de espectroscopia isso pode ser obtido com mais precisão, é claro. Porém, para a fotometria, a obtenção desses mapas são muito mais complicados; já que nenhum filtro mede uma única linha é preciso ter cuidado e verificar a consistência dos resultados. A Figura 74 mostra esses mapas para a NGC986.

Então, vale enfatizar que esses mapas de larguras equivalentes são aqui mostrados por completudeza, de modo a abranger melhor os resultados que podem ser obtidos com o AlStar, sendo esse um tópico a ser mais explorado em perspectivas futuras.

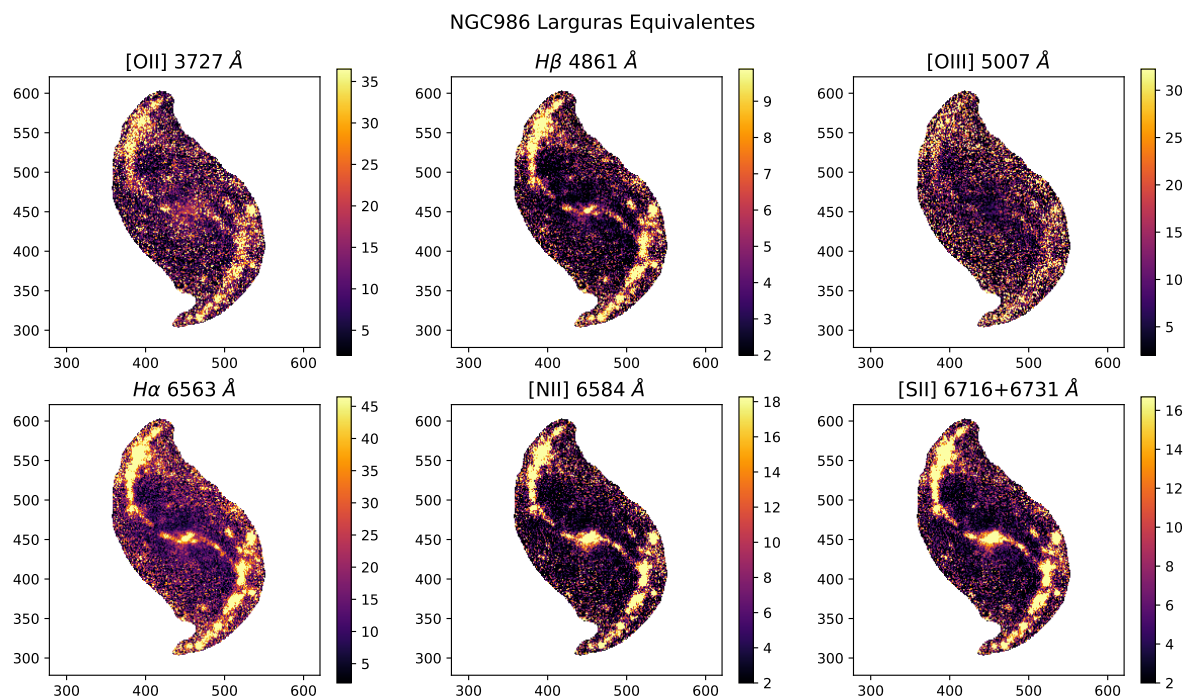


Figura 74 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II] para a NGC986.

7 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

7.1 Principais resultados

Neste trabalho fizemos um estudo essencialmente exploratório com 10 cubos de dados de galáxias do S-PLUS. Testamos e experimentamos diversas formas de pré-processamento dos cubos de dados (antes de ter a máscara definida no formato aqui utilizado). Nos deparamos com problemas ao definir qual píxel participaria ou não das análises, que apesar de ser a primeira coisa necessária a ser feita no estudo, é algo que afeta diretamente todos os resultados que serão obtidos (principalmente o PCA). Vimos que boa parte dos problemas advêm do fato dos dados possuírem muito ruído nas regiões de baixo brilho superficial, sendo essa uma das principais coisas a serem melhoradas.

7.1.1 Tomografia PCA

Exploramos cinco diferentes configurações de PCA, para quais produzimos tomogramas, autoespectros e composições RGB a partir dos tomogramas. Tanto os tomogramas quanto os RGB mostraram revelar uma variedade de estruturas, algumas das quais podemos associar a regiões de formação estelar, faixas de poeira, braços espirais e assim por diante. A beleza e coesão espacial dessas imagens indicam que elas possuem alguma origem física.

No entanto, a interpretação da natureza física por trás de cada autoespectro não é nada simples. Como dizia o Prof. Steiner, o PCA fornece a resposta; o difícil é saber qual é a pergunta! No caso da tomografia PCA aplicada a cubos espectrais, além das proporções entre os fluxos¹ de λ , os autoespectros também possuem formatos que frequentemente ajudam muito a decifrar o significado de cada componente principal, por exemplo, características como linhas de emissão largas ou linhas estreitas com perfil do tipo P-Cygni, indicativas da presença de um AGN ou da rotação da galáxia (STEINER *et al.*, 2009).

Com nossos 12 filtros, porém, não temos resolução espectral para identificar esse tipo de “dica” espectral. Apesar dessa falta de informação, em alguns casos conseguimos interpretar um autoespectro intenso no filtro estreito J0660, o qual contém $H\alpha$ e $[N II]$,

¹ Que é só o que é possível obter com nossos dados.

como associado à presença de regiões H II. Mas essa associação não é tão simples para outras componentes, principalmente aquelas que envolvem filtros de banda larga, contendo vários comprimentos de onda. Mesmo em componentes visivelmente associadas a braços espirais ou faixas de poeira, por exemplo, a forma do autoespectro por si só não indica de maneira nem um pouco óbvia tal associação. Esse tipo de dificuldade é o mesmo para todas as diferentes configurações do PCA testadas.

Em suma, a técnica mostra um bom potencial, mas há trabalho a ser feito na interpretação dos resultados obtidos.

7.1.2 Alstar

Os ajustes espectrais produzidos pelo Alstar se mostraram muito bons, tal que para os pontos com erros pequenos obtemos um desvio percentual δ_λ próximo de zero, e com desvios maiores apenas para pontos com erros maiores. A partir dos ajustes nós testamos os erros que foram fornecidos junto com os dados, e verificamos que eles estão consideravelmente bons e sobre-estimados apenas por um fator ~ 2 .

O código Alstar se mostrou muito útil em nossas análises. Conseguimos obter mapas de várias propriedades, como a densidade superficial de massa estelar Σ_\star , da média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$. Também fizemos mapas da profundidade óptica de poeira, assim como a densidade de brilho superficial vista sem poeira, que apesar de ser uma imagem com mais ruído, foi possível ver nitidamente a correção preenchendo os “buracos” da poeira. E mapas de larguras equivalentes das linhas [O II], H β , [O III], H α , [N II] e [S II].

Além de mapas produzimos também perfis radiais de $\log \mathcal{L}_g$, $\log \Sigma_\star$, $\langle \log t \rangle_L$, τ^{ISM} e $\langle \log Z \rangle_L$. Para $\log \mathcal{L}_g$, $\log \Sigma_\star$ e $\langle \log t \rangle_L$ verificamos resultados consistentes com o esperado, mesmo usando anéis circulares invés de elipses ajustadas aos formatos das galáxias. Já para o perfil de τ^{ISM} vemos uma curva enganosa, pois a faixa de poeira se distribui pelos anéis, não sendo possível obter um gradiente. E para $\langle \log Z \rangle_L$ não foi possível identificar nada já que medir a metalicidade é algo muito mais sutil, principalmente se tratando de fotometria.

Além disso, fizemos composições RGB dos fluxos sintéticos (com e sem poeira) em λ_N de populações estelares para três classificações de idades: jovens, intermediárias e velhas. As imagens mostraram bem a localização espacial das diferentes idades. As imagens também mostraram nitidamente o aumento de brilho e o “desavermelhamento” ao retirar a poeira.

Esses foram nossos primeiros experimentos com os cubos do S-PLUS na colaboração. Aprendemos muito com os problemas enfrentados, descobrimos alguns caminhos que

funcionam, outros que não e outros a serem tentados. Nosso estudo se mostra promissor para ser aplicado a outras galáxias presentes no survey do S-PLUS, principalmente para aquelas que não possuem dados de cubos espectrais (os quais permitem um estudo muito mais detalhado) que é o caso de algumas galáxias da nossa amostra.

7.2 Próximos passos

1. Buscar uma forma de construir máscaras espaciais mais adequadas, garantindo, na medida do possível, que regiões de baixo brilho superficial (e portanto com baixo sinal ruído) não sejam indevidamente descartadas. Uma das muitas opções possíveis é usar zonas de Voronoi, como nos estudos de González-Delgado e colaboradores para os cubos do projeto CALIFA.
2. Trabalhar mais na interpretação do significado dos autoespectros, encontrando alguma forma de relacionar as proporções entre os filtros em cada componente com propriedades das populações estelares e nebulares.
3. Analisar cubos de dados do J-PAS. Com 56 filtros estreitos, provavelmente será mais fácil interpretar os autoespectros, dado que teremos uma quantidade muito maior de filtros com comprimentos de onda mais restritos. Com esse aumento de informação os resultados devem ser muito mais precisos e confiáveis.
4. Aplicar essas análises a outros cubos de dados de galáxias do S-PLUS.

REFERÊNCIAS

- AMORIM, A. L. de; GARCÍA-BENITO, R.; CID FERNANDES, R.; CORTIJO-FERRERO, C.; GONZÁLEZ DELGADO, R. M.; LACERDA, E. A. D.; LÓPEZ FERNÁNDEZ, R.; PÉREZ, E.; VALE ASARI, N. The PyCASSO database: spatially resolved stellar population properties for CALIFA galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 471, n. 3, p. 3727–3752, jul. 2017. ISSN 1365-2966.
- BAKER, E. S.; DEGROAT, R. Evaluating EVD and SVD errors in signal processing environments. **Conference Record of Thirty-Second Asilomar Conference on Signals, Systems and Computers (Cat. No.98CH36284)**, v. 2, 1027–1032 vol.2, 1998.
- BALDWIN, J. A.; PHILLIPS, M. M.; TERLEVICH, R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 93, p. 5–19, fev. 1981.
- BENITEZ, N. *et al.* **J-PAS: The Javalambre-Physics of the Accelerated Universe Astrophysical Survey**. [*S.l.: s.n.*], 2014. arXiv: 1403.5237 [astro-ph.CO].
- BERTIN, Emmanuel. **SWarp v2.21 User's Guide**. English. Versão 2.21. [*S.l.*], 17 dez. 2010. published.
- BERTIN, Emmanuel; ARNOUTS, S. SExtractor: Software for source extraction. **Astronomy and Astrophysics Supplement**, v. 117, p. 393–404, jun. 1996.
- BERTIN, Emmanuel; MELLIER, Yannick; RADOVICH, Mario; MISSONNIER, Gilles; DIDELON, Pierre; MORIN, Bertrand. The TERAPIX Pipeline. *In*: BOHLENDER, David A.; DURAND, Daniel; HANDLEY, Thomas H. (Ed.). **Astronomical Data Analysis Software and Systems XI**. [*S.l.: s.n.*], jan. 2002. v. 281. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series), p. 228.
- BICA, E. Population synthesis in galactic nuclei using a library of star clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 195, p. 76–92, abr. 1988.
- BLANTON, Michael R. *et al.* Sloan Digital Sky Survey IV: Mapping the Milky Way, Nearby Galaxies, and the Distant Universe. **The Astronomical Journal**, v. 154, n. 1, 28, p. 28, jul. 2017. arXiv: 1703.00052 [astro-ph.GA].
- BRUZUAL, G.; CHARLOT, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 344, n. 4, p. 1000–1028, out. 2003. arXiv: astro-ph/0309134 [astro-ph].

- BUNDY, Kevin *et al.* Overview of the SDSS-IV MaNGA Survey: Mapping nearby Galaxies at Apache Point Observatory. **The Astrophysical Journal**, v. 798, n. 1, 7, p. 7, jan. 2015. arXiv: 1412.1482 [astro-ph.GA].
- CALZETTI, Daniela. The Dust Opacity of Star-forming Galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 113, n. 790, p. 1449–1485, dez. 2001. arXiv: astro-ph/0109035 [astro-ph].
- CALZETTI, Daniela; KINNEY, Anne L.; STORCHI-BERGMANN, Thaisa. Dust Extinction of the Stellar Continuum in Starburst Galaxies: The Ultraviolet and Optical Extinction Law. **Astrophysical Journal**, v. 429, p. 582, jul. 1994.
- CENARRO, A. J. *et al.* J-PLUS: The Javalambre Photometric Local Universe Survey. **Astronomy & Astrophysics**, v. 622, A176, a176, fev. 2019. arXiv: 1804.02667 [astro-ph.GA].
- CHABRIER, Gilles. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, IOP Publishing, v. 115, n. 809, p. 763–795, jul. 2003. ISSN 1538-3873.
- CHARLOT, S.; FALL, S. Michael. A Simple Model for the Absorption of Starlight by Dust in Galaxies. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 539, n. 2, p. 718–731, ago. 2000. ISSN 1538-4357.
- CHEN, Yang; BRESSAN, Alessandro; GIRARDI, Léo; MARIGO, Paola; KONG, Xu; LANZA, Antonio. PARSEC evolutionary tracks of massive stars up to $350 M_{\odot}$ at metallicities $0.0001 \leq Z \leq 0.04$. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 452, n. 1, p. 1068–1080, jul. 2015. ISSN 0035-8711. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/452/1/1068/4920265/stv1281.pdf>.
- CID FERNANDES, R. Paleontology of Galaxies: recovering the star formation and chemical enrichment histories from galaxy spectra. **Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina**, v. 49, p. 228–237, jan. 2006.
- CID FERNANDES, R.; CARVALHO, M S; SÁNCHEZ, S F; AMORIM, A de; RUSCHEL-DUTRA, D. Detection of supernova remnants in NGC 4030. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 502, n. 1, p. 1386–1400, jan. 2021. ISSN 0035-8711. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/502/1/1386/36182274/stab059.pdf>.
- CID FERNANDES, R.; STASIŃSKA, G.; MATEUS, A.; VALE ASARI, N. A comprehensive classification of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: how to tell true from fake AGN? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 413, n. 3, p. 1687–1699, mar. 2011. ISSN 0035-8711.

- CID FERNANDES, R. *et al.* Resolving galaxies in time and space. I. Applying STARLIGHT to CALIFA datacubes. **Astronomy & Astrophysics**, v. 557, A86, a86, set. 2013. arXiv: 1304.5788 [astro-ph.CO].
- DARK ENERGY SURVEY COLLABORATION. The Dark Energy Survey: more than dark energy – an overview. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 460, n. 2, p. 1270–1299, mar. 2016. ISSN 0035-8711. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/460/2/1270/8117541/stw641.pdf>.
- EISENSTEIN, Daniel J. *et al.* SDSS-III: Massive Spectroscopic Surveys of the Distant Universe, the Milky Way, and Extra-Solar Planetary Systems. **The Astronomical Journal**, v. 142, n. 3, 72, p. 72, set. 2011. arXiv: 1101.1529 [astro-ph.IM].
- FALCÓN-BARROSO, J.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; VAZDEKIS, A.; RICCIARDELLI, E.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; GORGAS, J.; PELETIER, R. F. An updated MILES stellar library and stellar population models. **Astronomy & Astrophysics**, v. 532, A95, a95, ago. 2011. arXiv: 1107.2303 [astro-ph.CO].
- FALCÓN-BARROSO, J.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; VAZDEKIS, A.; RICCIARDELLI, E.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; GORGAS, J.; PELETIER, R. F. An updated MILES stellar library and stellar population models. **A&A**, v. 532, a95, 2011.
- GONZÁLEZ DELGADO, R. M. *et al.* The miniJPAS survey. Identification and characterization of galaxy populations with the J-PAS photometric system. **Astronomy & Astrophysics**, v. 649, A79, a79, mai. 2021. arXiv: 2102.13121 [astro-ph.GA].
- GRÄFENER, G.; KOESTERKE, L.; HAMANN, W.-R. Line-blanketed model atmospheres for WR stars. **A&A**, v. 387, n. 1, p. 244–257, 2002.
- GRANE, Aurea; JACH, Agnieszka. **Applications of principal component analysis (PCA) in food science and technology**. [*S.l.*: *s.n.*], dez. 2013. p. 55–86. ISBN 9781118433683.
- GRUEL, Nicolas *et al.* Calibration plan for J-PAS and J-PLUS surveys. **Proceedings of SPIE - The International Society for Optical Engineering**, v. 8448, set. 2012.
- HAINICH, R.; PASEMANN, D.; TODT, H.; SHENAR, T.; SANDER, A.; HAMANN, W.-R. Wolf-Rayet stars in the Small Magellanic Cloud - I. Analysis of the single WN stars. **A&A**, v. 581, a21, 2015.
- HAINICH, R.; RÜHLING, U.; TODT, H.; OSKINOVA, L. M.; LIERMANN, A.; GRÄFENER, G.; FOELLM, C.; SCHNURR, O.; HAMANN, W.-R. The Wolf-Rayet stars in the Large Magellanic Cloud - A comprehensive analysis of the WN class. **A&A**, v. 565, a27, 2014.

HAIR, Joseph F.; TATHAM, Ronald L.; ANDERSON, Rolph E.; BLACK, William. **Multivariate Data Analysis (5th Edition)**. 5th. [S.l.]: Prentice Hall, mar. 1998. Hardcover. ISBN 0138948585.

HAMANN, W.-R.; GRÄFENER, G. A temperature correction method for expanding atmospheres. **A&A**, v. 410, n. 3, p. 993–1000, 2003.

HAMANN, W.-R.; GRÄFENER, G.; LIERMANN, A. The Galactic WN stars - Spectral analyses with line-blanketed model atmospheres versus stellar evolution models with and without rotation. **A&A**, v. 457, n. 3, p. 1015–1031, 2006.

HUBBLE SPACE TELESCOPE. Jun. 2021. Disponível em: <https://hubblesite.org/>.

JOHNSON; RICHARD ARNOLD; WICHERN; DEAN W. **Applied multivariate statistical analysis**. 5. ed. Upper Saddle River, NJ: Prentice Hall, 2002. ISBN 0130925535.

JONG, Jelte T. A. de *et al.* The first and second data releases of the Kilo-Degree Survey. **Astronomy & Astrophysics**, EDP Sciences, v. 582, a62, out. 2015. ISSN 1432-0746.

KEWLEY, L. J.; GROVES, B.; KAUFFMANN, G.; HECKMAN, T. The host galaxies and classification of active galactic nuclei. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 372, n. 3, p. 961–976, nov. 2006. ISSN 1365-2966.

LACERDA, Eduardo Alberto Duarte. **Tomografia PCA aplicada às galáxias do Projeto CALIFA Survey**. Abr. 2014. Diss. (Mestrado) – Universidade Federal de Santa Catarina.

LANZ, Thierry; HUBENY, Ivan. A Grid of NLTE Line-blanketed Model Atmospheres of Early B-Type Stars. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 169, n. 1, p. 83–104, mar. 2007.

LANZ, Thierry; HUBENY, Ivan. A Grid of Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of O-Type Stars. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 146, n. 2, p. 417–441, jun. 2003.

LANZ, Thierry; HUBENY, Ivan. Erratum: “A Grid of Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of O-Type Stars” (ApJS, 146, 417 [2003]): **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 147, n. 1, p. 225–225, jul. 2003.

LAW, David R. *et al.* THE DATA REDUCTION PIPELINE FOR THE SDSS-IV MaNGA IFU GALAXY SURVEY. **The Astronomical Journal**, American Astronomical Society, v. 152, n. 4, p. 83, set. 2016. ISSN 1538-3881.

LAWSON, Charles L.; HANSON, Richard J. **Solving least squares problems**. Philadelphia, PA: Society for Industrial e Applied Mathematics (SIAM), 1995. v. 15, p. xii+337. (Classics in Applied Mathematics). Revised reprint of the 1974 original. ISBN 0-89871-356-0.

LEITHERER, Claus; OTÁLVARO, Paula A. Ortiz; BRESOLIN, Fabio; KUDRITZKI, Rolf-Peter; FARO, Barbara Lo; PAULDRACH, Adalbert W. A.; PETTINI, Max; RIX, Samantha A. A LIBRARY OF THEORETICAL ULTRAVIOLET SPECTRA OF MASSIVE, HOT STARS FOR EVOLUTIONARY SYNTHESIS. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, American Astronomical Society, v. 189, n. 2, p. 309–335, jul. 2010.

LEITHERER, Claus; SCHAERER, Daniel; GOLDADDER, Jeffrey D.; DELGADO, Rosa M. González; ROBERT, Carmelle; KUNE, Denis Foo; DE MELLO, Duília F.; DEVOST, Daniel; HECKMAN, Timothy M. Starburst99: Synthesis Models for Galaxies with Active Star Formation. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 123, n. 1, p. 3–40, jul. 1999. arXiv: astro-ph/9902334 [astro-ph].

LEON, Steven J. **Álgebra Linear com Aplicações**. [S.l.]: Grupo Gen-LTC, 2000.

MANGA. **Mapping Nearby Galaxies at APO (MaNGA)**. Disponível em: <https://www.sdss.org/surveys/manga/>.

MARIGO, Paola; BRESSAN, Alessandro; NANNI, Ambra; GIRARDI, Léo; PUMO, Maria Letizia. Evolution of thermally pulsing asymptotic giant branch stars – I. The COLIBRI code. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 434, n. 1, p. 488–526, jul. 2013. ISSN 0035-8711. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/434/1/488/18500845/stt1034.pdf>.

MARÍN-FRANCH, A *et al.* Design of the J-PAS and J-PLUS filter systems. v. 8450, set. 2012.

MARTINS, Lucimara P.; DELGADO, Rosa M. González; LEITHERER, Claus; CERVIÑO, Miguel; HAUSCHILDT, Peter. A high-resolution stellar library for evolutionary population synthesis. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 358, n. 1, p. 49–65, mar. 2005. ISSN 0035-8711. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/358/1/49/3492877/358-1-49.pdf>.

MEIRA, C.T.; PEREIRA, I.G.; FARAH, M.M.; PIRES, A.V.; GARCIA, D.A.; CRUZ, V.A.R. Seleção de características morfofuncionais de cavalos da raça Mangalarga Marchador por meio da análise de componentes principais. pt. **Arquivo Brasileiro de Medicina Veterinária e Zootecnia**, scielo, v. 65, p. 1843–1848, dez. 2013. ISSN 0102-0935.

MENDES DE OLIVEIRA, C. *et al.* The Southern Photometric Local Universe Survey (S-PLUS): improved SEDs, morphologies, and redshifts with 12 optical filters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 489, n. 1, p. 241–267, out. 2019. arXiv: 1907.01567 [astro-ph.GA].

MENEZES, R. B.; RICCI, T V; STEINER, J E; SILVA, Patrícia da; FERRARI, Fabricio; BORGES, B W. A treatment procedure for GMOS/IFU data cubes: application to NGC 2835. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), dez. 2018. ISSN 1365-2966.

MENEZES, R. B.; STEINER, J. E.; RICCI, T. V. COLLIMATION AND SCATTERING OF THE ACTIVE GALACTIC NUCLEUS EMISSION IN THE SOMBRERO GALAXY. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 765, n. 2, p. 140, fev. 2013. ISSN 2041-8213.

MENEZES, R. B.; STEINER, João E.; RICCI, Tiago V.; OLIVEIRA, Alexandre S. The Active Nucleus in NGC 4579. **Proceedings of the International Astronomical Union**, Cambridge University Press (CUP), v. 5, S267, p. 123–123, ago. 2009. ISSN 1743-9221.

NASA/IPAC Extragalactic Database. Jun. 2021. Disponível em: <http://ned.ipac.caltech.edu/>.

OSTERBROCK, Donald E.; FERLAND, Gary J. **Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei**. [S.l.: s.n.], 2006.

PLACCO, Vinicius M.; ROEDERER, Ian U.; LEE, Young Sun; ALMEIDA-FERNANDES, Felipe; HERPICH, Fábio R.; PEROTTONI, Hélio D.; SCHOENELL, William; RIBEIRO, Tiago; KANAAN, Antonio. SPLUS J210428.01-004934.2: An Ultra Metal-poor Star Identified from Narrowband Photometry. **The Astrophysical Journal Letters**, American Astronomical Society, v. 912, n. 2, p. 132, mai. 2021.

PLAT, A; CHARLOT, S; BRUZUAL, G; FELTRE, A; VIDAL-GARCÍA, A; MORISSET, C; CHEVALLARD, J; TODT, H. Constraints on the production and escape of ionizing radiation from the emission-line spectra of metal-poor star-forming galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 490, n. 1, p. 978–1009, set. 2019. ISSN 1365-2966.

RAUCH, T. A grid of synthetic ionizing spectra for very hot compact stars from NLTE model atmospheres. **A&A**, v. 403, n. 2, p. 709–714, 2003.

REICH, David; PRICE, Alkes; PATTERSON, Nick. Principal component analysis of genetic data. **Nature genetics**, v. 40, p. 491–2, jun. 2008.

- RICCI, T. V.; STEINER, J. E.; GIANANTE, L. A hot bubble at the centre of M81. **Astronomy & Astrophysics**, EDP Sciences, v. 576, a58, mar. 2015. ISSN 1432-0746.
- 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. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 440, n. 3, p. 2419–2441, abr. 2014. ISSN 1365-2966.
- RICCI, T. V.; STEINER, J. E.; MENEZES, R. B. NGC 7097: THE ACTIVE GALACTIC NUCLEUS AND ITS MIRROR, REVEALED BY PRINCIPAL COMPONENT ANALYSIS TOMOGRAPHY. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 734, n. 1, p. 110, mai. 2011. ISSN 2041-8213.
- RODRIGUEZ-MERINO, L. H.; CHAVEZ, M.; BERTONE, E.; BUZZONI, A. UVBLUE: A New High-Resolution Theoretical Library of Ultraviolet Stellar Spectra. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 626, n. 1, p. 411–424, jun. 2005.
- S-PLUS: Southern Photometric Local Universe Survey. Jun. 2021. Disponível em: <https://www.splus.iag.usp.br/>.
- SALPETER, Edwin E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. **Astrophysical Journal**, v. 121, p. 161, jan. 1955.
- SÁNCHEZ, S. F. *et al.* CALIFA, the Calar Alto Legacy Integral Field Area survey. **Astronomy & Astrophysics**, EDP Sciences, v. 594, a36, out. 2016. ISSN 1432-0746.
- SÁNCHEZ, Sebastián F. Spatially Resolved Spectroscopic Properties of Low-Redshift Star-Forming Galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 58, n. 1, p. 99–155, set. 2020. ISSN 1545-4282.
- SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; PELETIER, R. F.; JIMÉNEZ-VICENTE, J.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; FALCÓN-BARROSO, J.; GORGAS, J.; SELAM, S.; VAZDEKIS, A. Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, n. 2, p. 703–718, ago. 2006. ISSN 0035-8711. eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/371/2/703/3443797/mnras0371-0703.pdf>.
- SANDER, A.; HAMANN, W.-R.; TODT, H. The Galactic WC stars - Stellar parameters from spectral analyses indicate a new evolutionary sequence. **A&A**, v. 540, a144, 2012.
- SCHLEGEL, David J.; FINKBEINER, Douglas P.; DAVIS, Marc. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. **The Astrophysical Journal**, American Astronomical Society, v. 500, n. 2, p. 525–553, jun. 1998.

- SHANKS, T. *et al.* The VLT Survey Telescope ATLAS. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 451, n. 4, p. 4238–4252, jun. 2015. ISSN 0035-8711. eprint:
<https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/451/4/4238/3853985/stv1130.pdf>.
- SIMBAD. Jun. 2021. Disponível em: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.
- STASIŃSKA, G.; ASARI, N. Vale; FERNANDES, R. Cid; GOMES, J. M.; SCHLICKMANN, M.; MATEUS, A.; SCHOENELL, W.; SODRÉ JR, L. Can retired galaxies mimic active galaxies? Clues from the Sloan Digital Sky Survey. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters**, Oxford University Press (OUP), set. 2008. ISSN 1745-3933.
- STASIŃSKA, G.; FERNANDES, R. C.; MATEUS, A.; SODRE, L.; ASARI, N. V. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - III. How to distinguish AGN hosts. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 371, n. 2, p. 972–982, set. 2006. ISSN 1365-2966.
- STEINER, J. E.; MENEZES, R. B.; RICCI, T. V. The DIVING3D Survey - Deep IFS View of Nuclei of Galaxies. **Proceedings of the International Astronomical Union**, Cambridge University Press, v. 15, S359, p. 402–406, 2020.
- STEINER, J. E.; MENEZES, R. B.; RICCI, T. V.; OLIVEIRA, A. S. PCA Tomography: how to extract information from data cubes. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), v. 395, n. 1, p. 64–75, mai. 2009. ISSN 1365-2966.
- STEINER, J. E.; MENEZES, R. B.; RICCI, T. V.; SILVA, Patrícia da; CID FERNANDES, R.; VALE ASARI, N.; CARVALHO, M. S.; MAY, D.; AMORIM, A. L. de. The DIVING^{3D} Survey – Deep IFS View of Nuclei of Galaxies – I. Definition and Early Results. *In*:
- SURVEY, CALIFA. **Calar Alto Legacy Integral Field spectroscopy Area survey**. Disponível em: <http://califa.caha.es/>.
- TODT, H.; SANDER, A.; HAINICH, R.; HAMANN, W.-R.; QUADE, M.; SHENAR, T. Potsdam Wolf-Rayet model atmosphere grids for WN stars. **A&A**, v. 579, a75, 2015.
- VAZDEKIS, A.; SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; FALCÓN-BARROSO, J.; CENARRO, A. J.; BEASLEY, M. A.; CARDIEL, N.; GORGAS, J.; PELETIER, R. F. Evolutionary stellar population synthesis with MILES - I. The base models and a new line index system. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press (OUP), mar. 2010. ISSN 1365-2966.

WERLE, A.; CID FERNANDES, R.; VALE ASARI, N.; BRUZUAL, G.; CHARLOT, S.; GONZALEZ DELGADO, R.; HERPICH, F. R. Simultaneous analysis of SDSS spectra and GALEX photometry with STARLIGHT: method and early results. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 483, n. 2, p. 2382–2397, fev. 2019. arXiv: 1811.11255 [astro-ph.GA].

YORK, Donald G. *et al.* The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. **The Astronomical Journal**, American Astronomical Society, v. 120, n. 3, p. 1579–1587, set. 2000. ISSN 0004-6256.

APÊNDICE A – AM0338-375

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao AlStar para a galáxia AM0338-375. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A AM0338-375 são galáxias em interação do tipo morfológico S, que se encontra a uma distância de ~ 195 Mpc com um redshift de ~ 0.047222 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

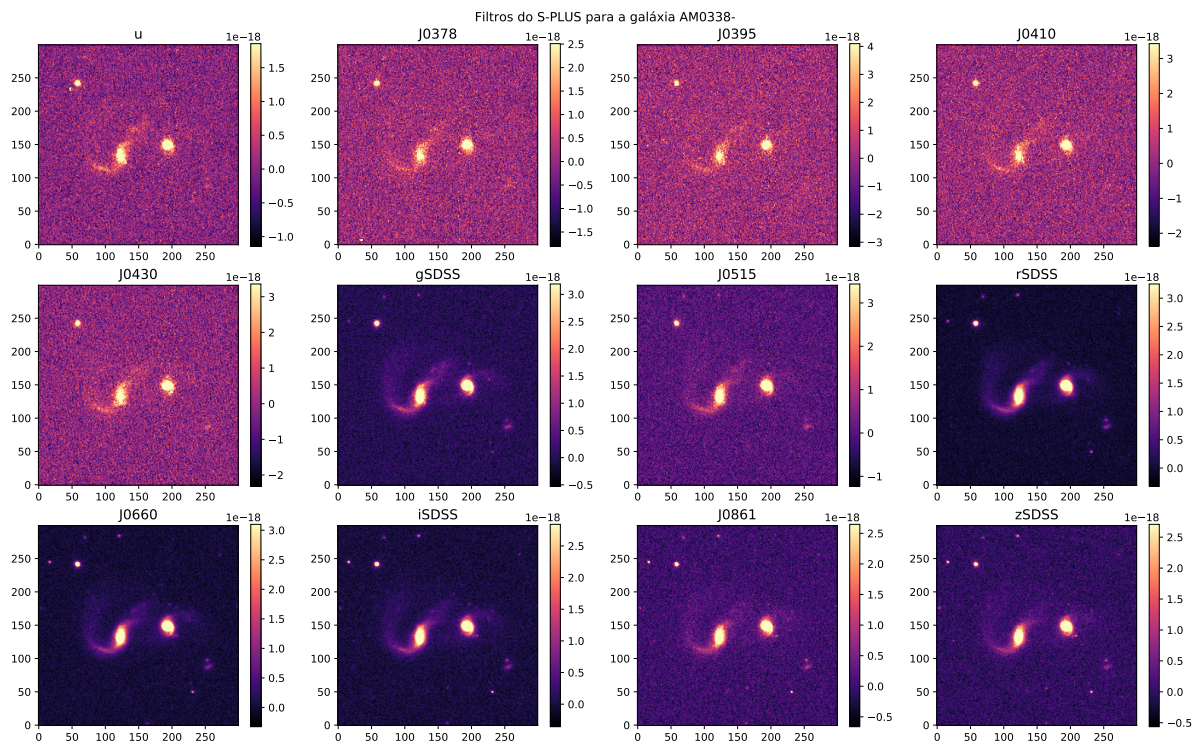


Figura A.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia AM0338-375, sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

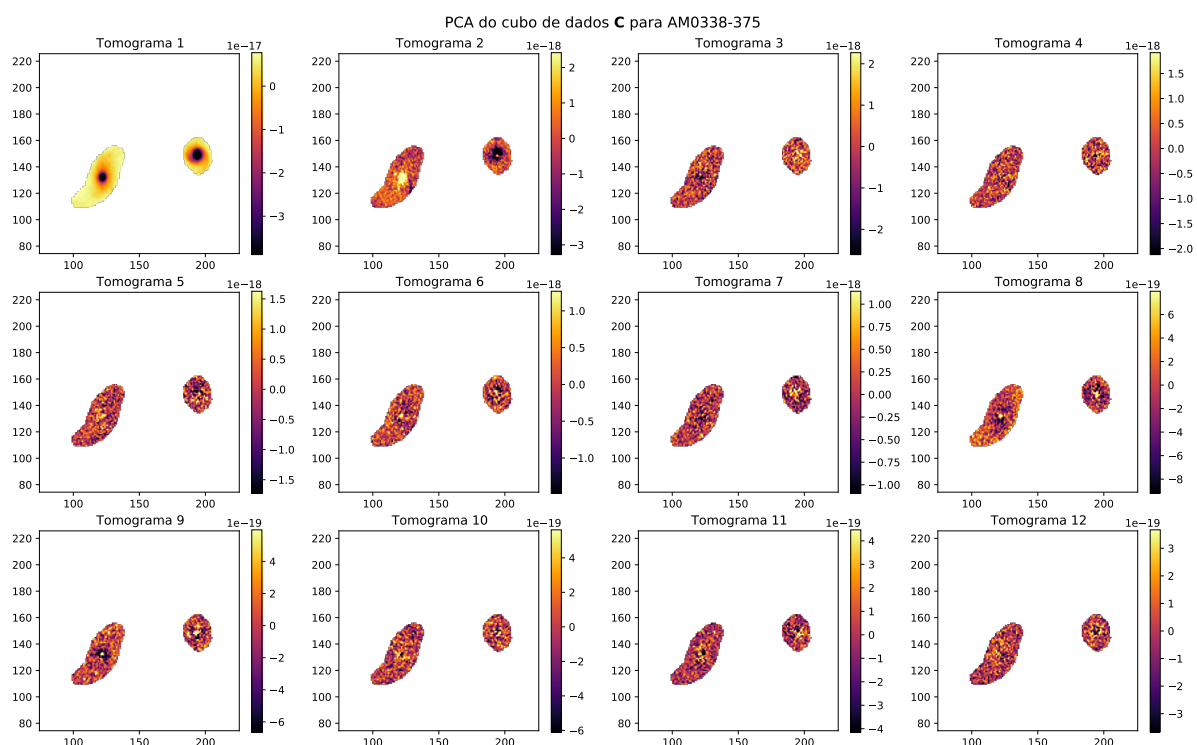


Figura A.2 – Tomogramas do PCA do cubo para AM0338-375.

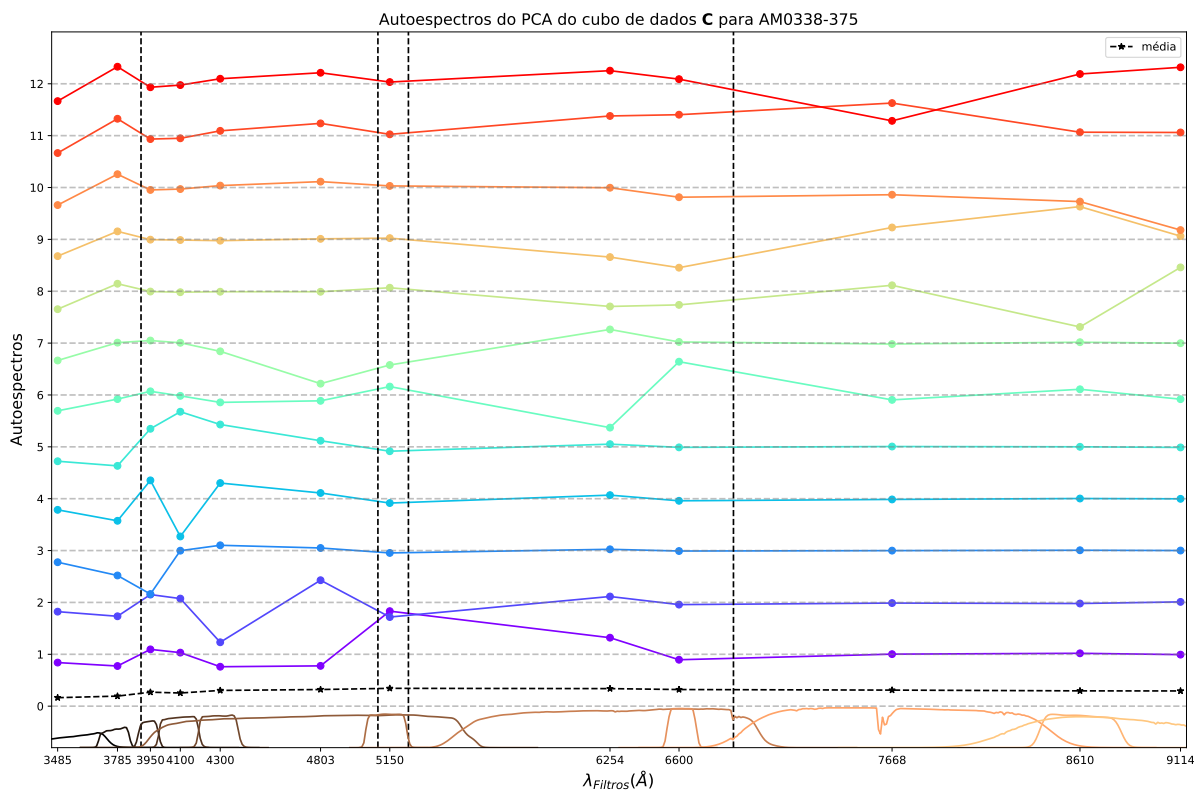


Figura A.3 – Autospectros do PCA do cubo para AM0338-375. Detalhes assim como na Figura 18.

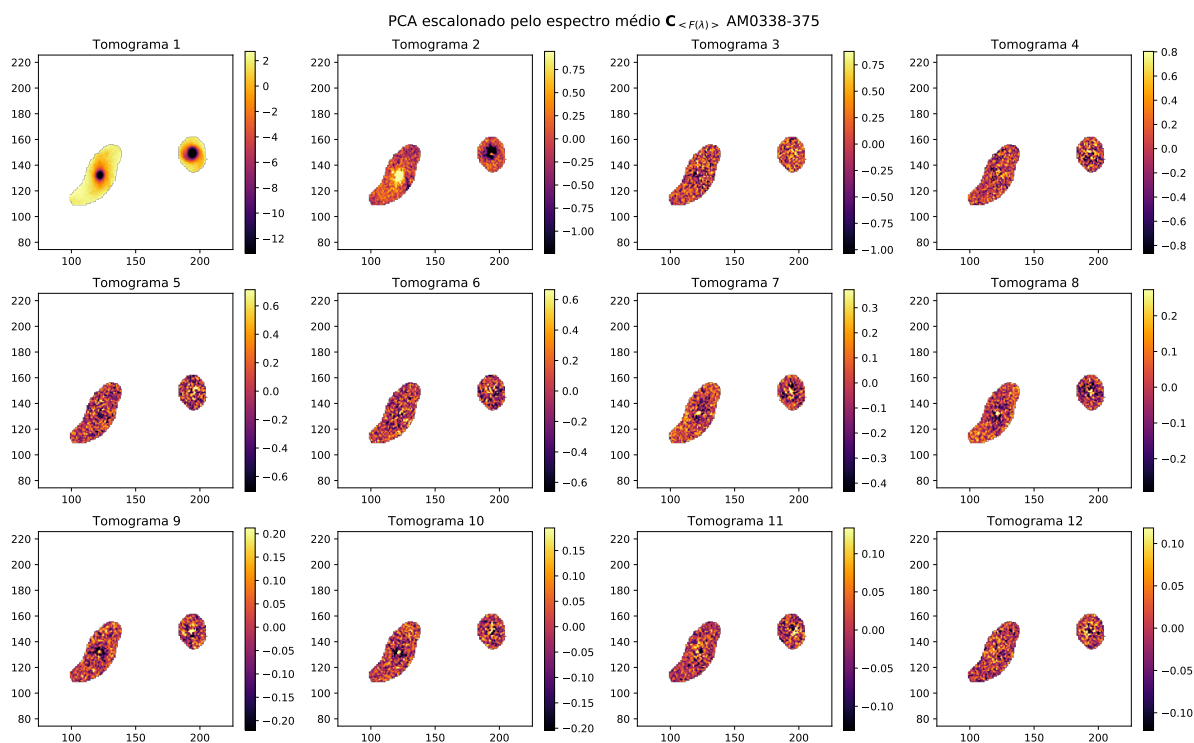


Figura A.4 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para AM0338-375.

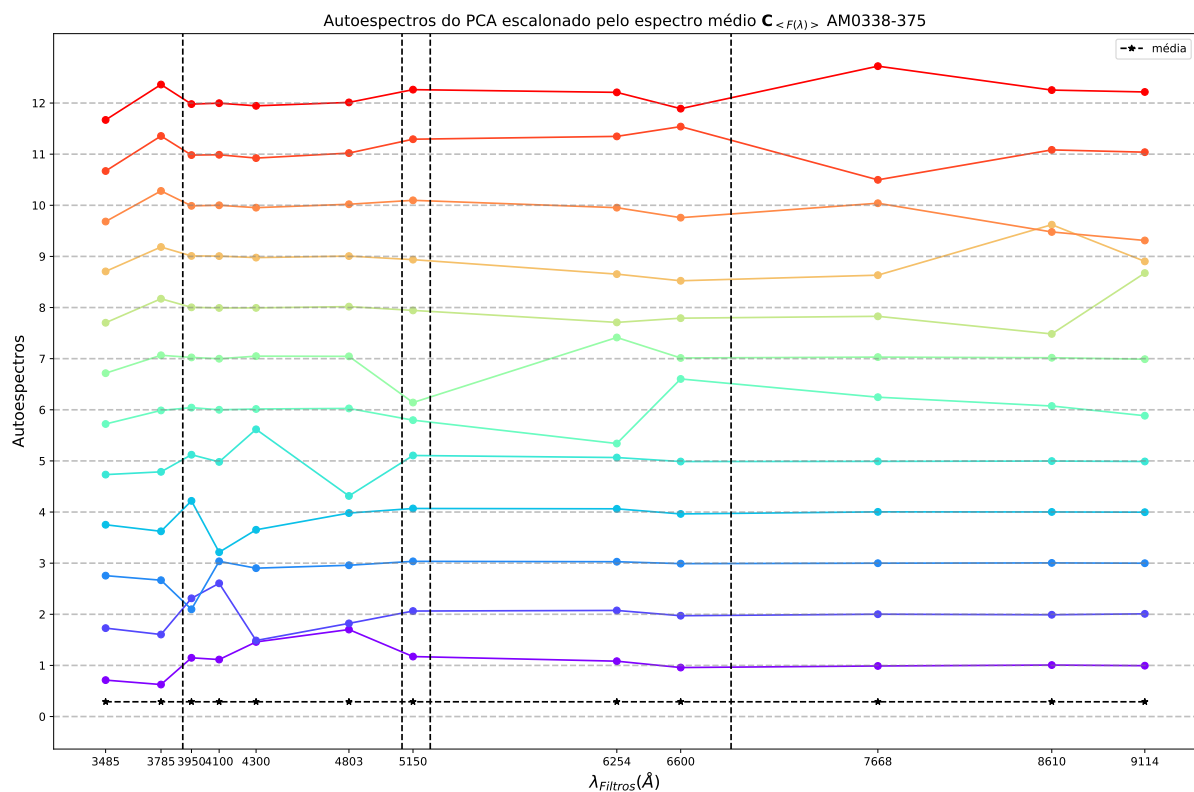


Figura A.5 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para AM0338-375. Detalhes assim como na Figura 18.

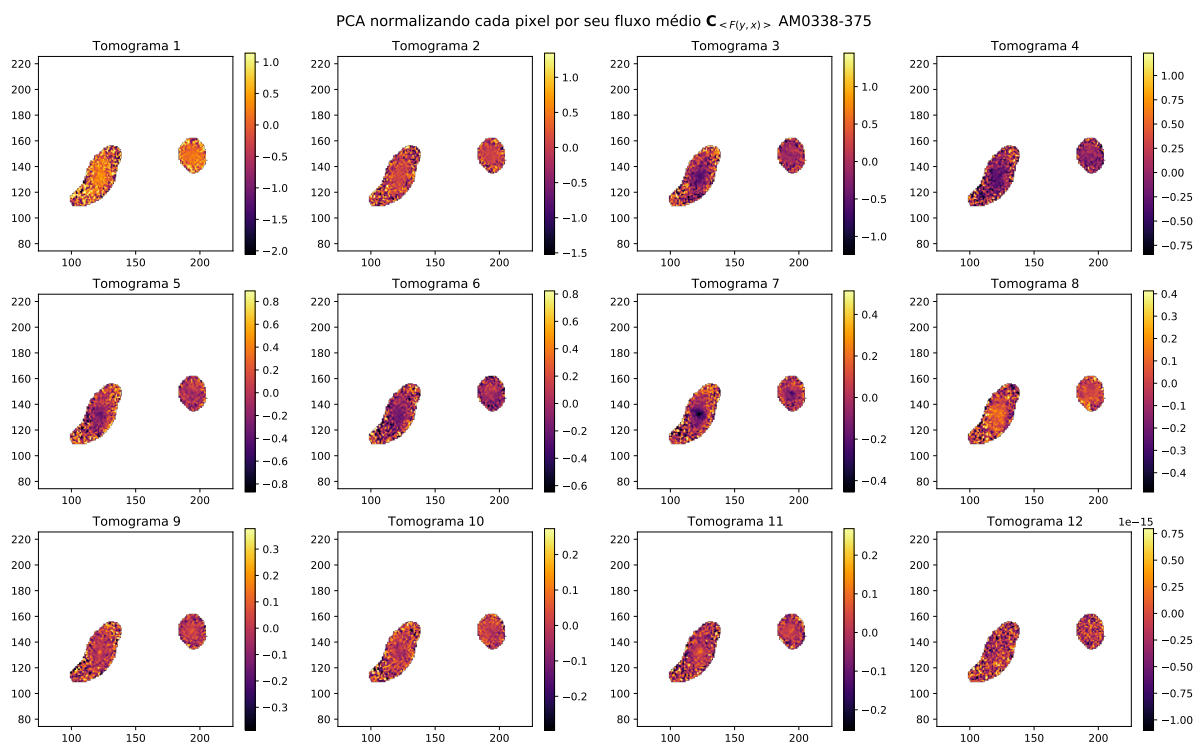


Figura A.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para AM0338-375.

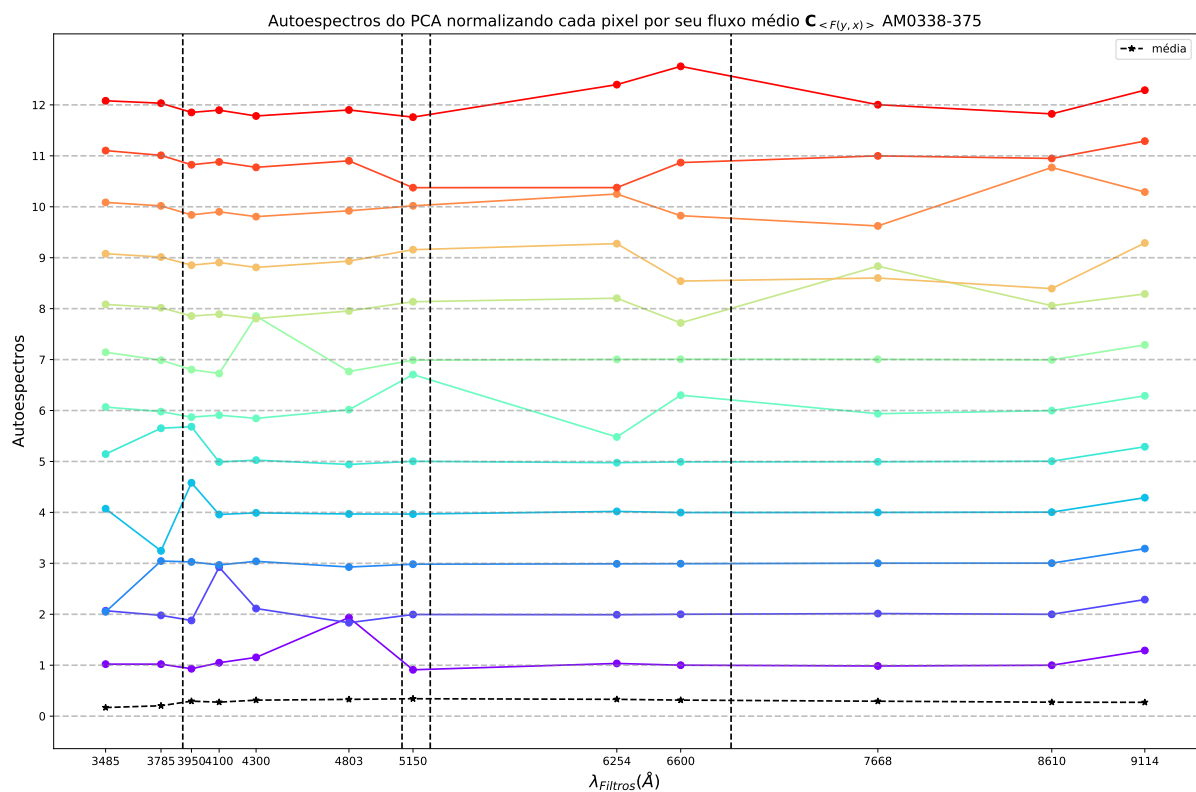


Figura A.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para AM0338-375. Detalhes assim como na Figura 18.

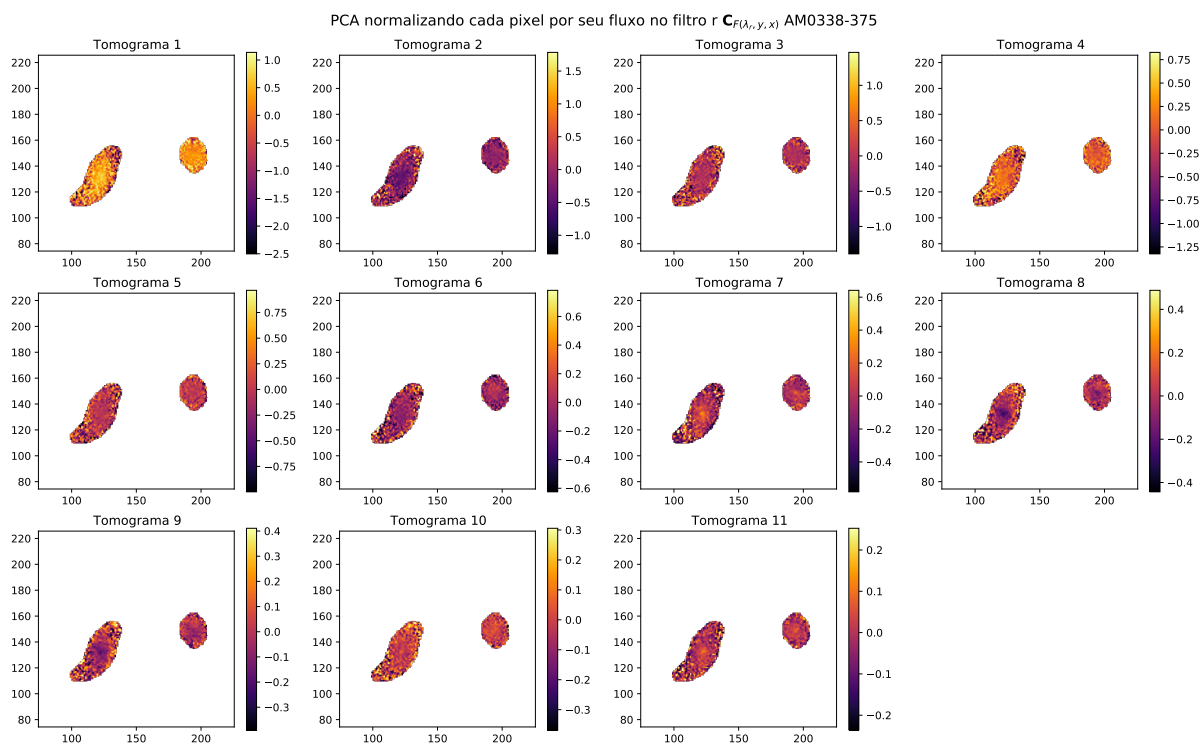


Figura A.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para AM0338-375.

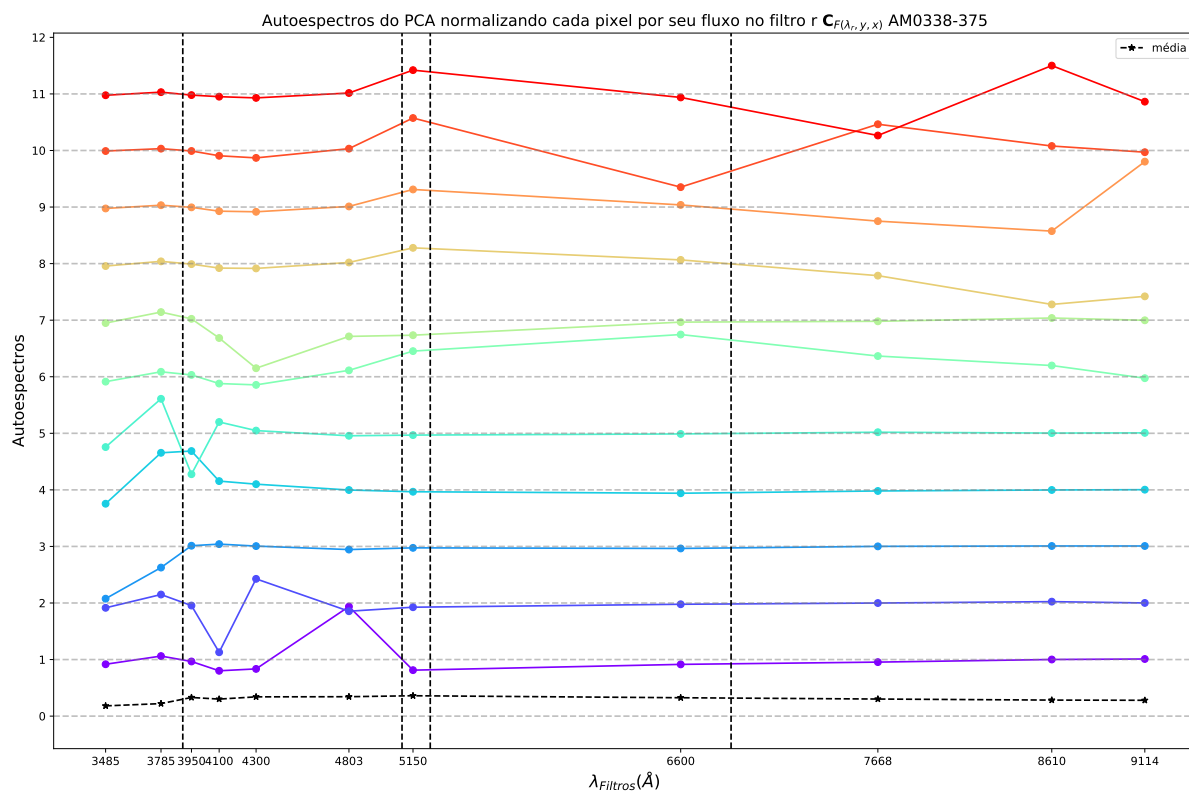


Figura A.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para AM0338-375. Detalhes assim como na Figura 18.

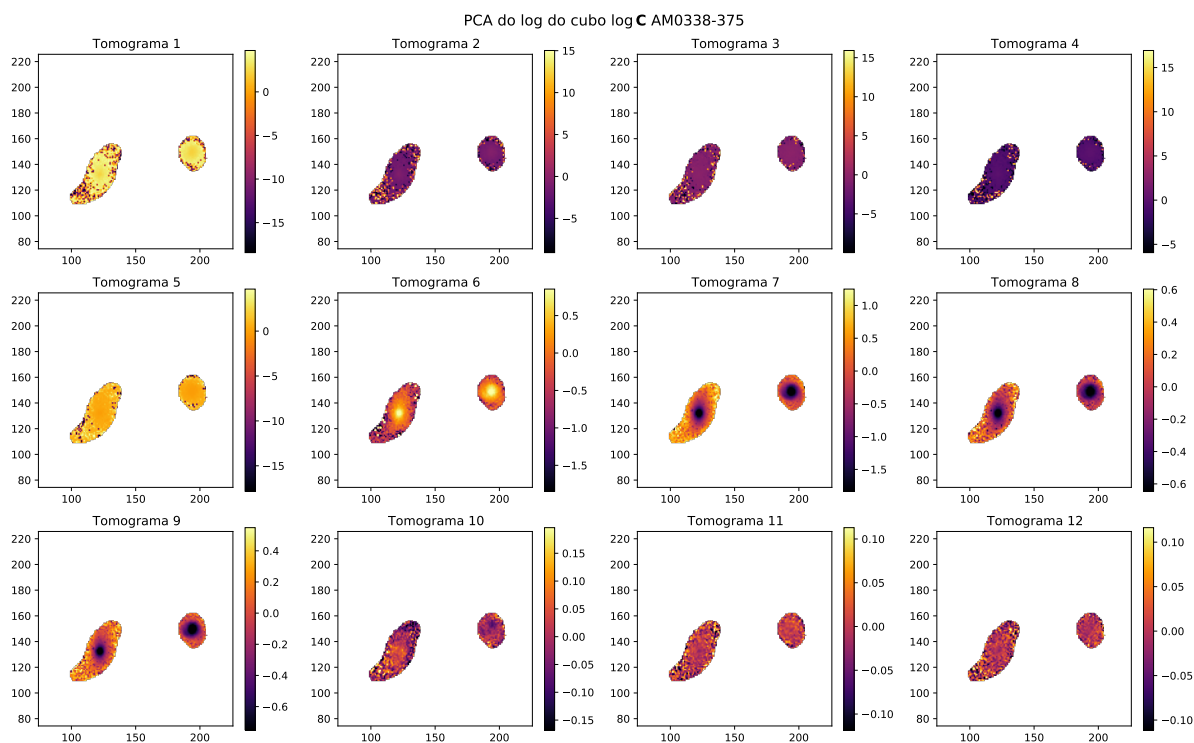


Figura A.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para AM0338-375.

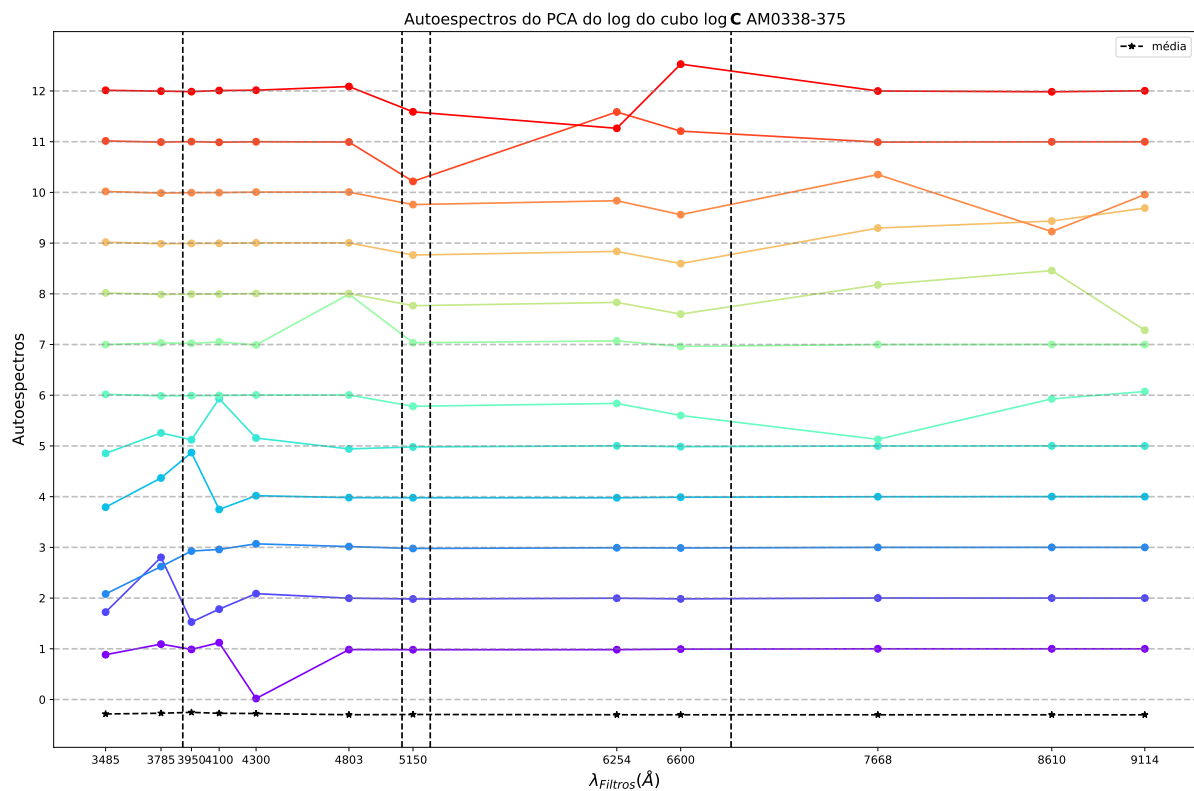


Figura A.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para AM0338-375. Detalhes assim como na Figura 18.

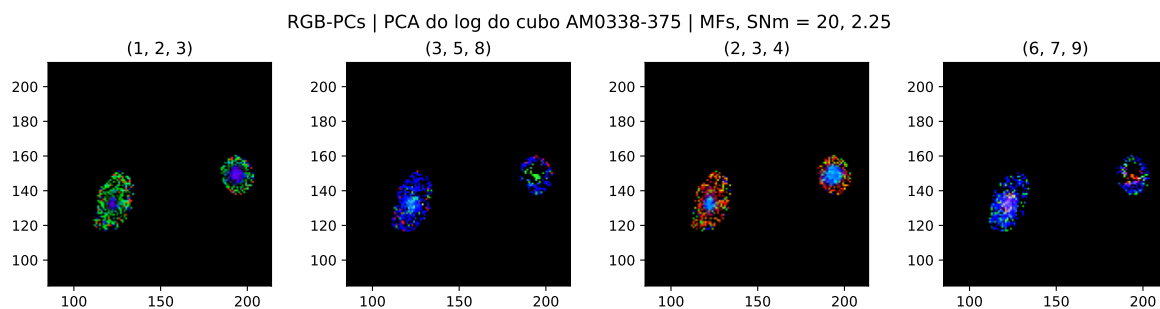


Figura A.12 – RGB do $\log C^{ext}$ para a galáxia AM0338-375. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

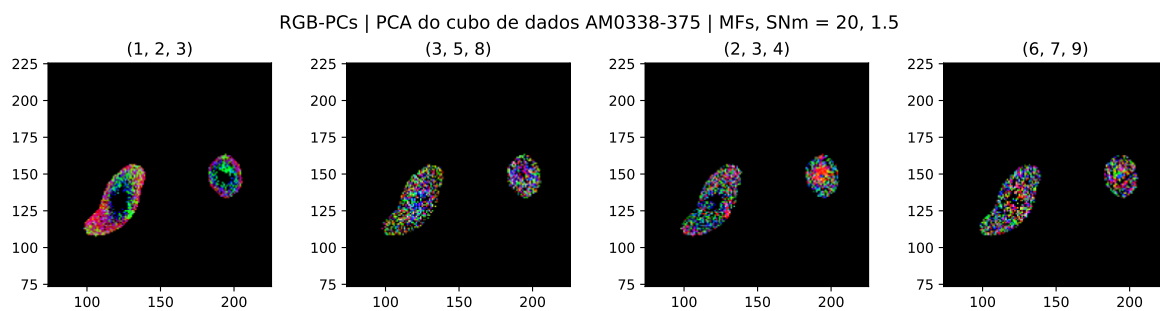


Figura A.13 – RGB do PCA de C^{ext} para a galáxia AM0338-375. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

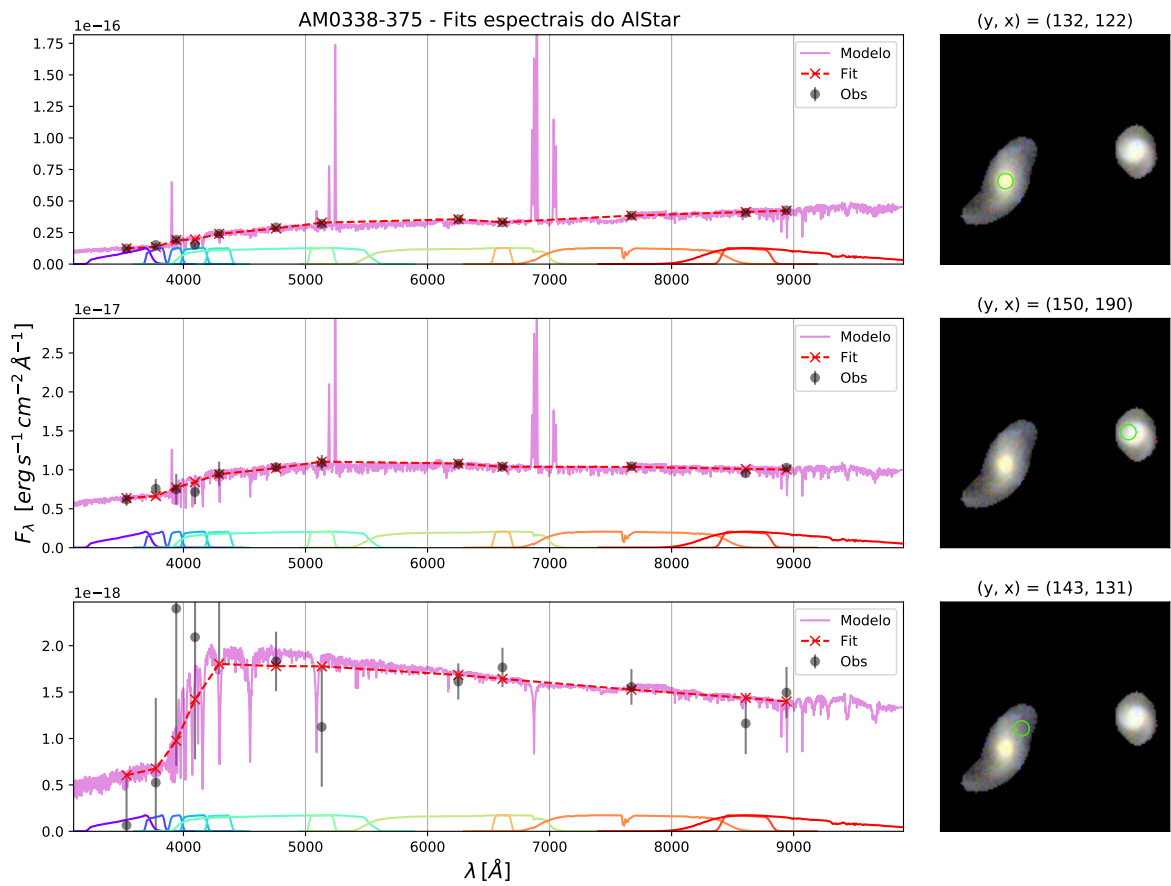


Figura A.14 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia AM0338-375. Detalhes assim como na Figura 65.

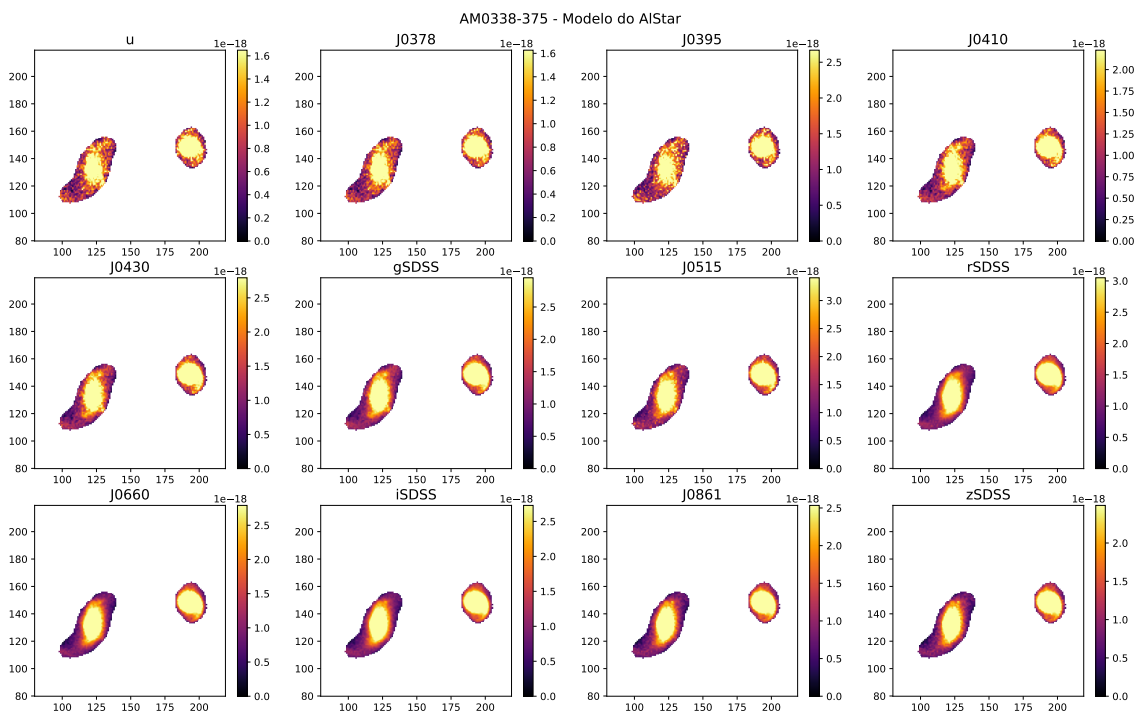


Figura A.15 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS.

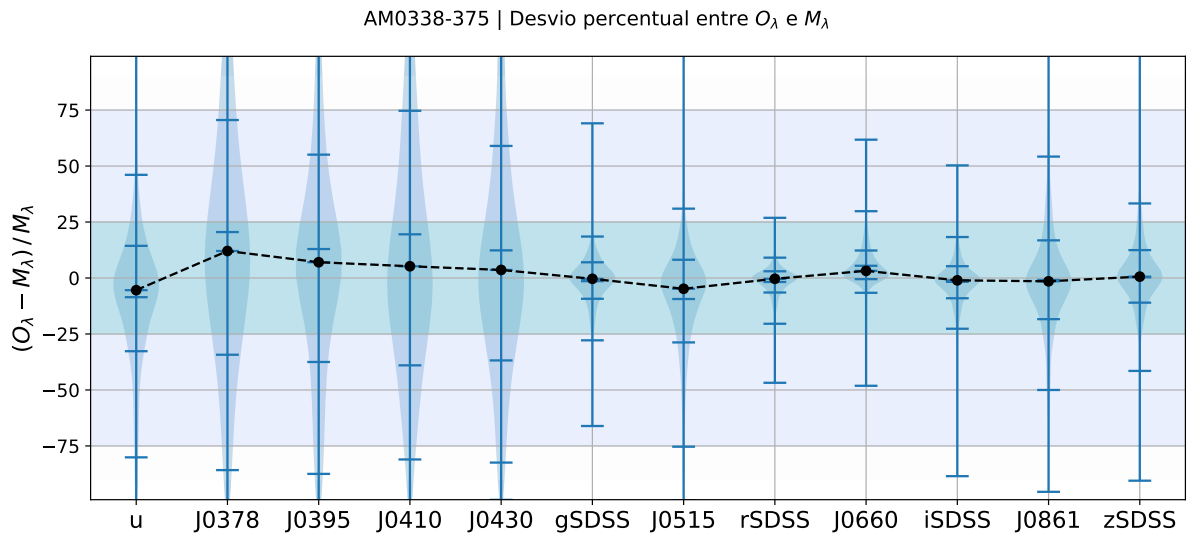


Figura A.16 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a AM0338-375. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

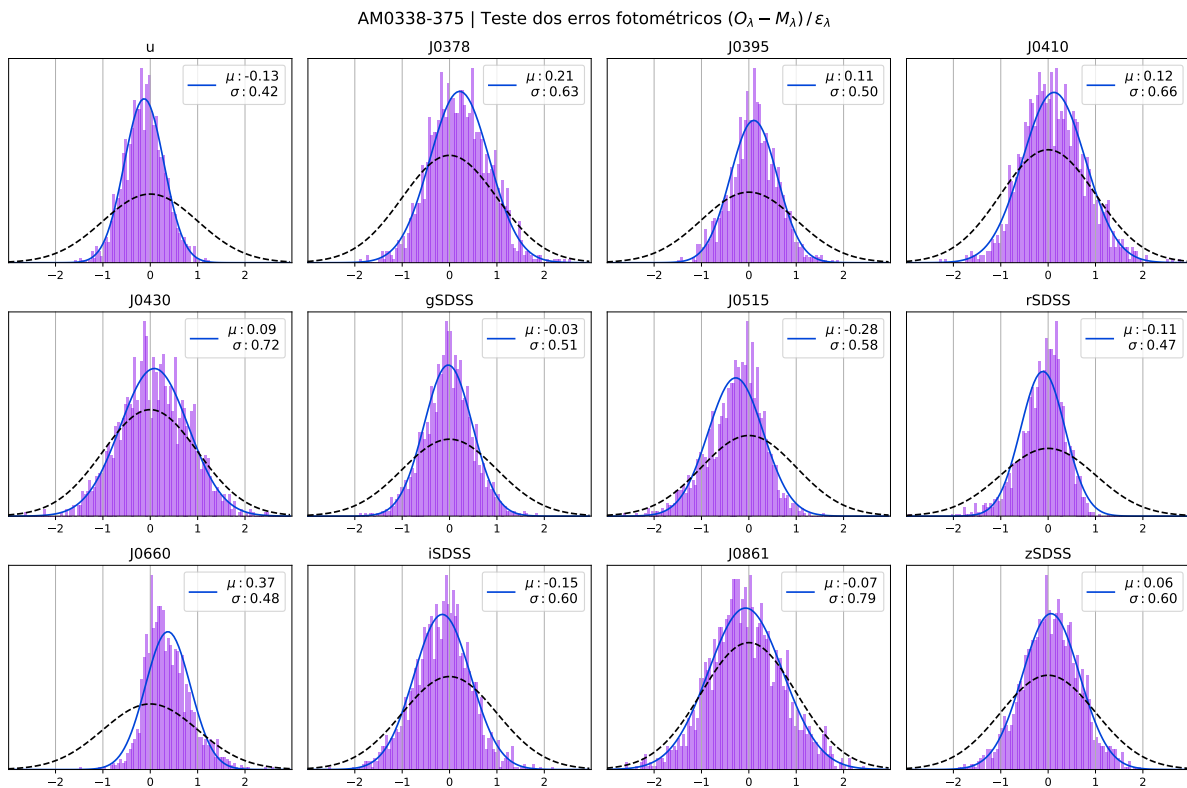


Figura A.17 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a AM0338-375. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

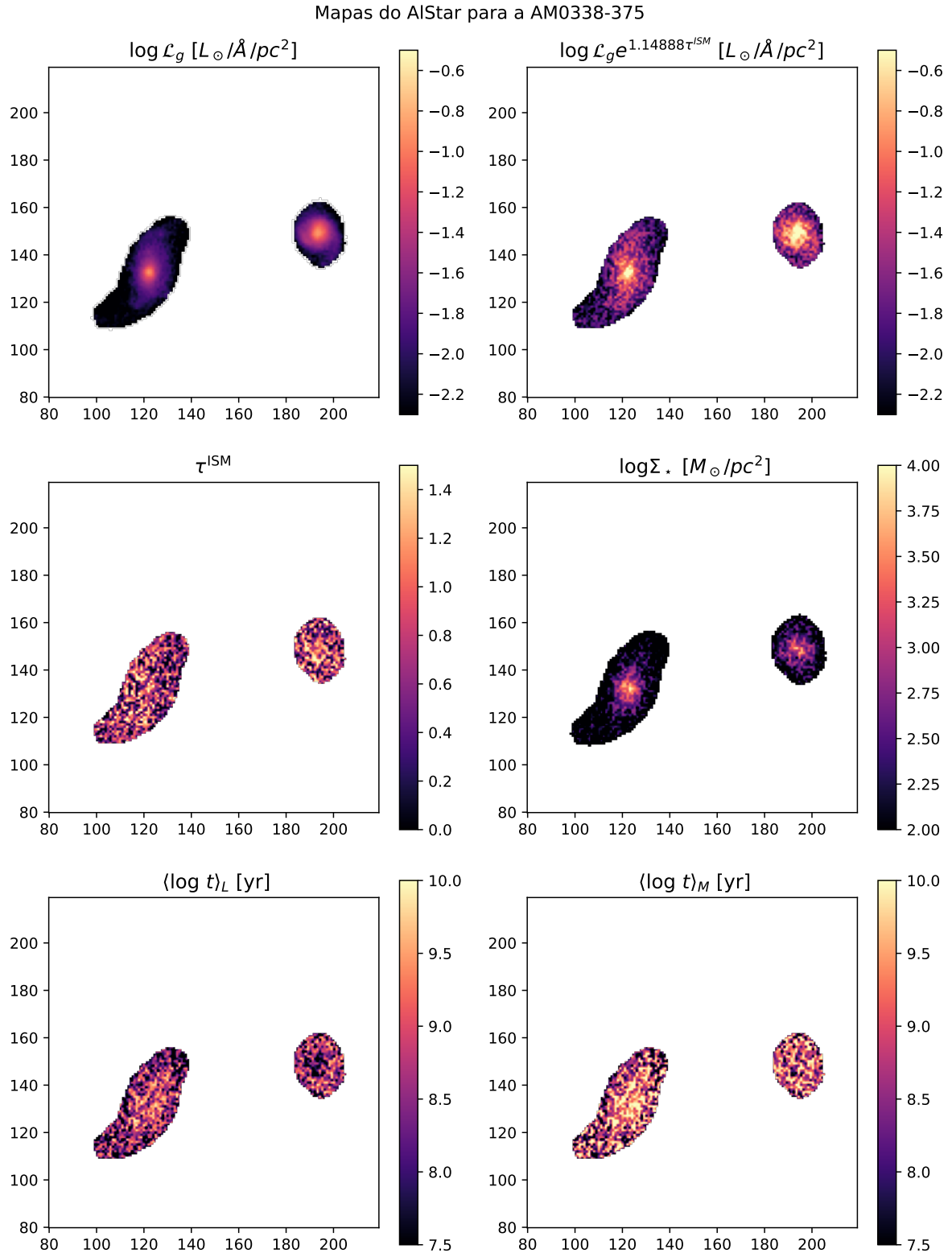


Figura A.18 – Mapas produzidos pelo AlStar para a AM0338-375: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_* , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

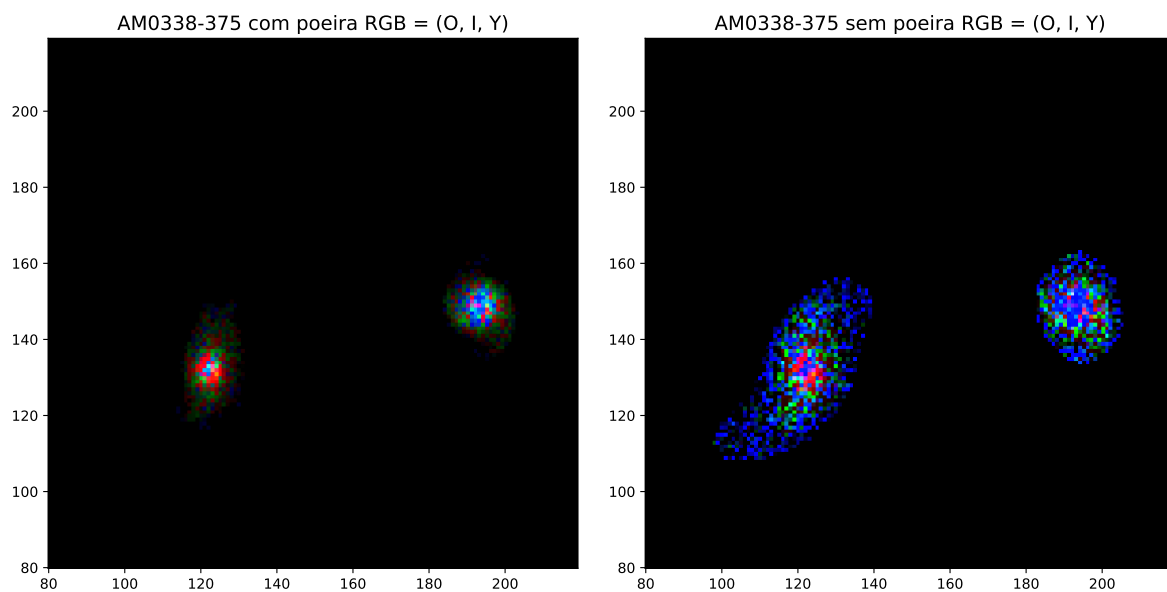


Figura A.19 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a AM0338-375.

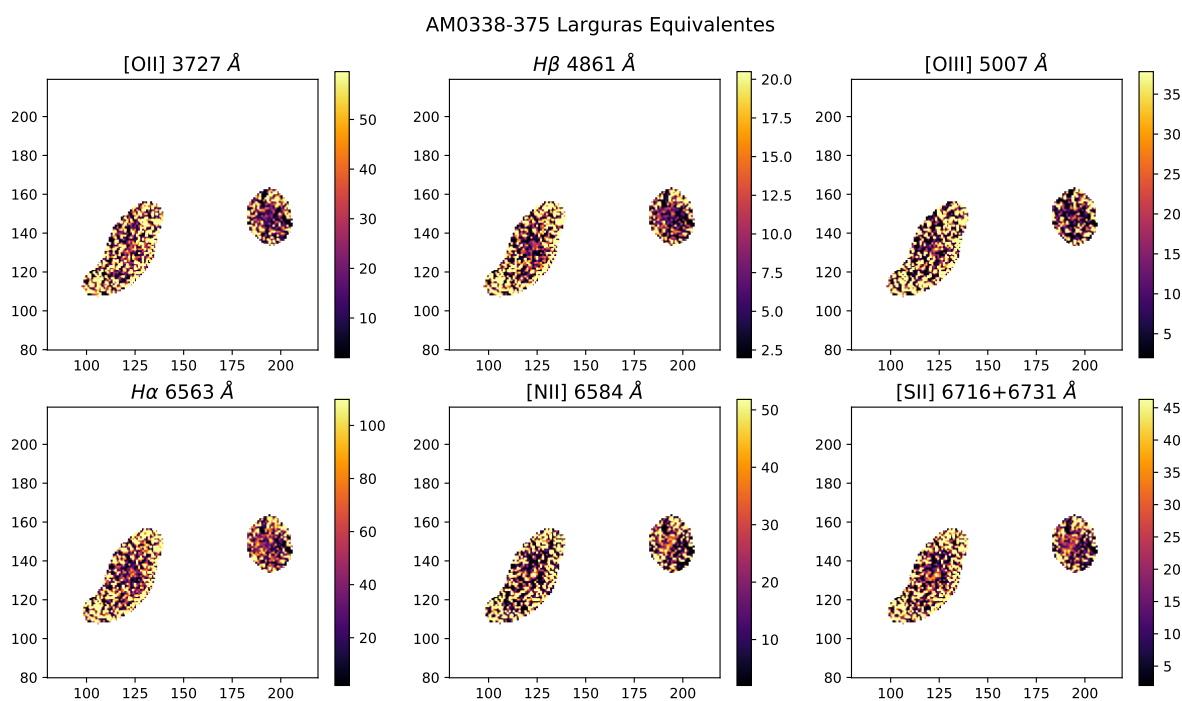


Figura A.20 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II] para a AM0338-375.

APÊNDICE B – NGC1087

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao Alstar para a galáxia NGC1087. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC1087 é uma galáxia HII do tipo morfológico SAB(rs)c, que se encontra na constelação de Cetus a uma distância de ~ 17.9 Mpc com um redshift de ~ 0.00506 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

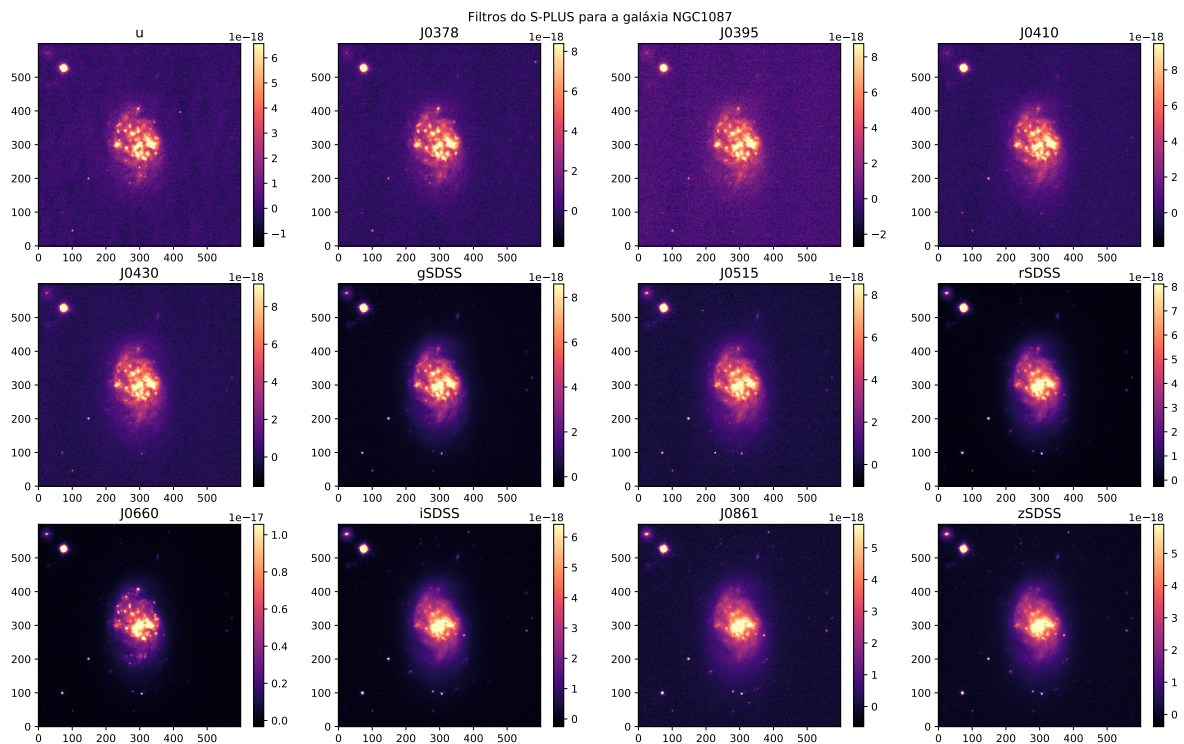


Figura B.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1087, sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

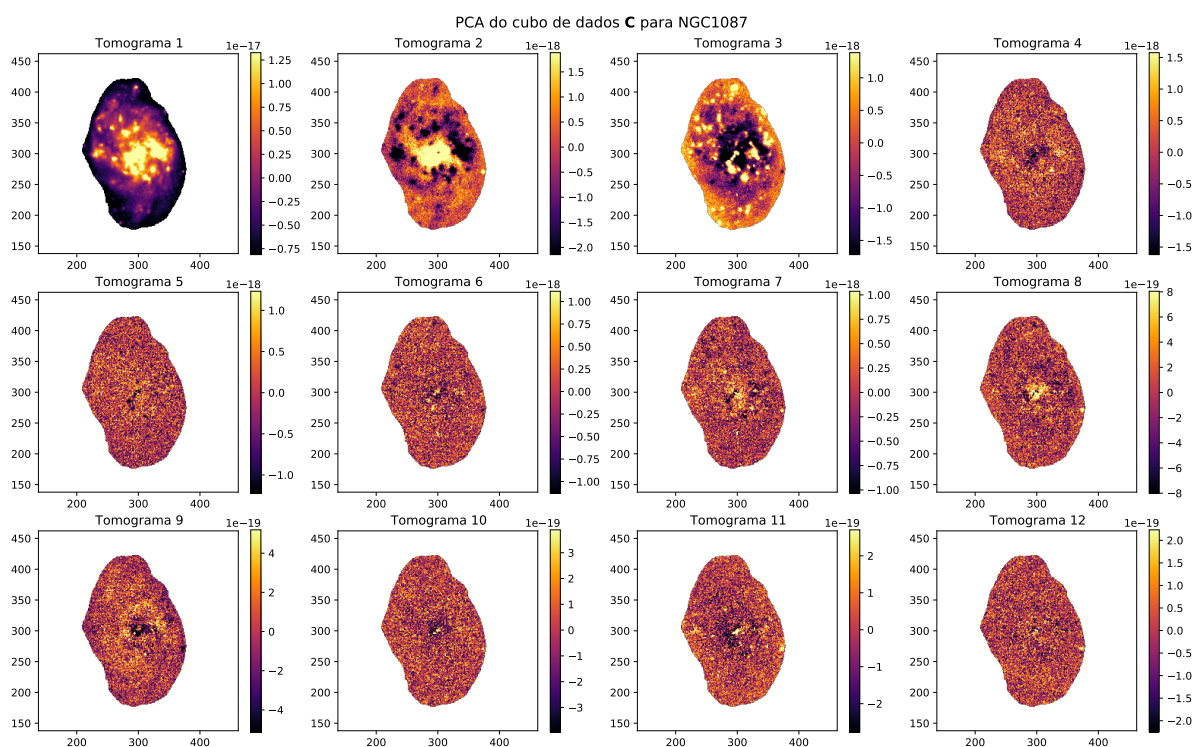


Figura B.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1087.

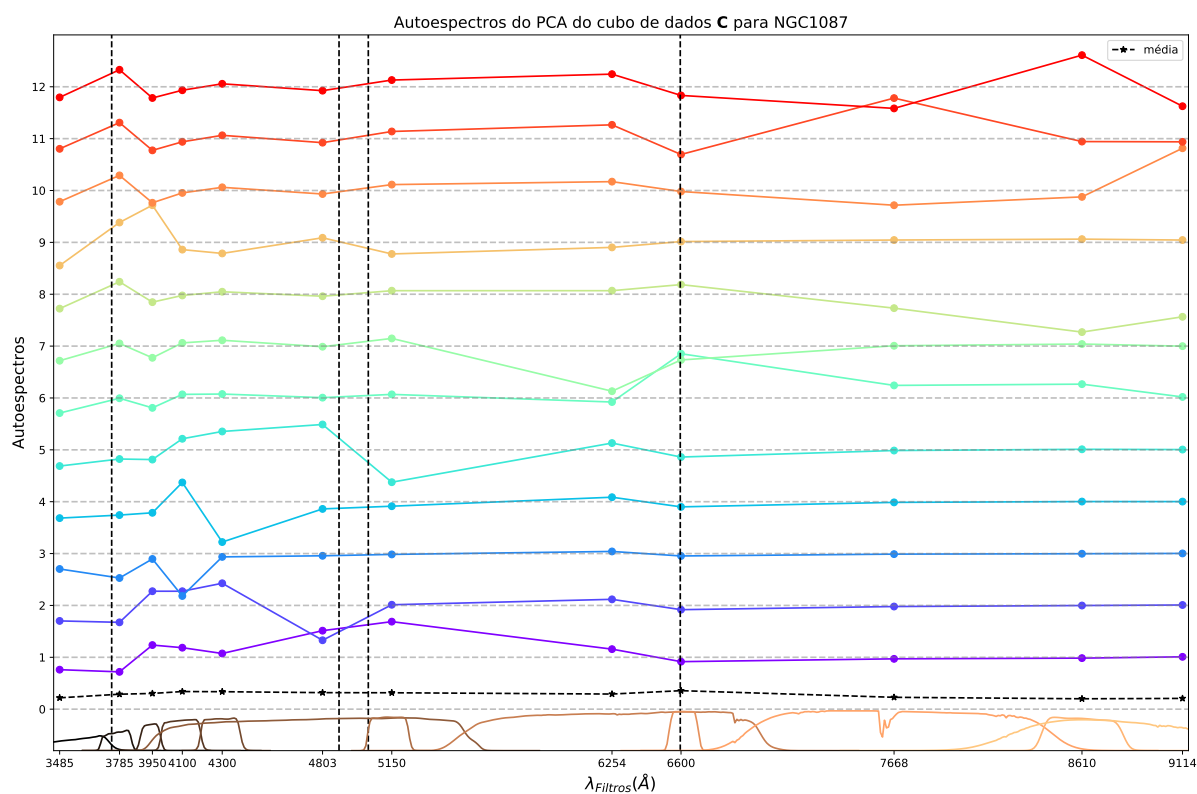


Figura B.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

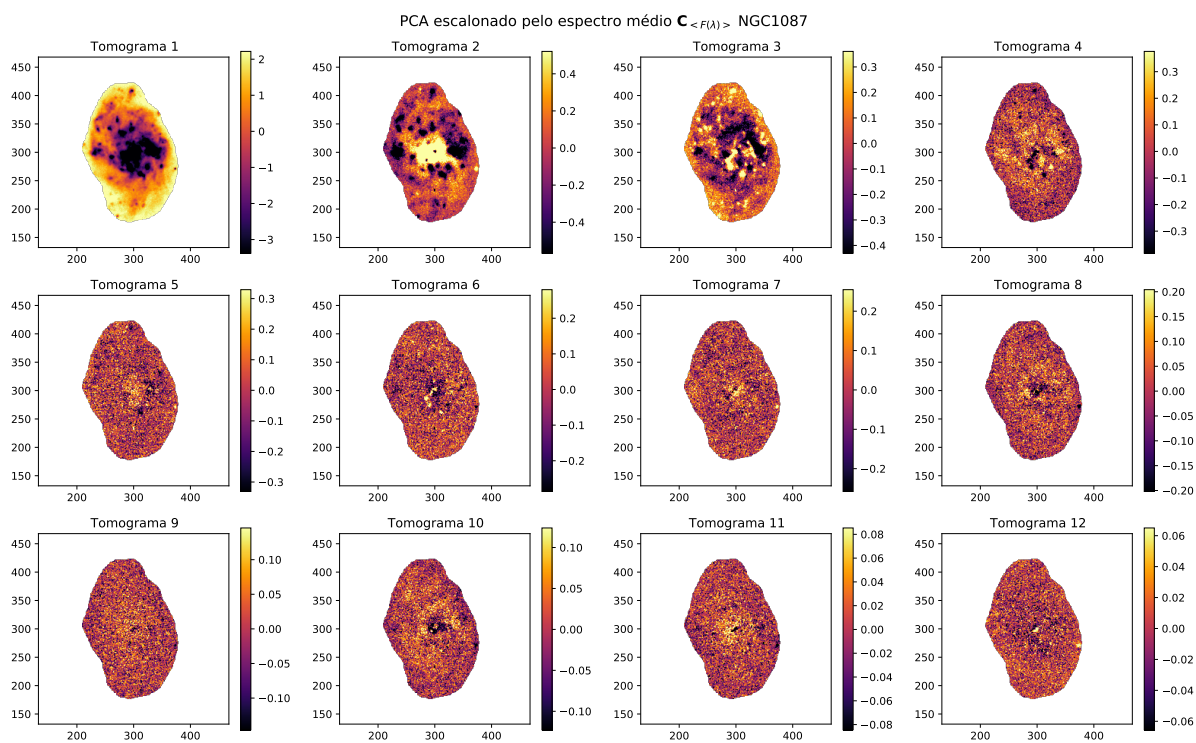


Figura B.4 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1087.

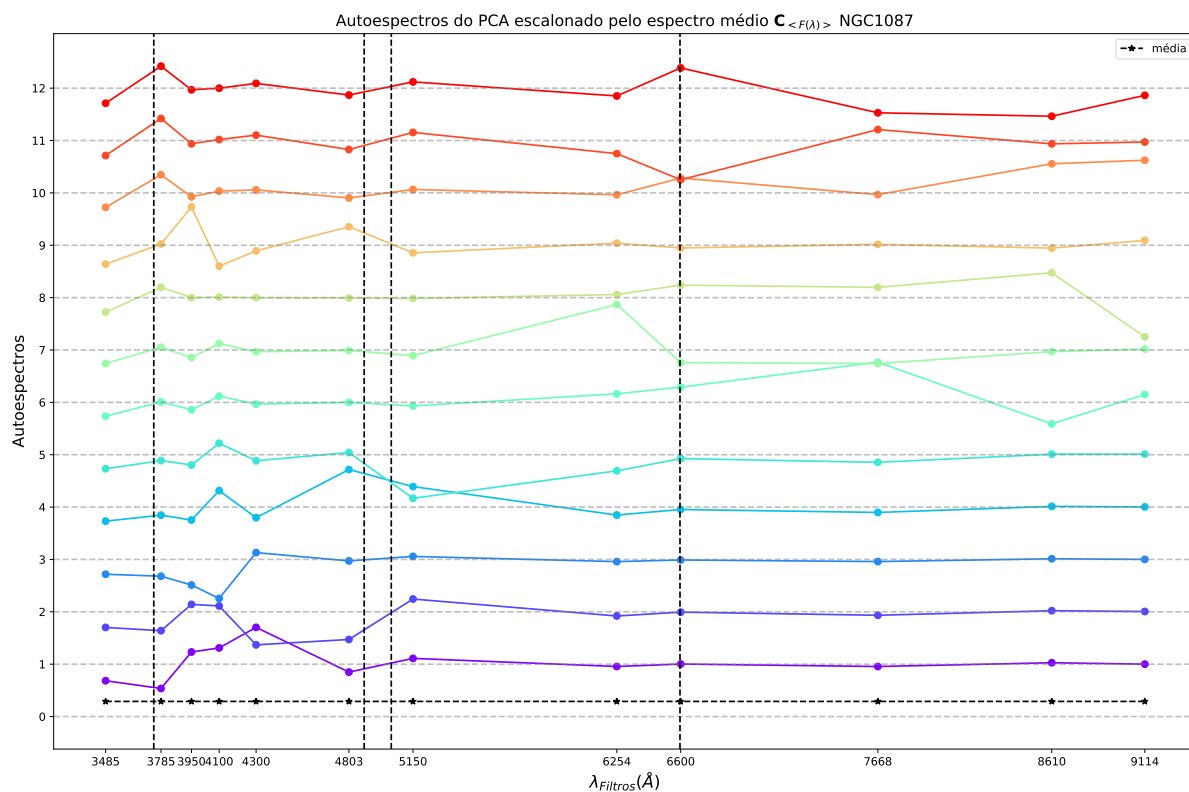


Figura B.5 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

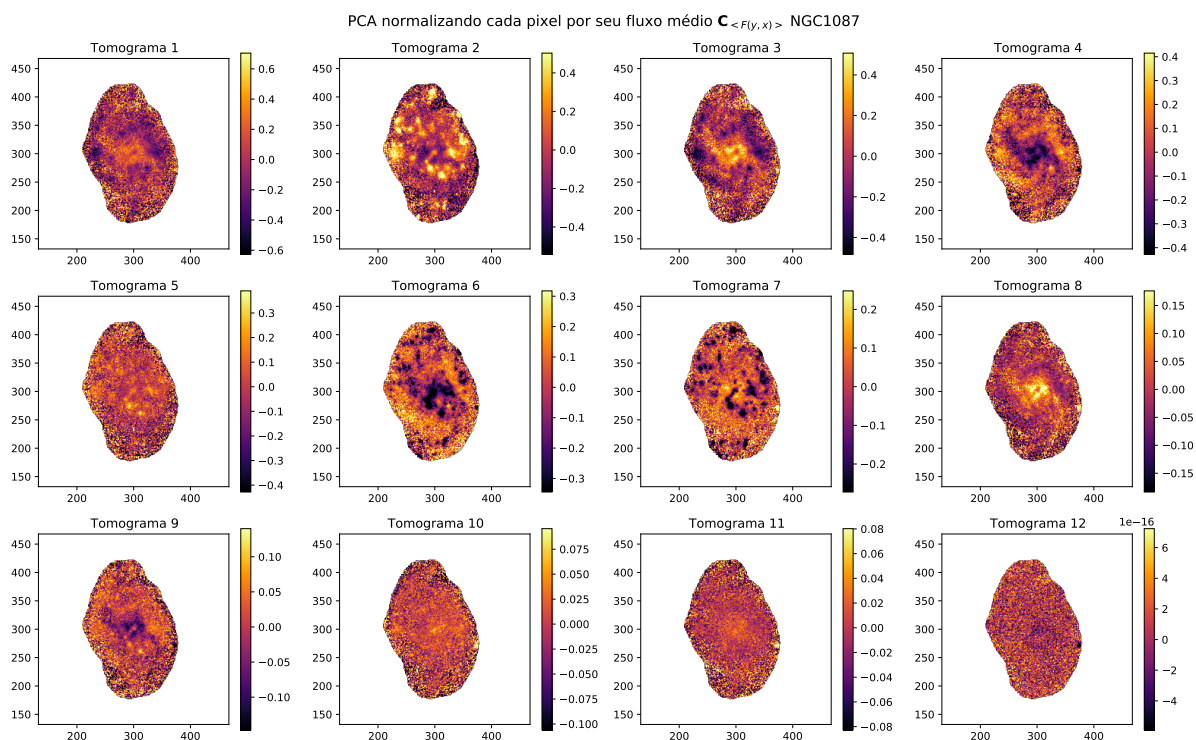


Figura B.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1087.

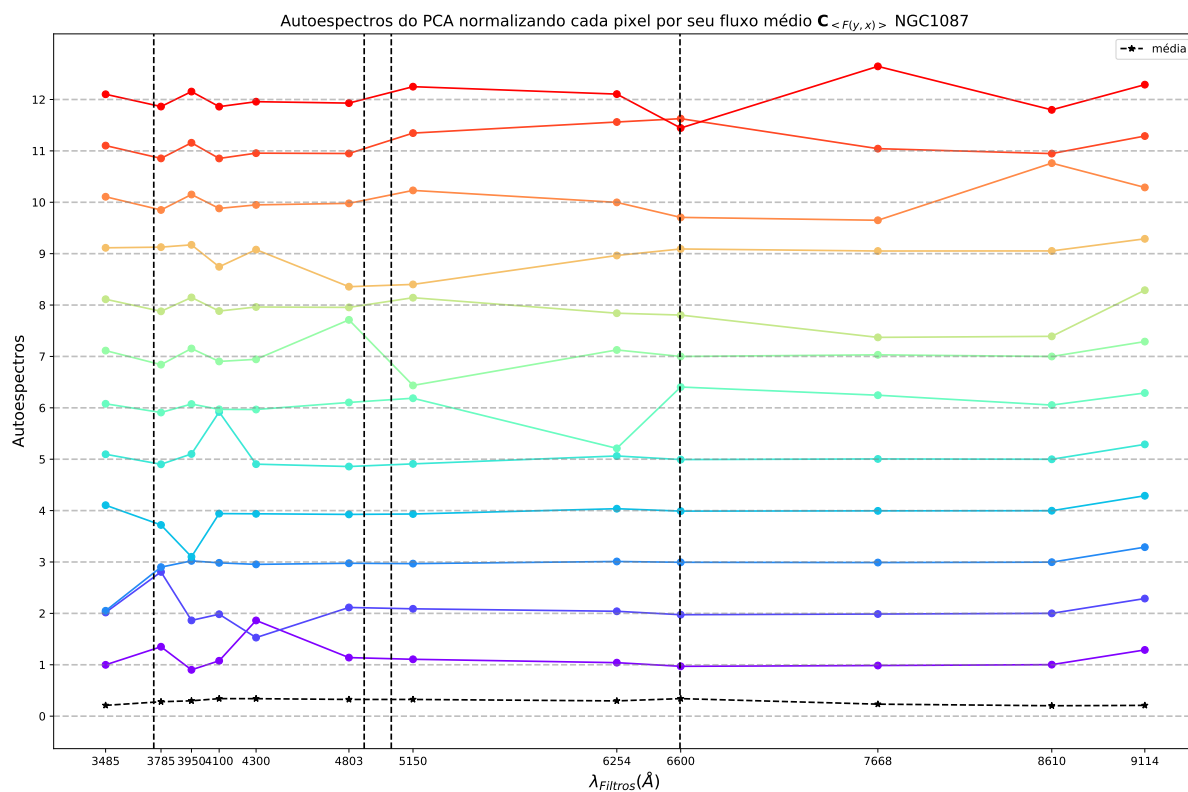


Figura B.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

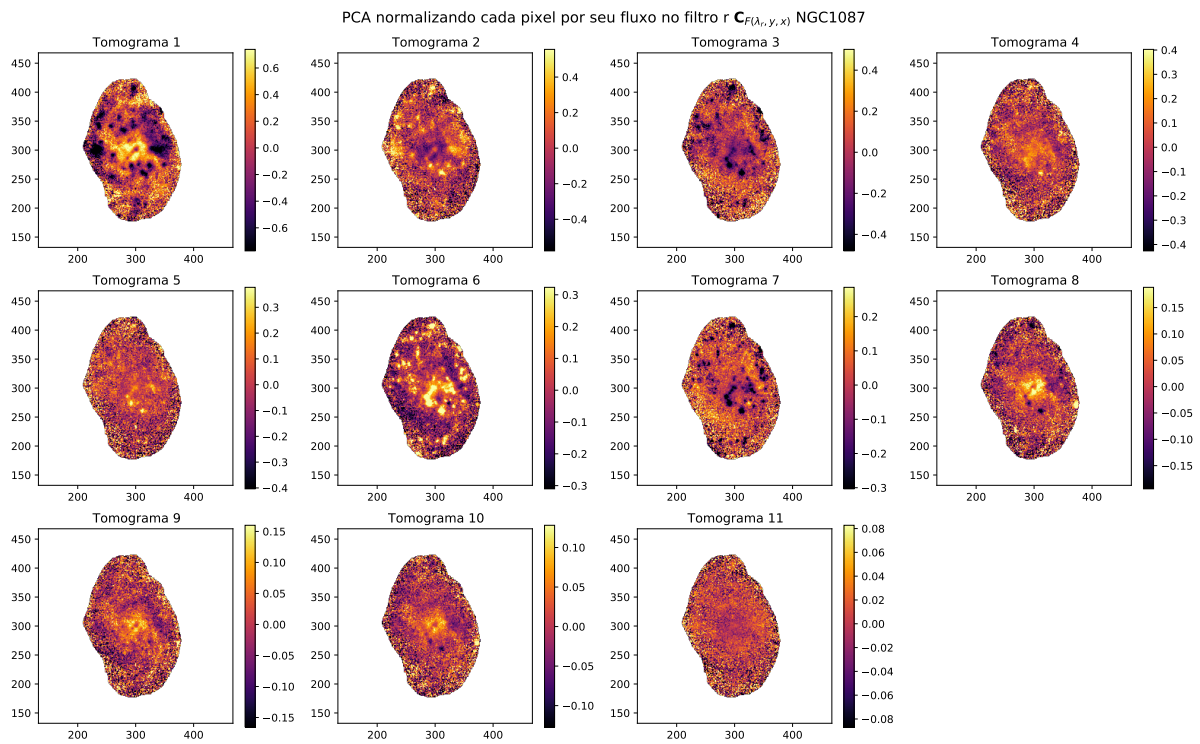


Figura B.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1087.

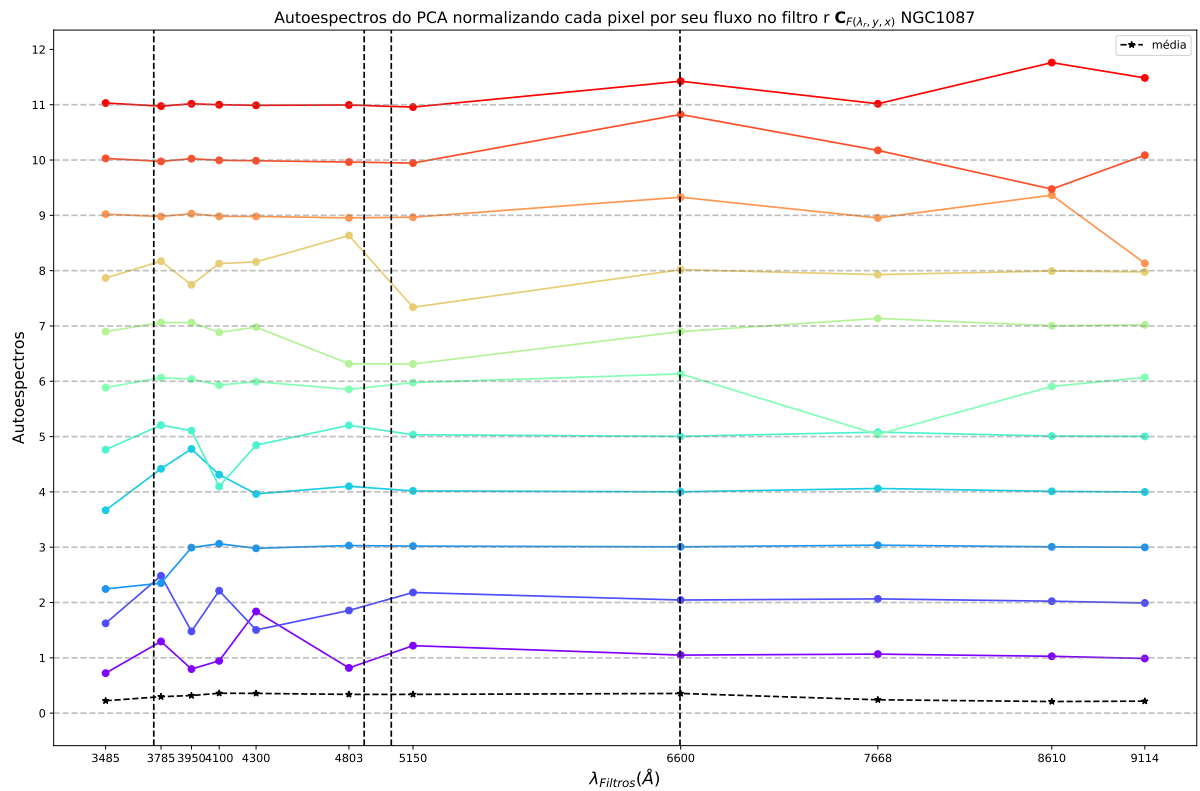


Figura B.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

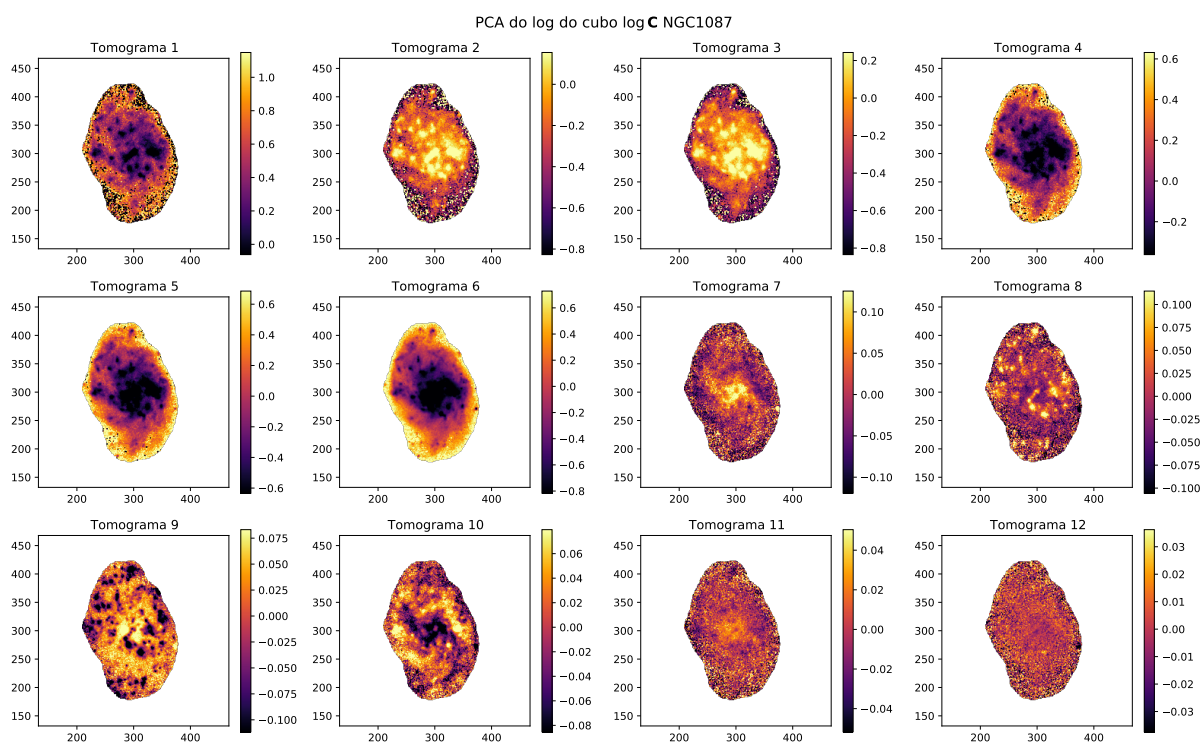


Figura B.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1087.

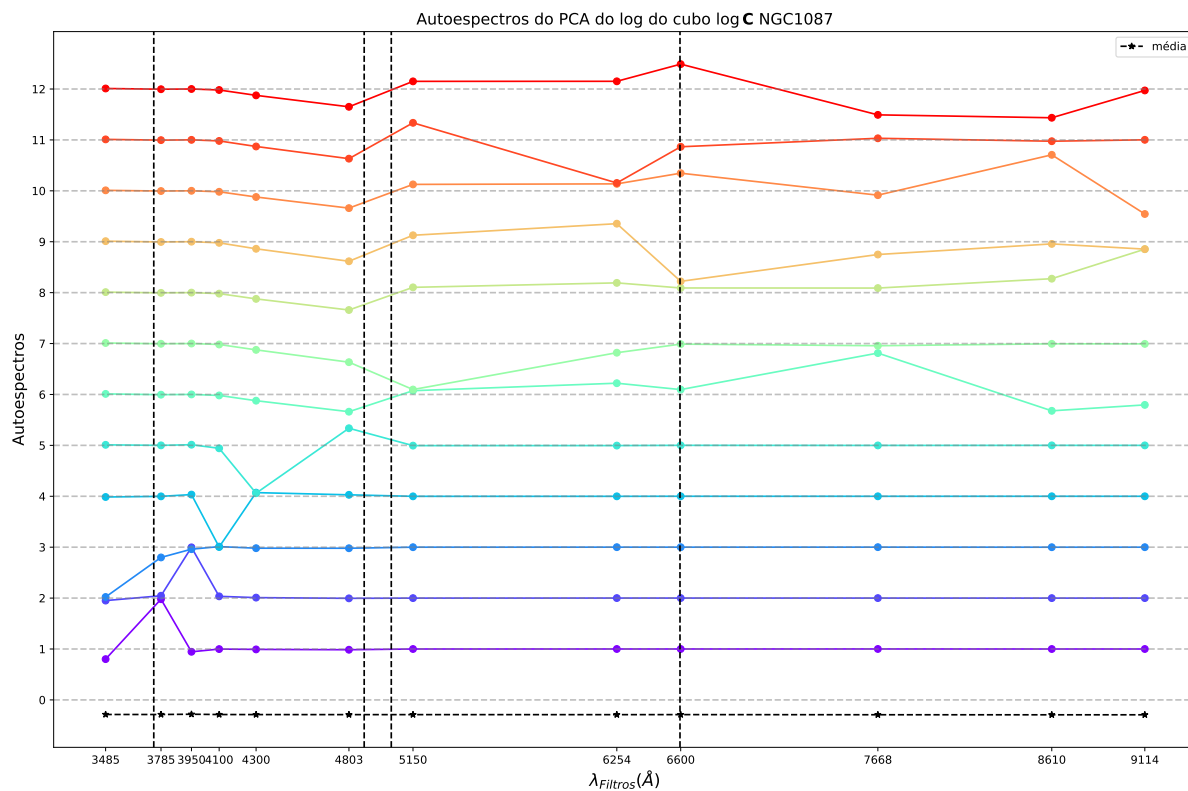


Figura B.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1087. Detalhes assim como na Figura 18.

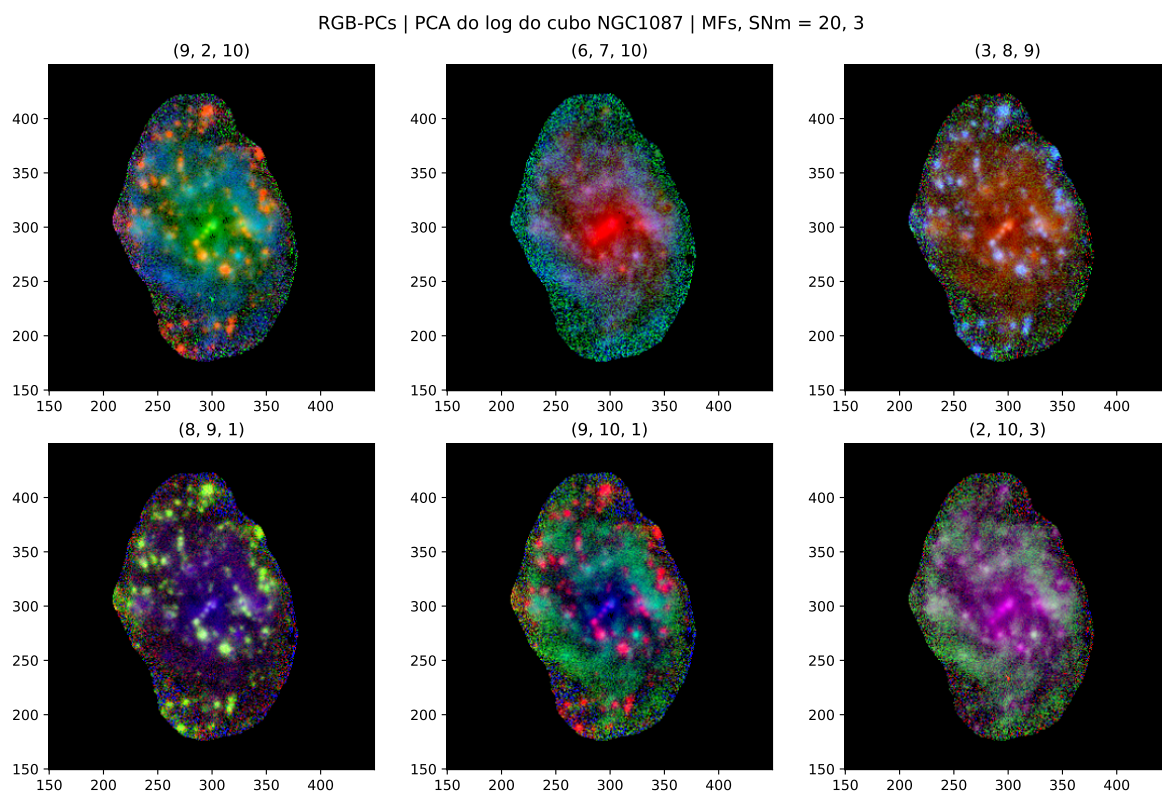


Figura B.12 – RGB do log C para a galáxia NGC1087. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

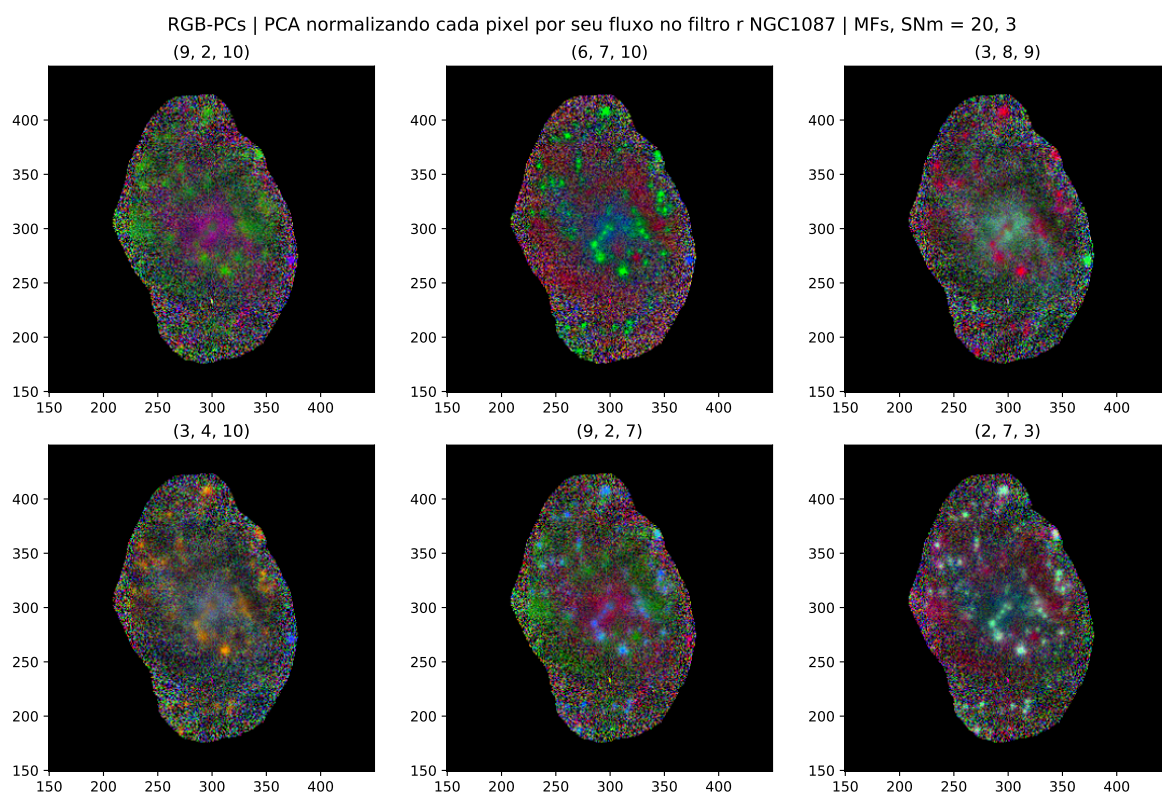


Figura B.13 – RGB do $C_{F(\lambda_r, y, x)}$ para a galáxia NGC1087. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

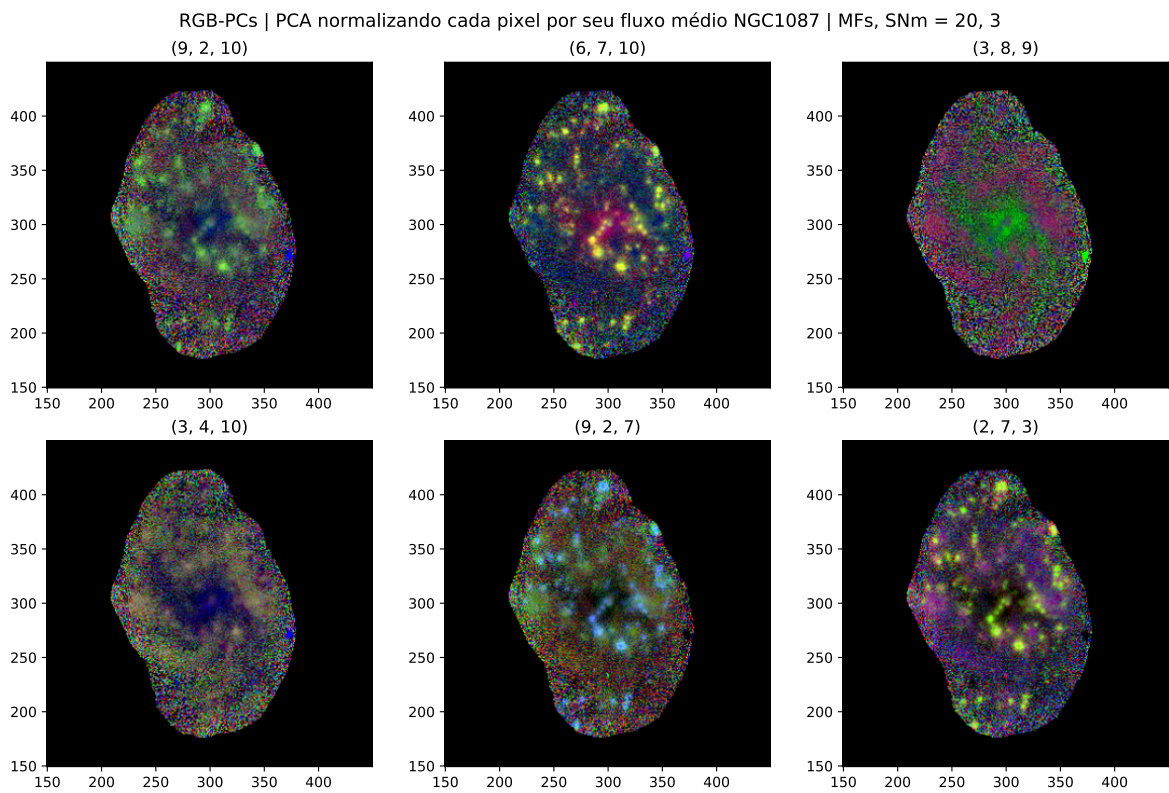


Figura B.14 – RGB do $C_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1087. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

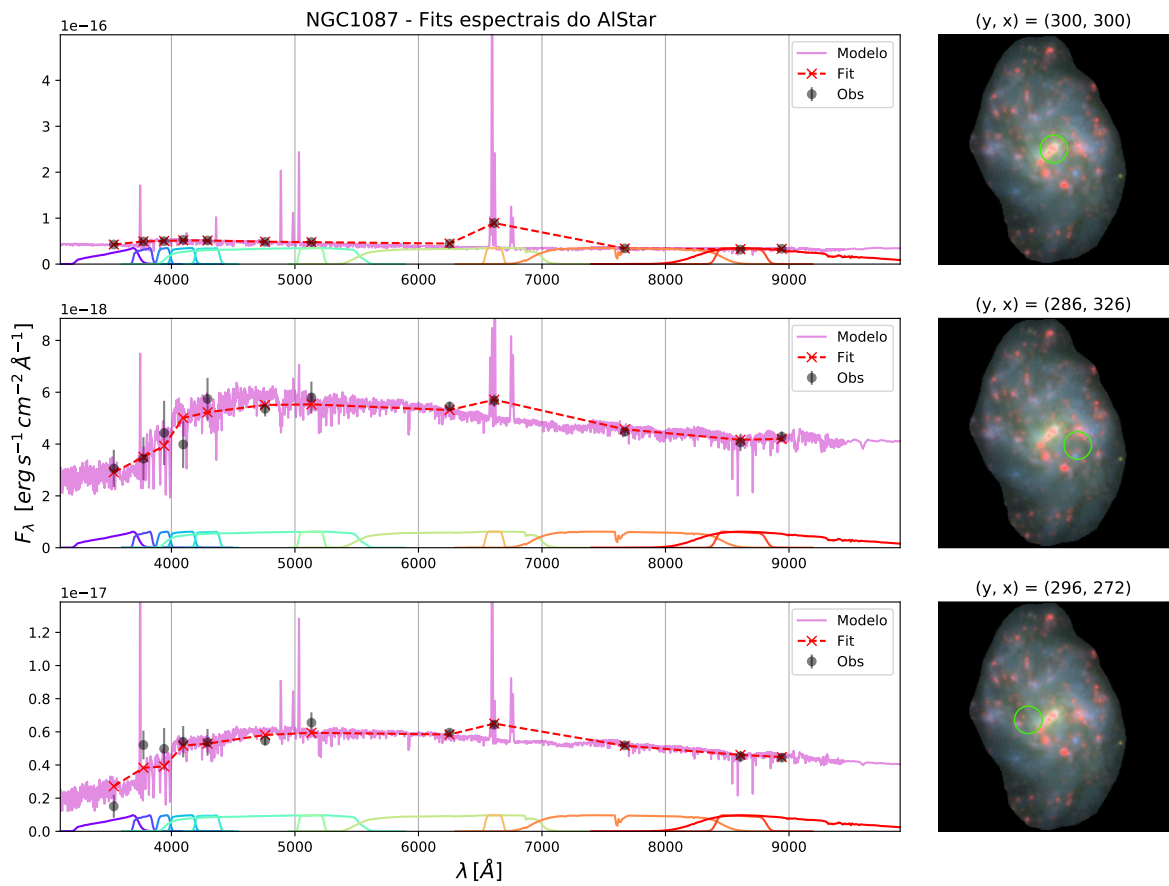


Figura B.15 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC1087. Detalhes assim como na Figura 65.

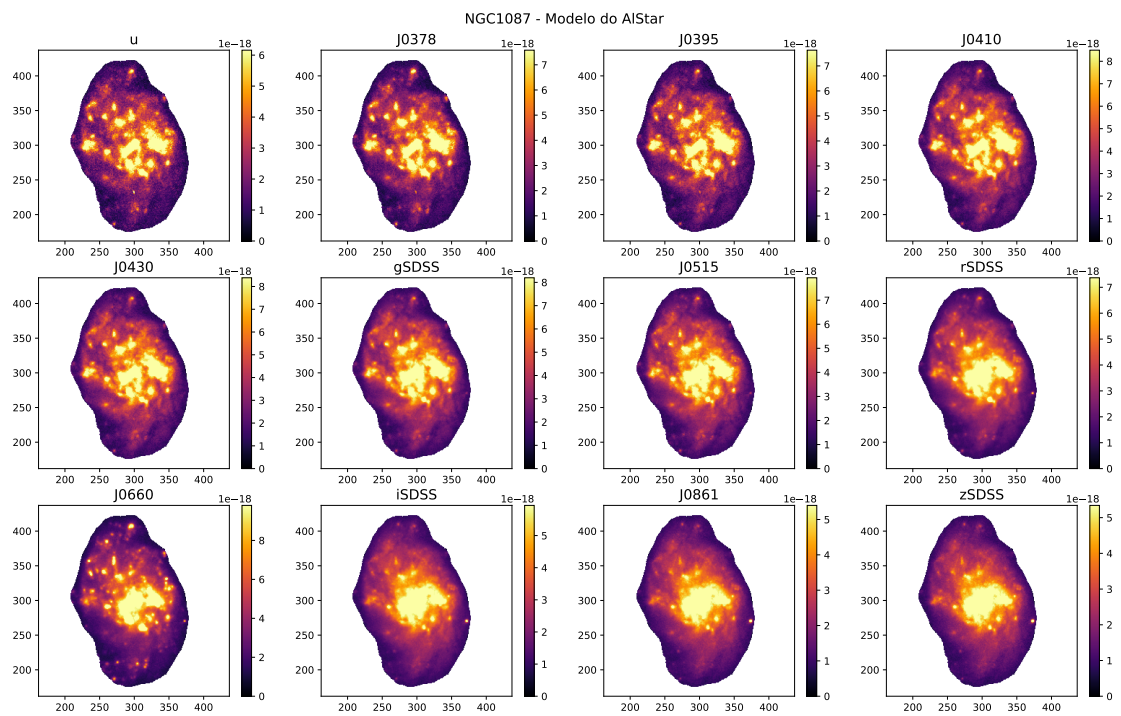


Figura B.16 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1087.

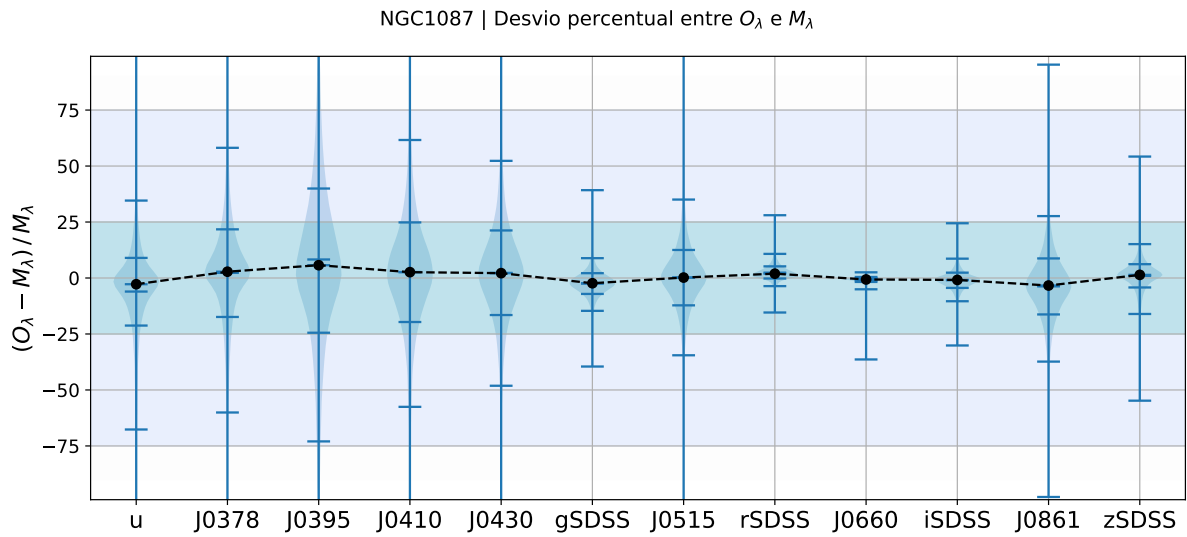


Figura B.17 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC1087. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

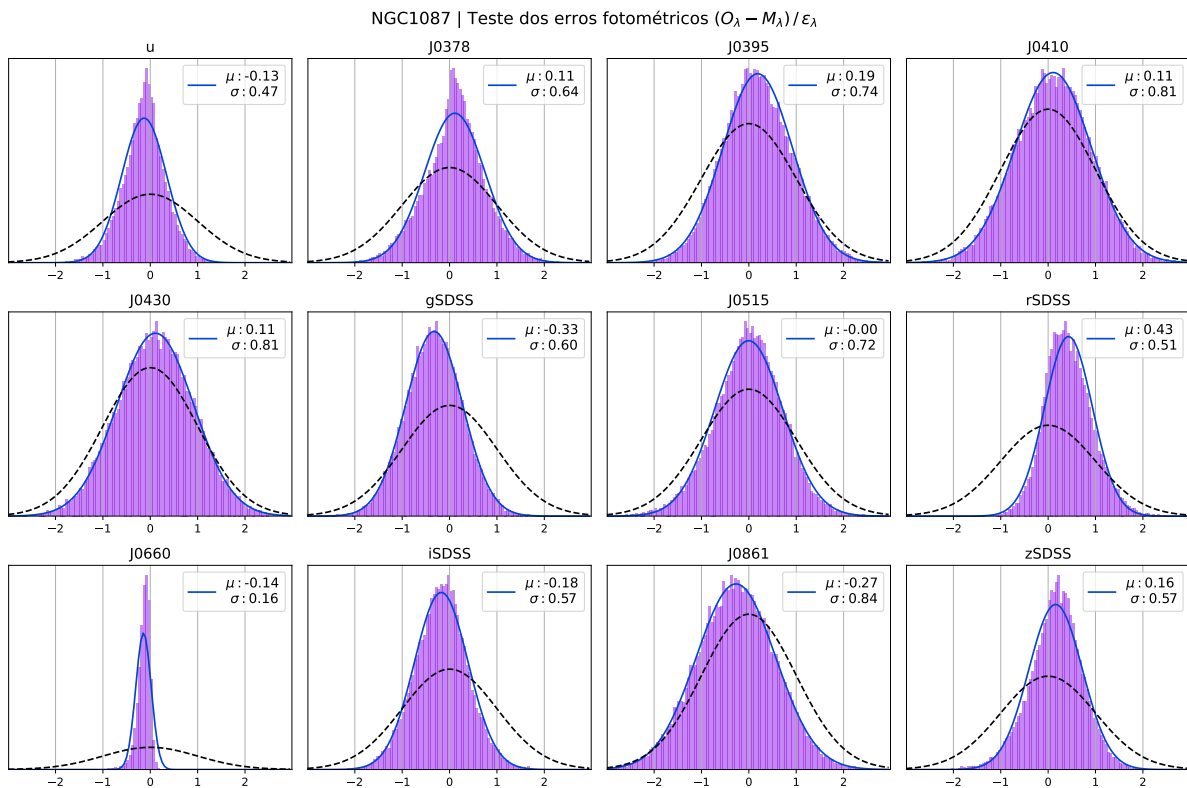


Figura B.18 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC1087. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

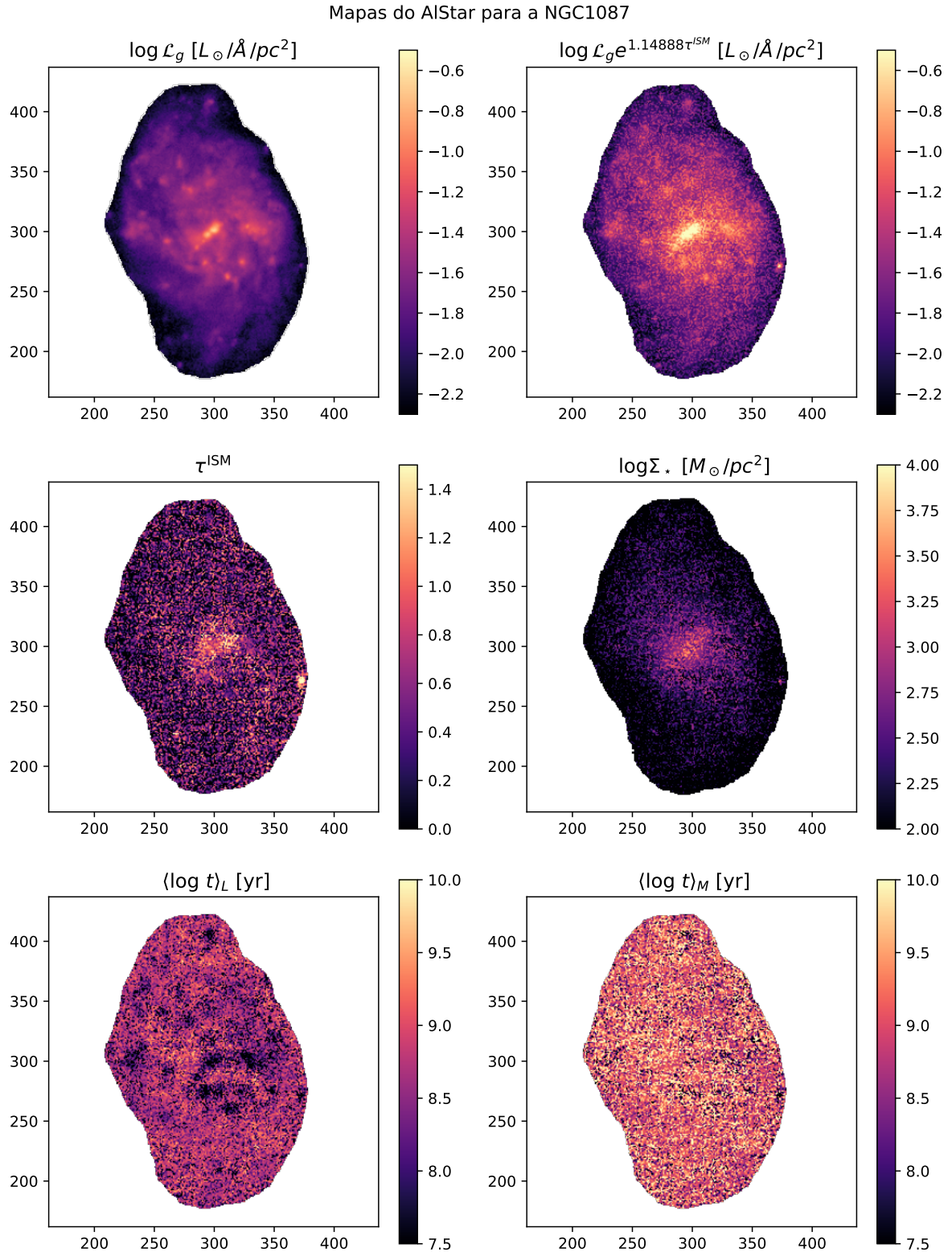


Figura B.19 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1087: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

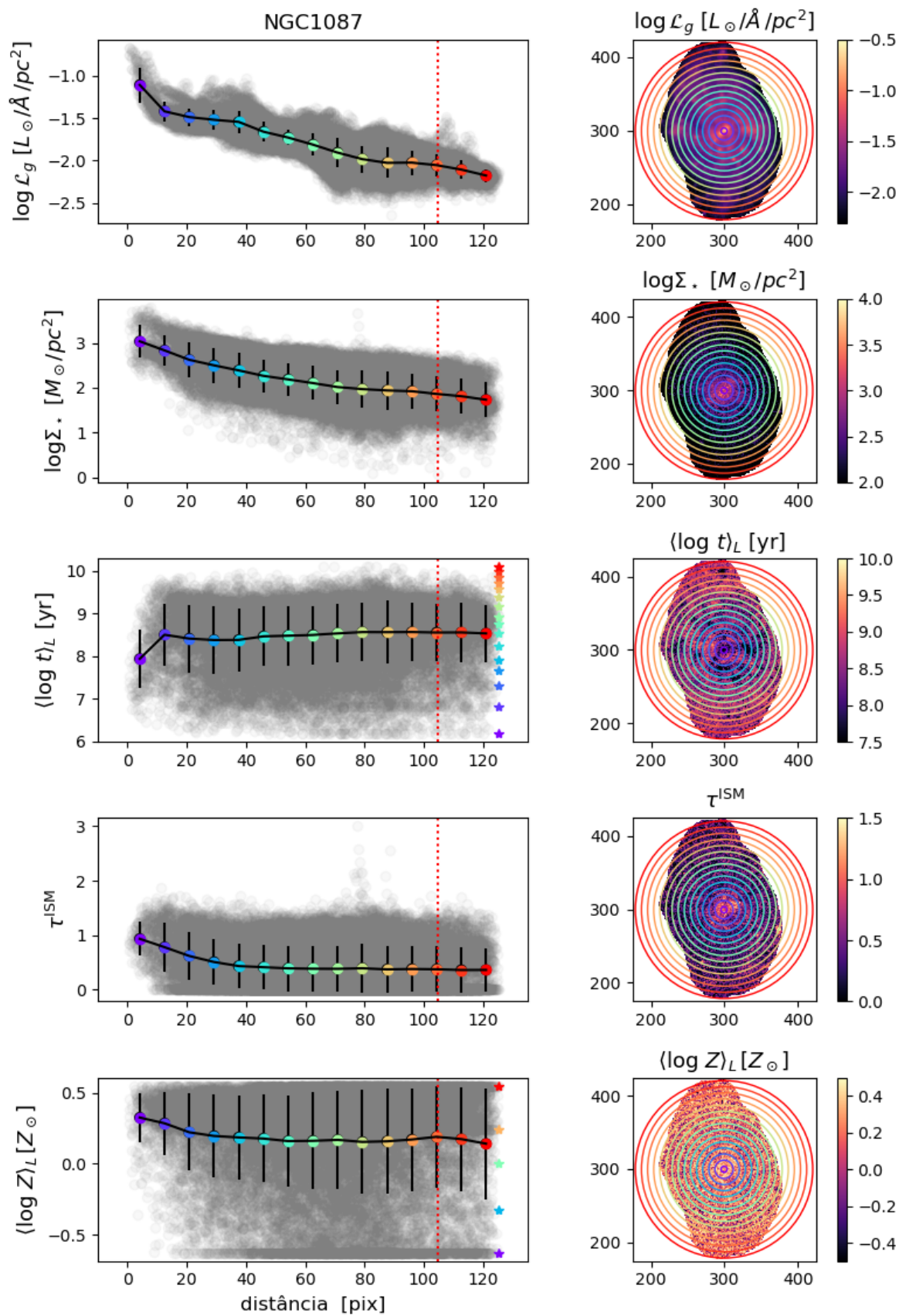


Figura B.20 – Perfis radiais para a NGC1087. A linha pontilhada em vermelho indica a distância (projetadas) de 5kpc ao núcleo.

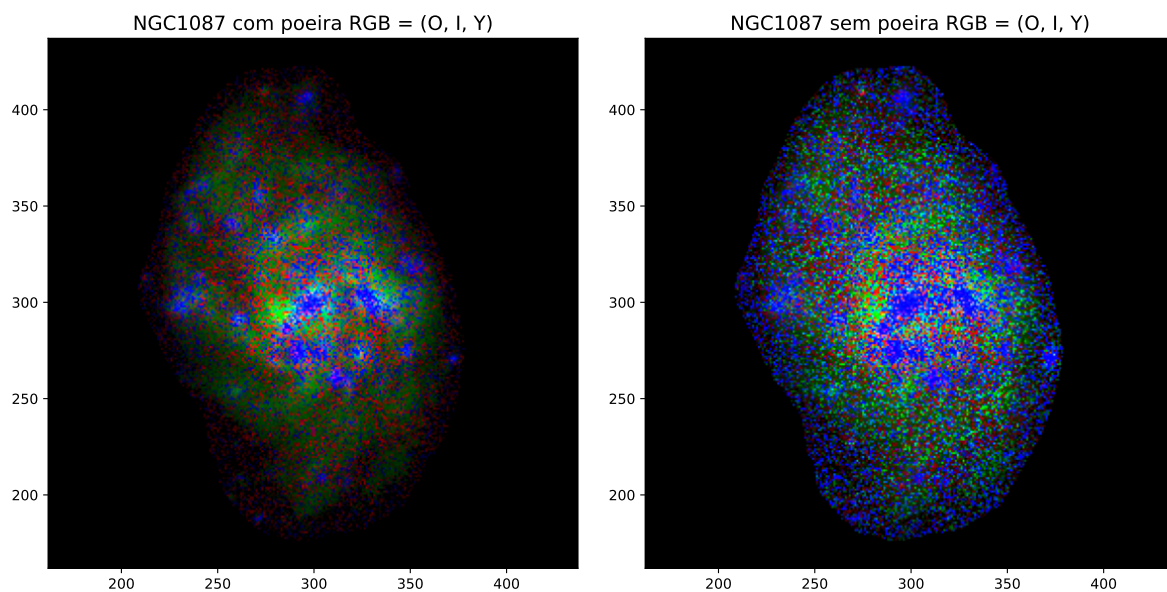


Figura B.21 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC1087.

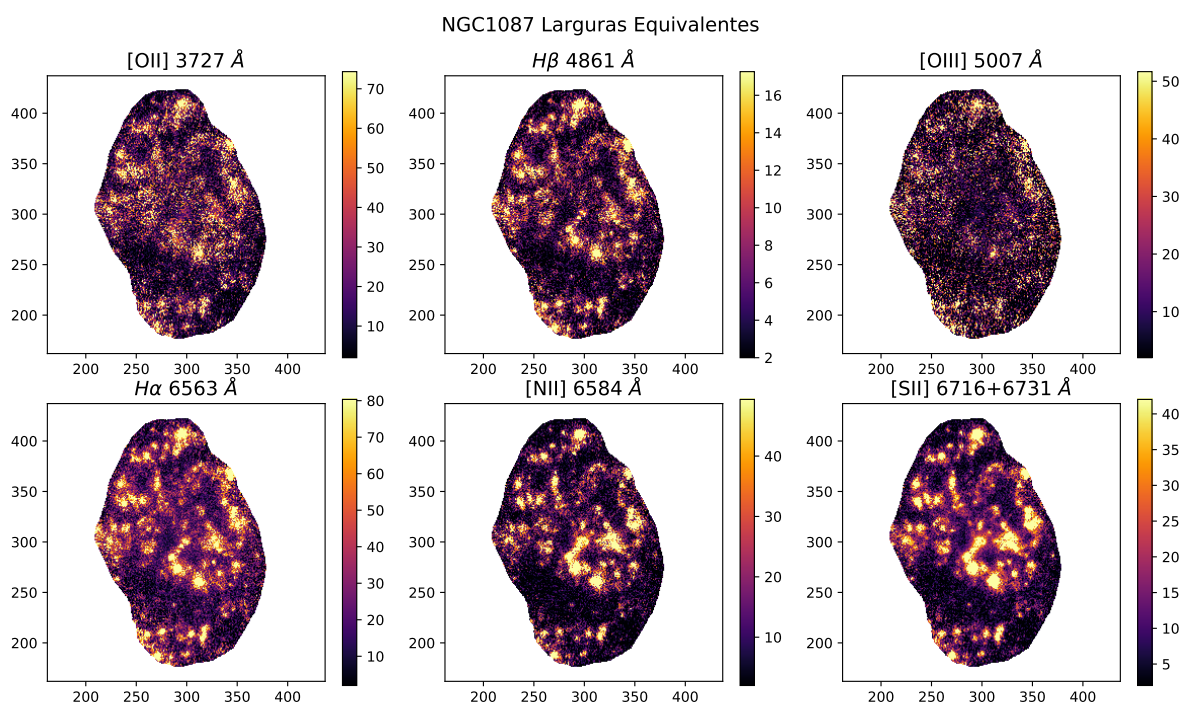


Figura B.22 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II] para a NGC1087.

APÊNDICE C – NGC1326

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao Alstar para a galáxia NGC1326. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC1326 é uma galáxia lenticular do tipo morfológico SB0(r), que se encontra na constelação de Fornax a uma distância de ~ 17.2 Mpc com um redshift de ~ 0.004584 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

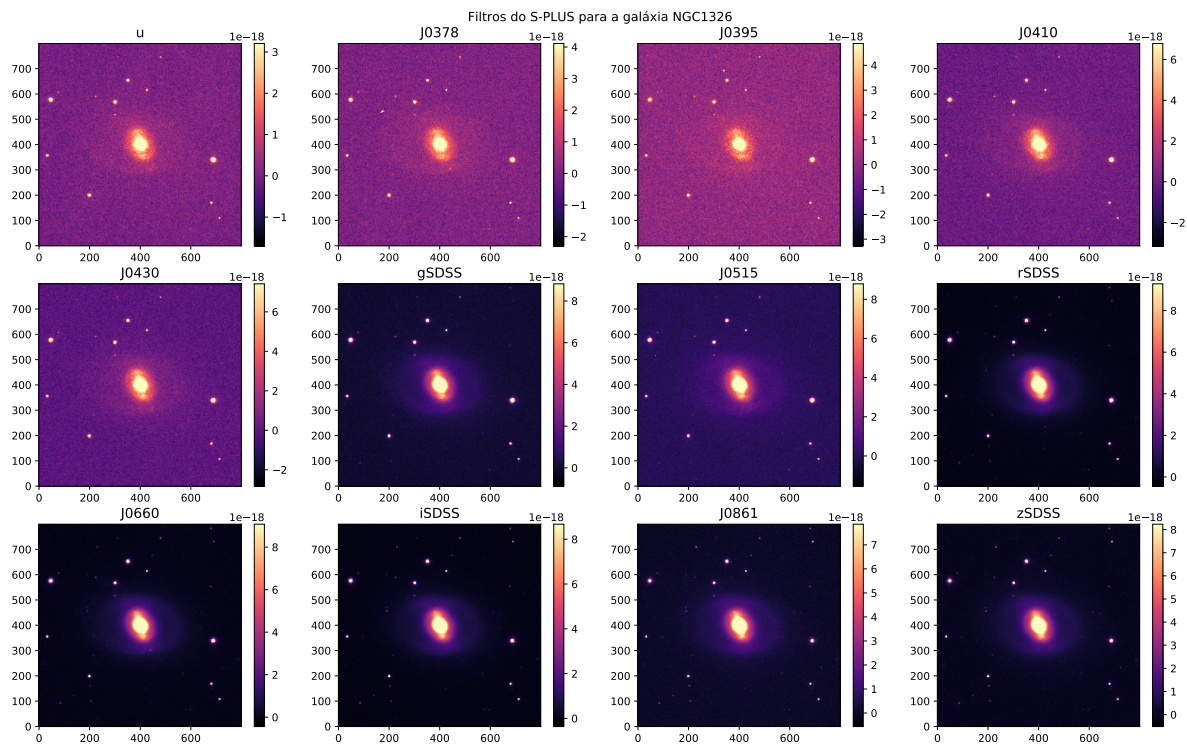


Figura C.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1326, sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

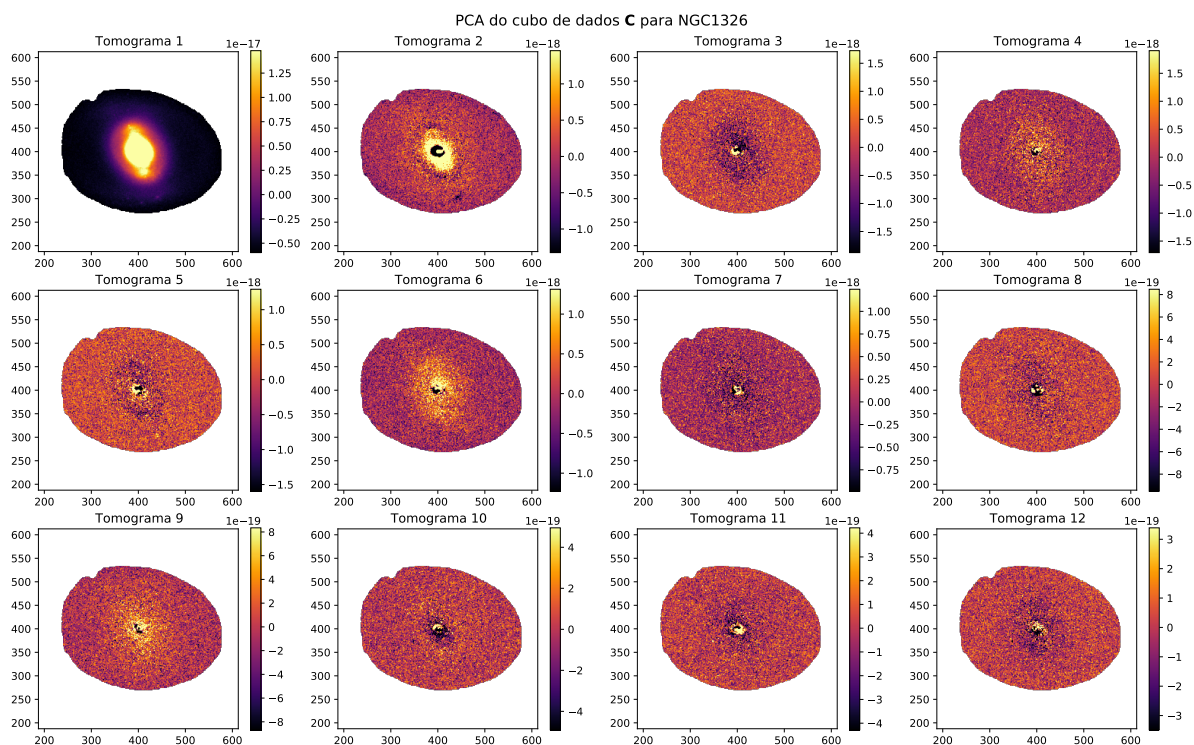


Figura C.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1326.

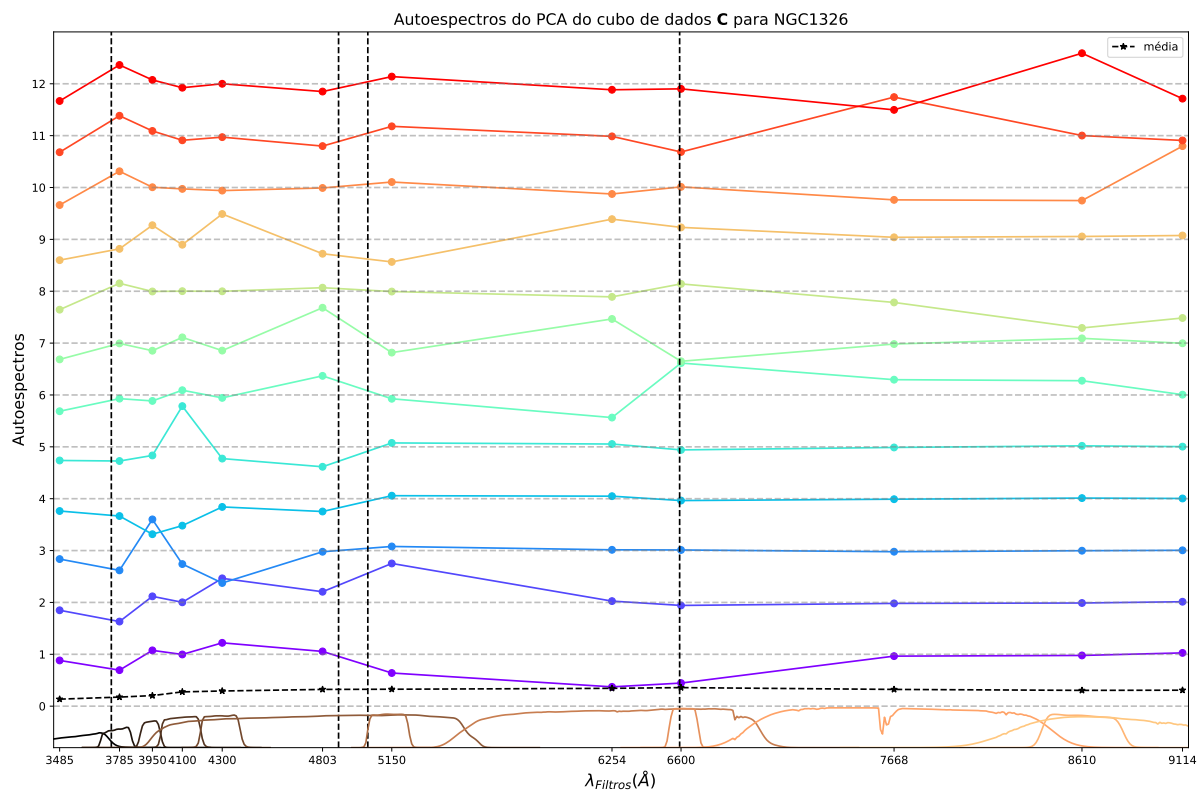


Figura C.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

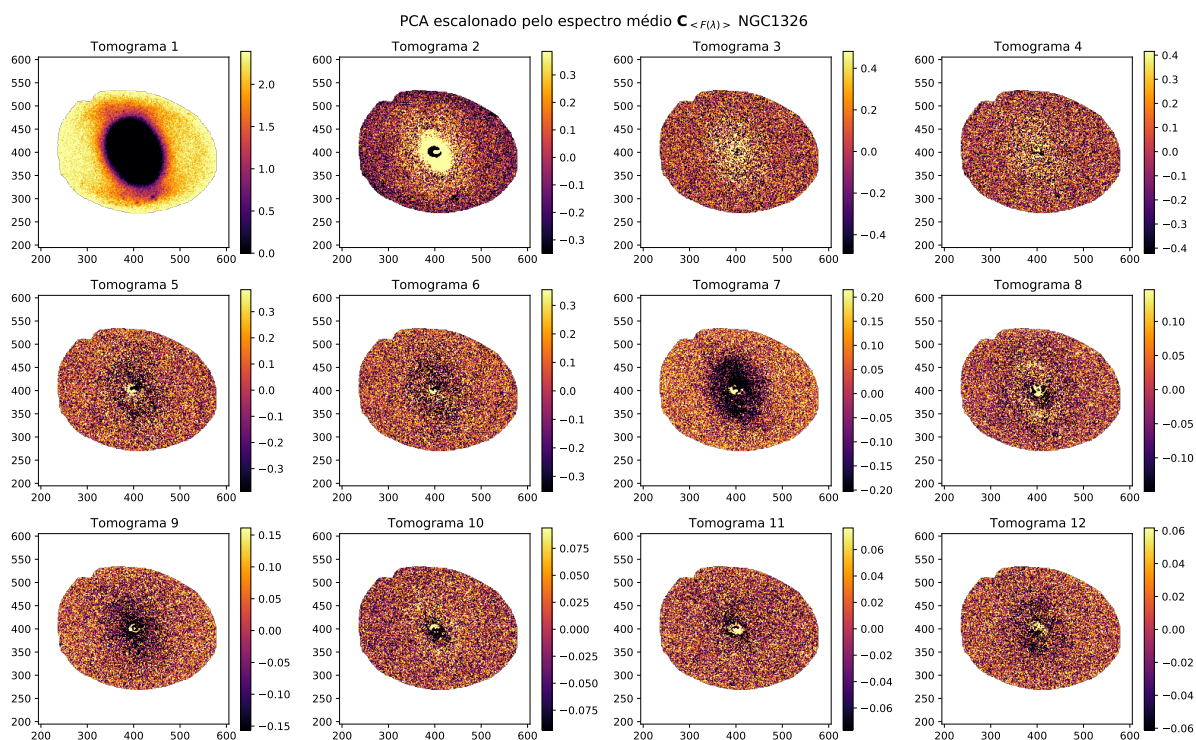


Figura C.4 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1326.

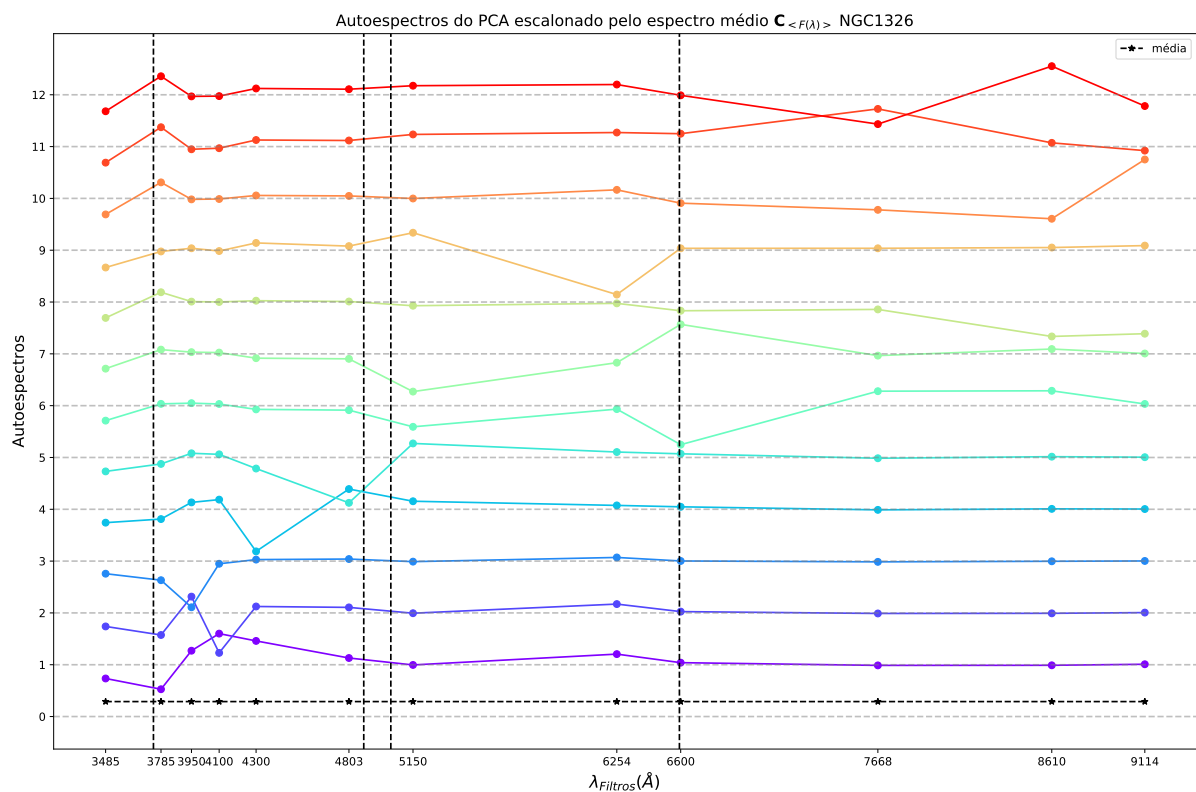


Figura C.5 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

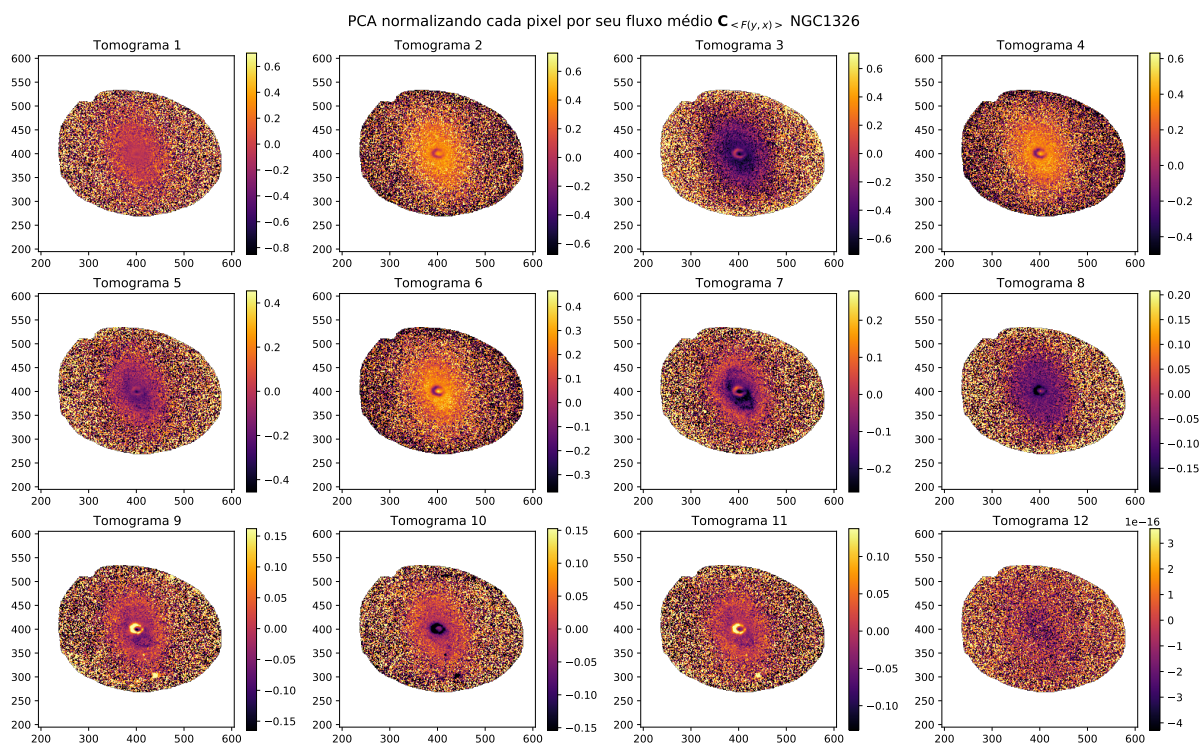


Figura C.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326.

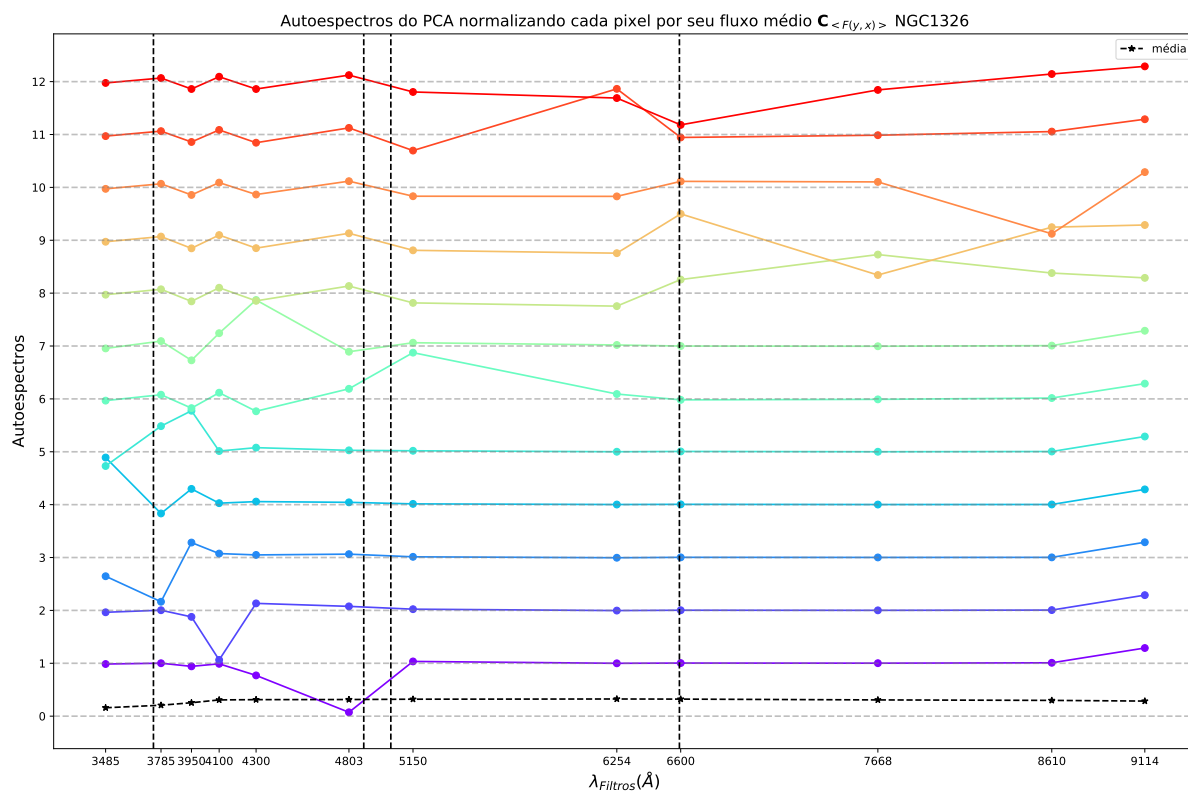


Figura C.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

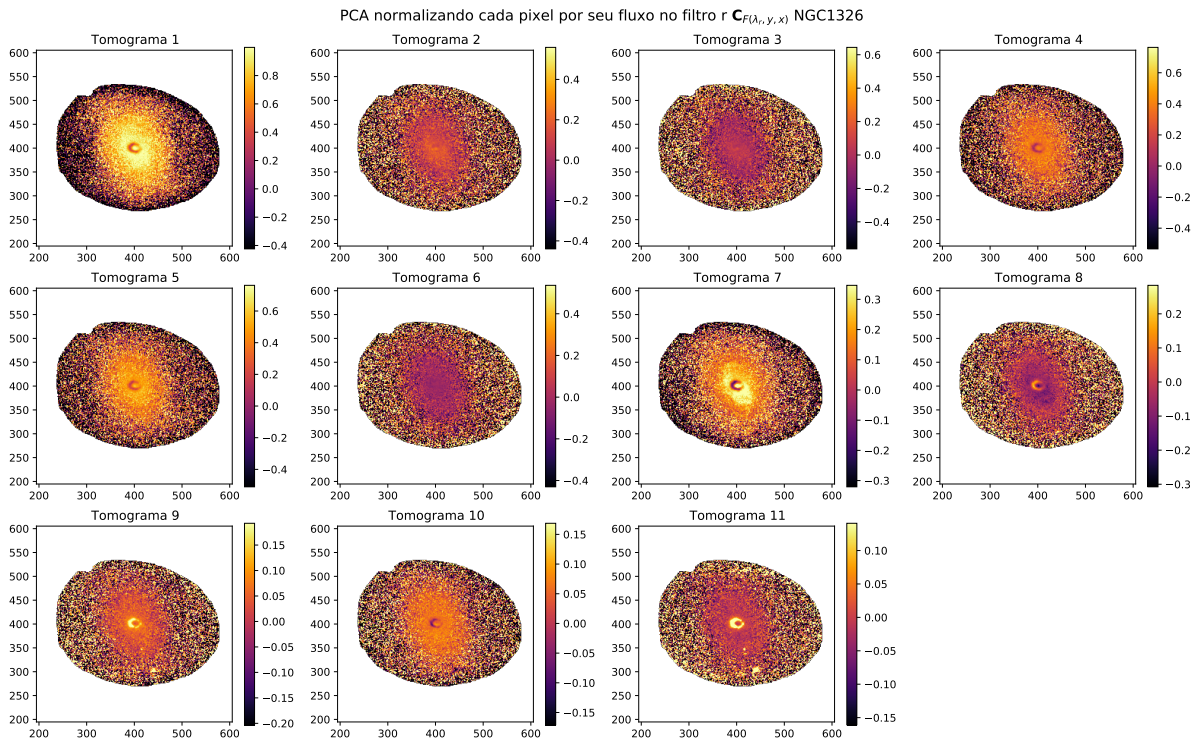


Figura C.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1326.

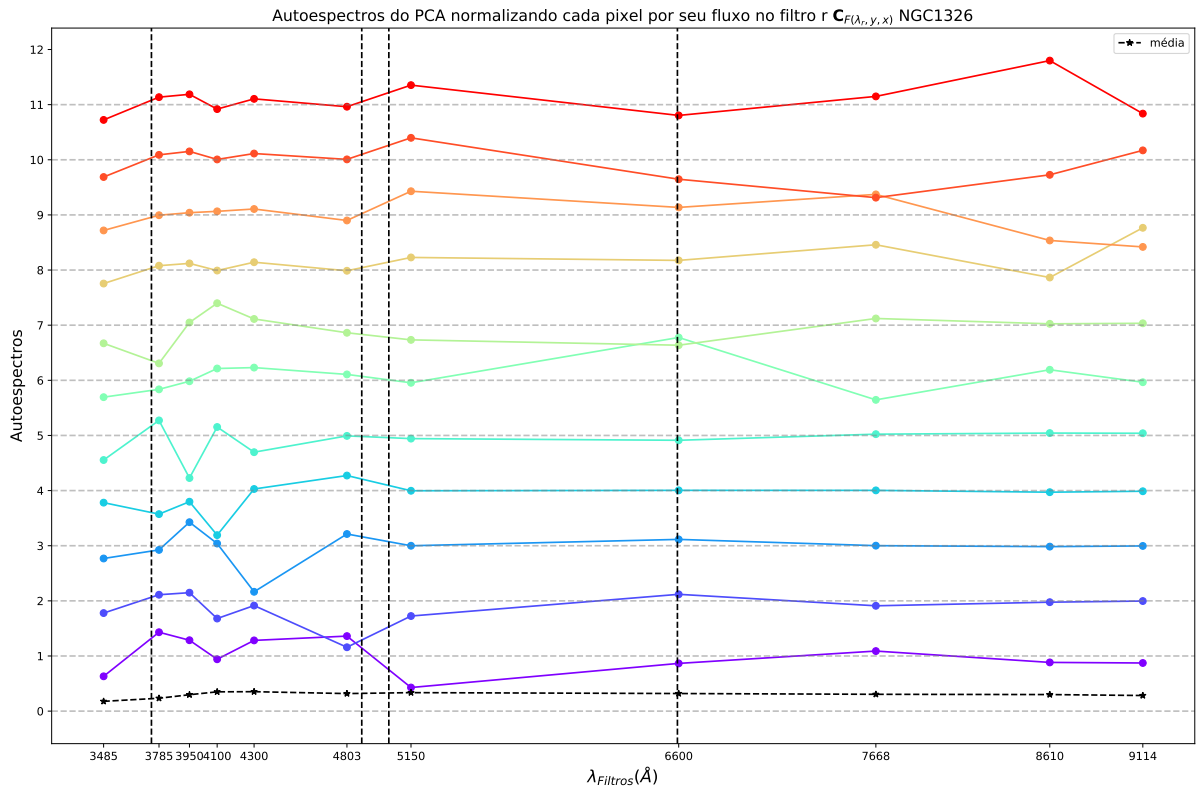


Figura C.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

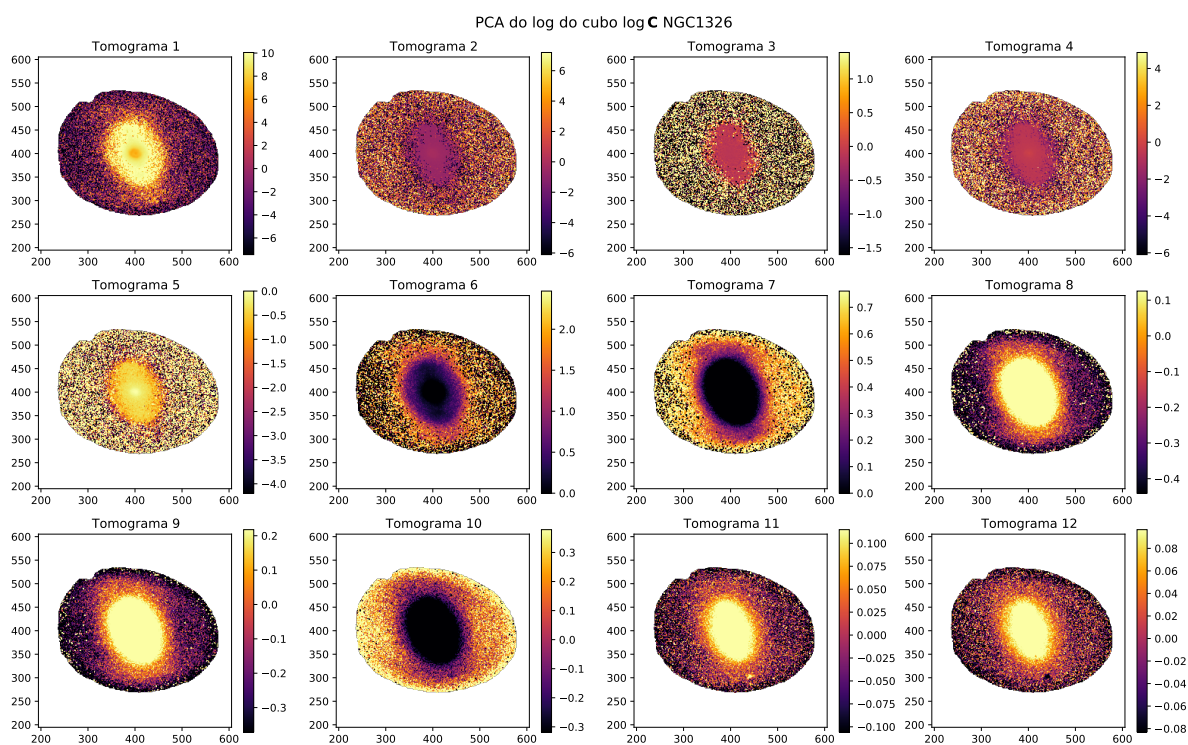


Figura C.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1326.

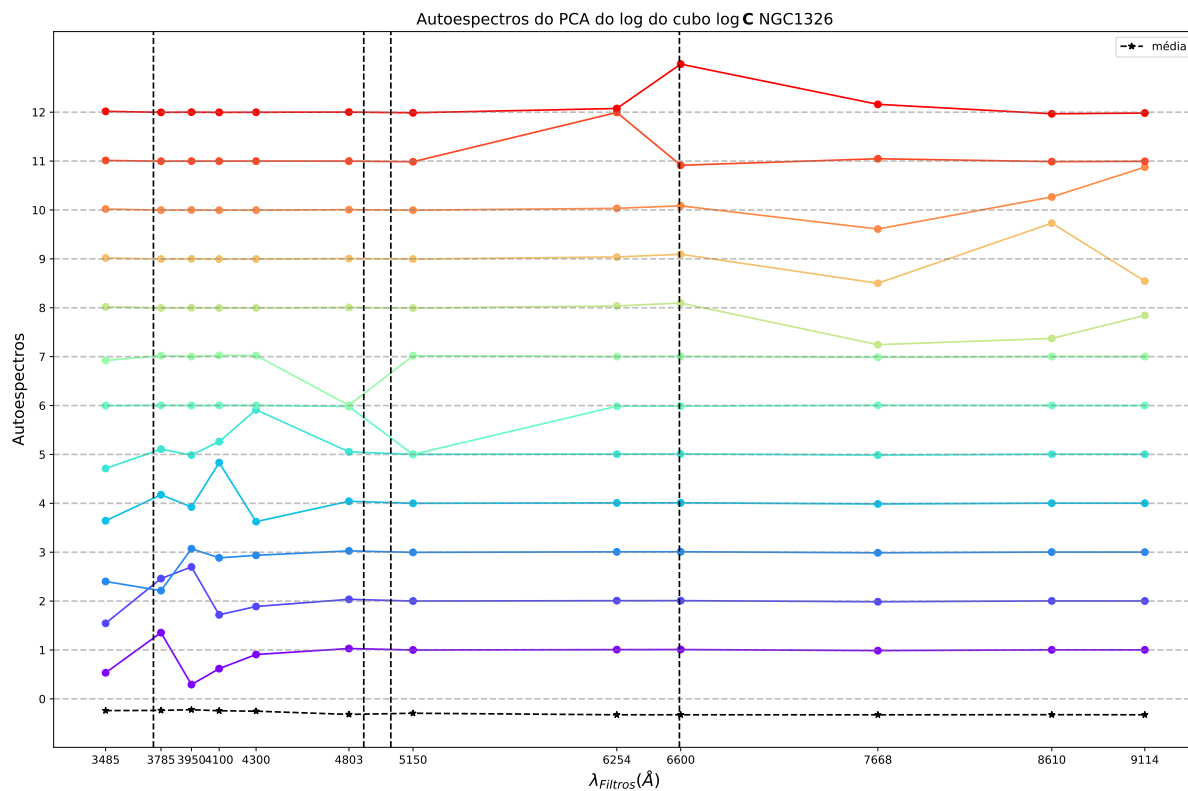


Figura C.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1326. Detalhes assim como na Figura 18.

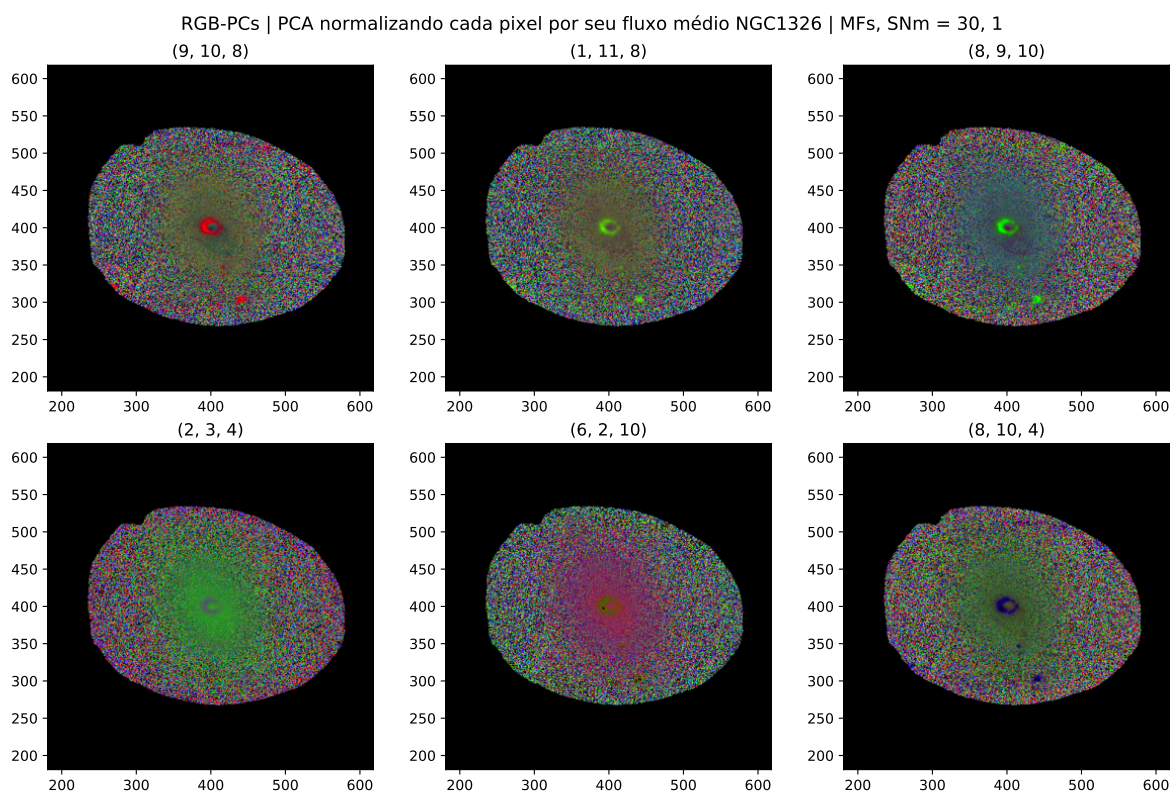


Figura C.12 – RGB do $C_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1326. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

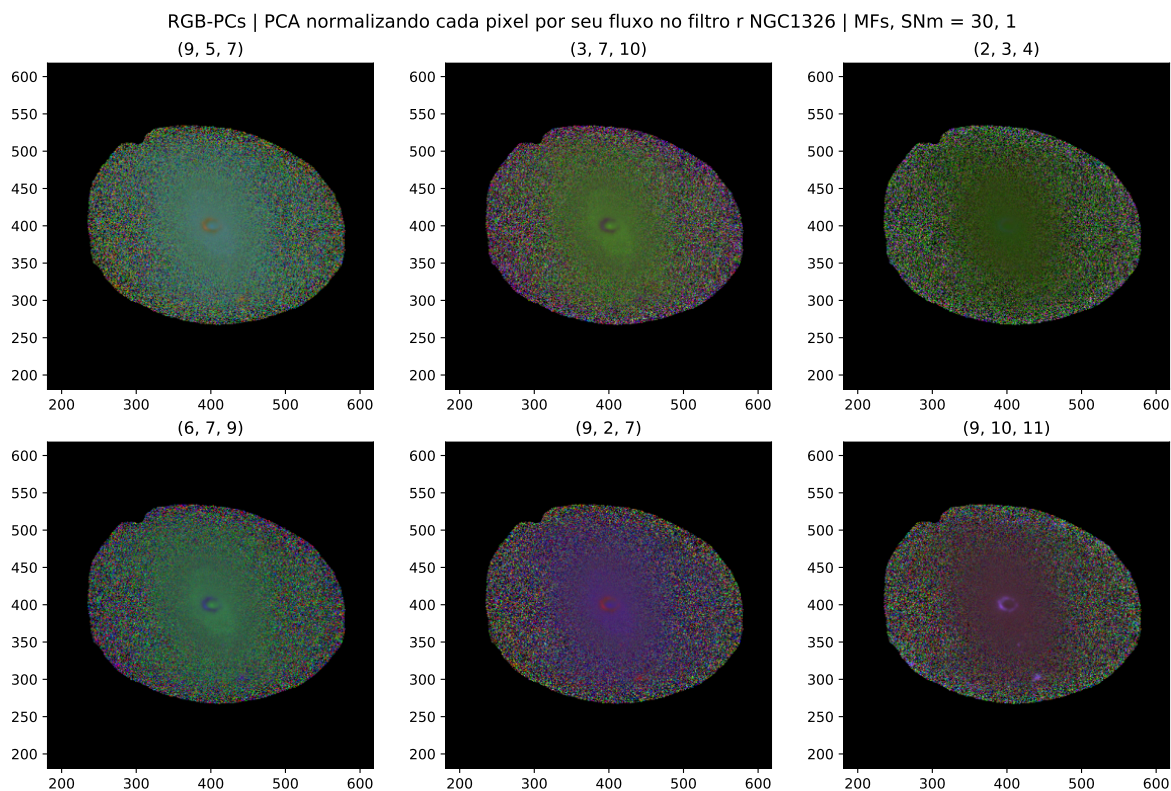


Figura C.13 – RGB do $C_{F(\lambda_r,y,x)}$ para a galáxia NGC1326. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

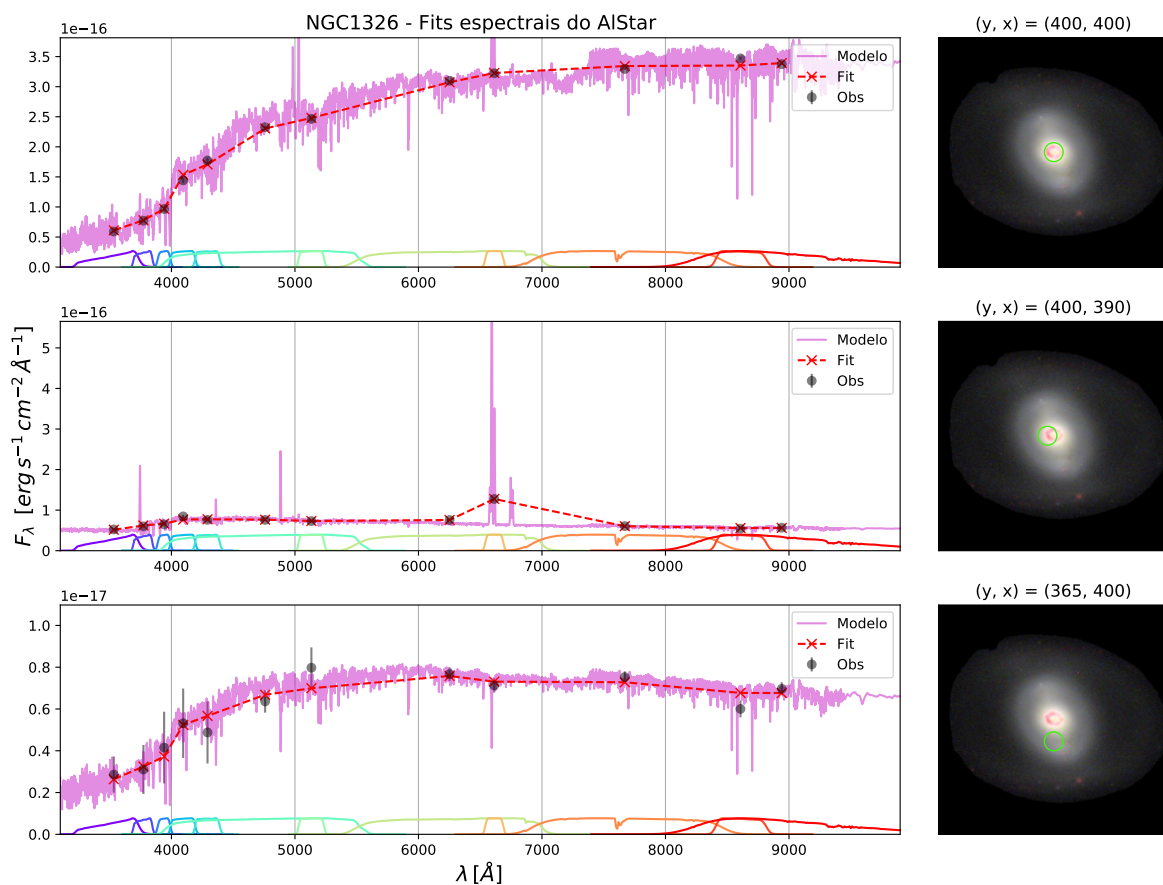


Figura C.14 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC1326. Detalhes assim como na Figura 65.

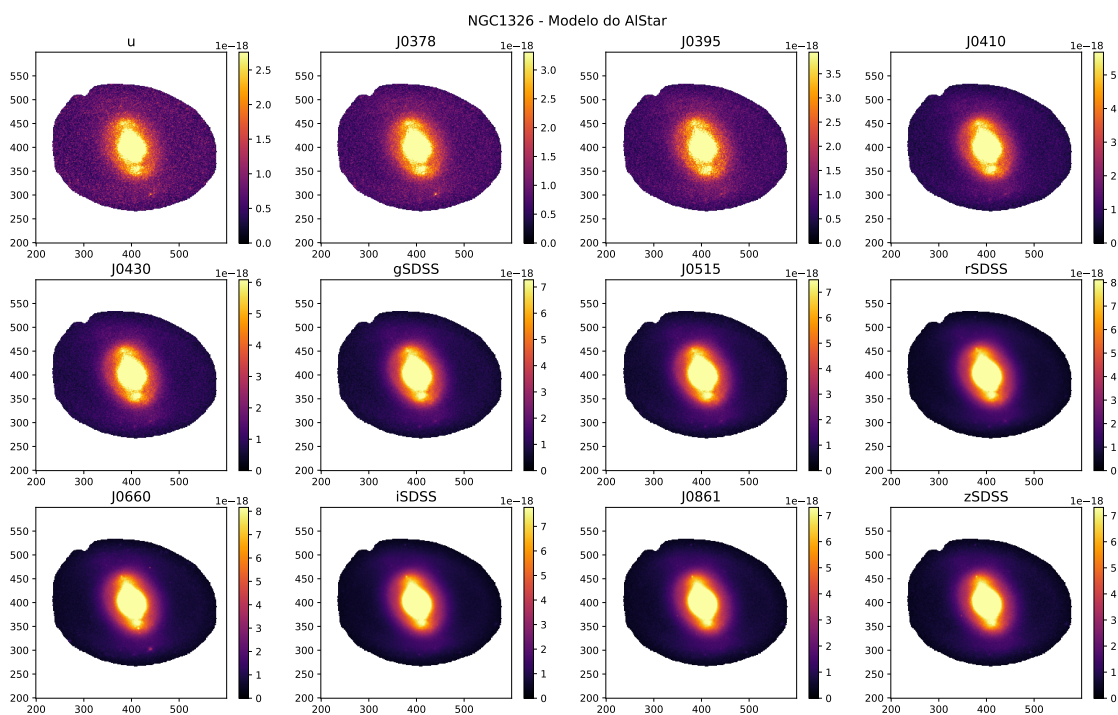


Figura C.15 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1326.

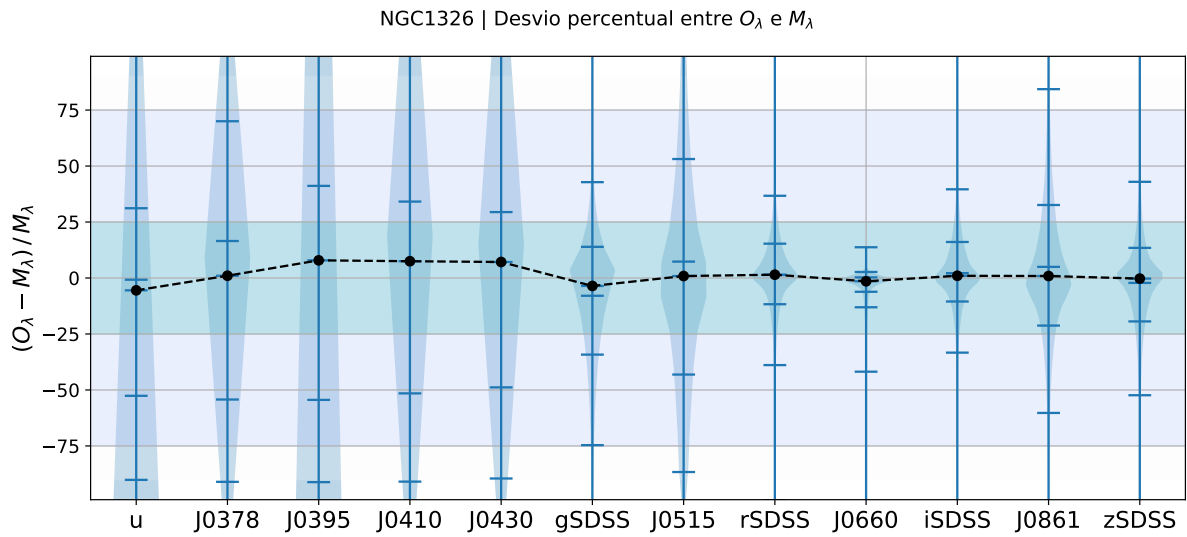


Figura C.16 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC1326. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

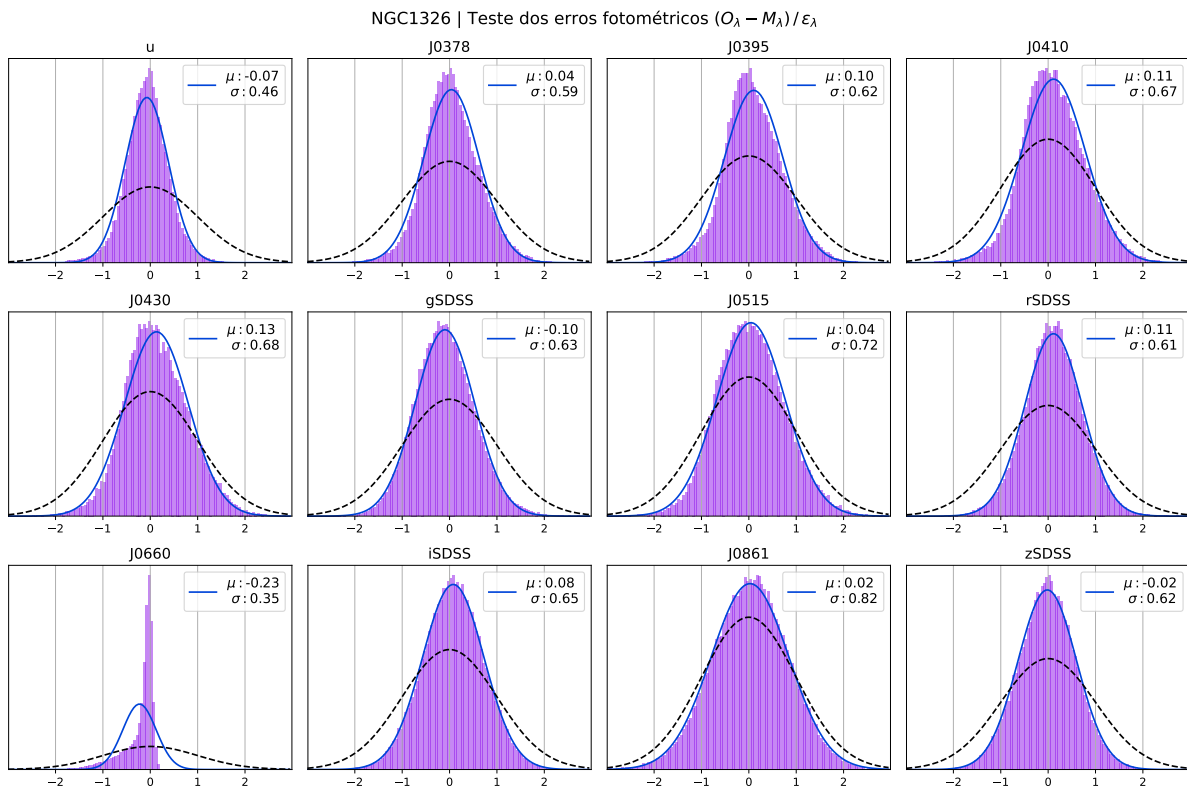


Figura C.17 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC1326. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

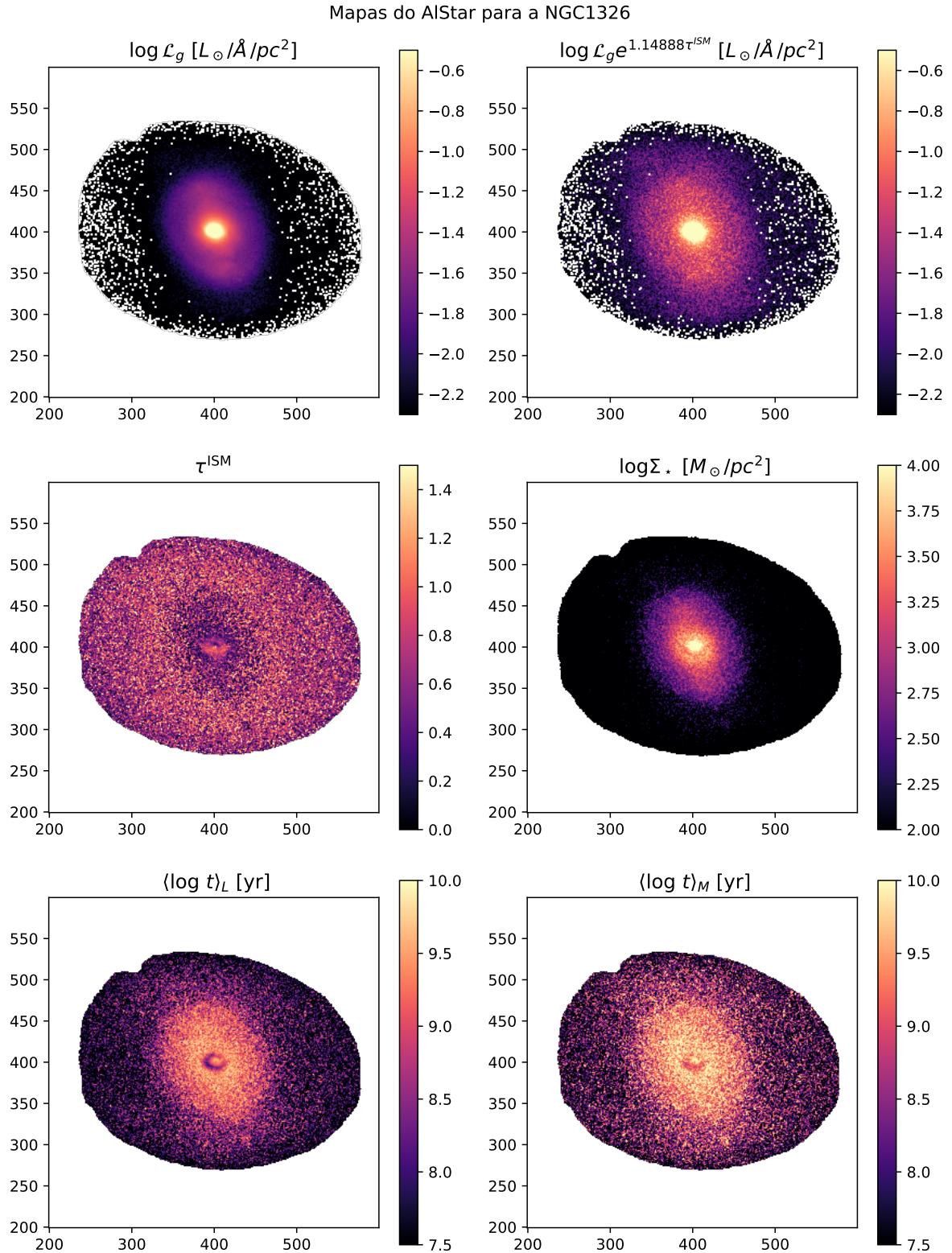


Figura C.18 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1326: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

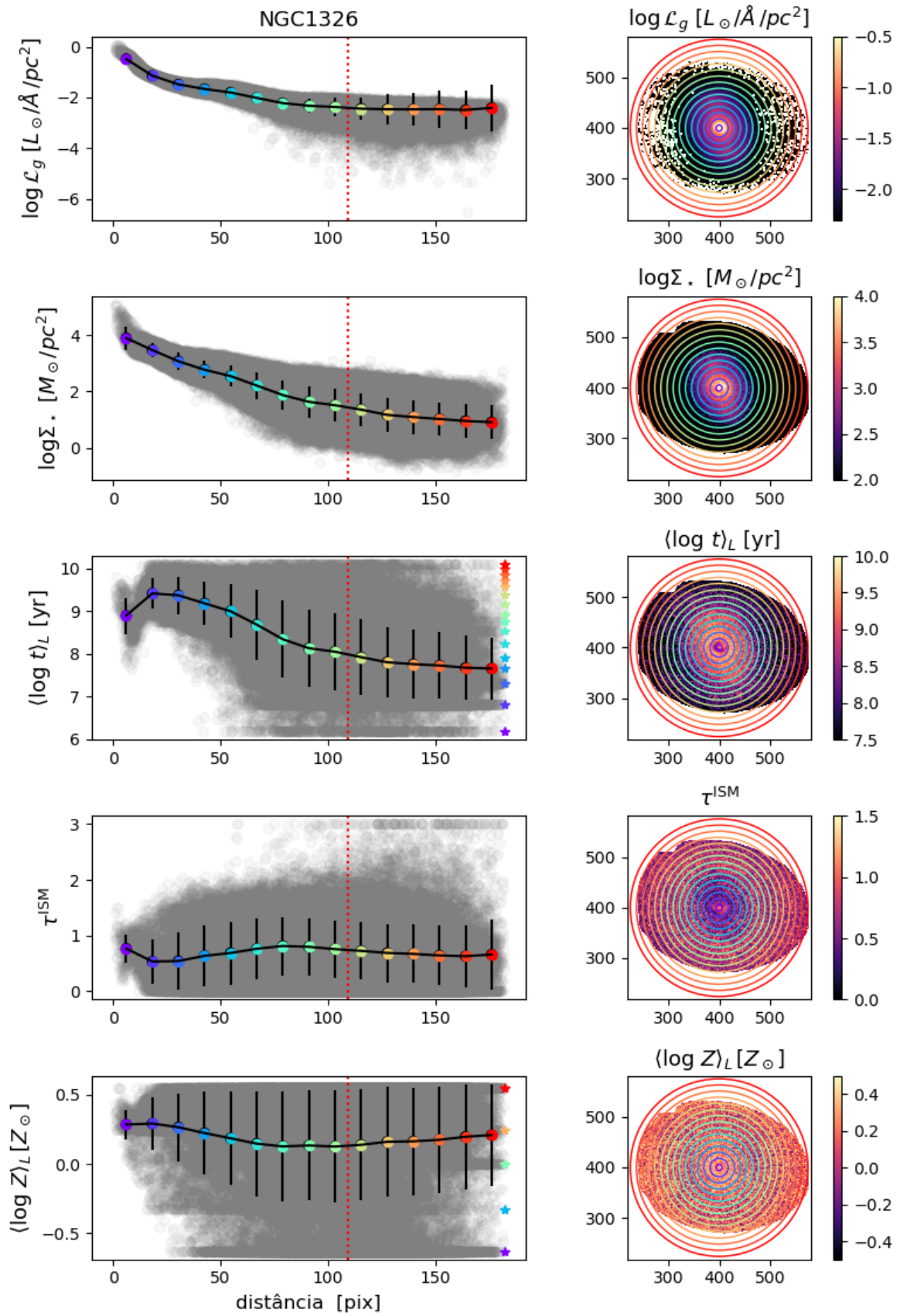


Figura C.19 – Perfis radiais para a NGC1326. A linha pontilhada em vermelho indica a distância (projetadas) de 5kpc ao núcleo.

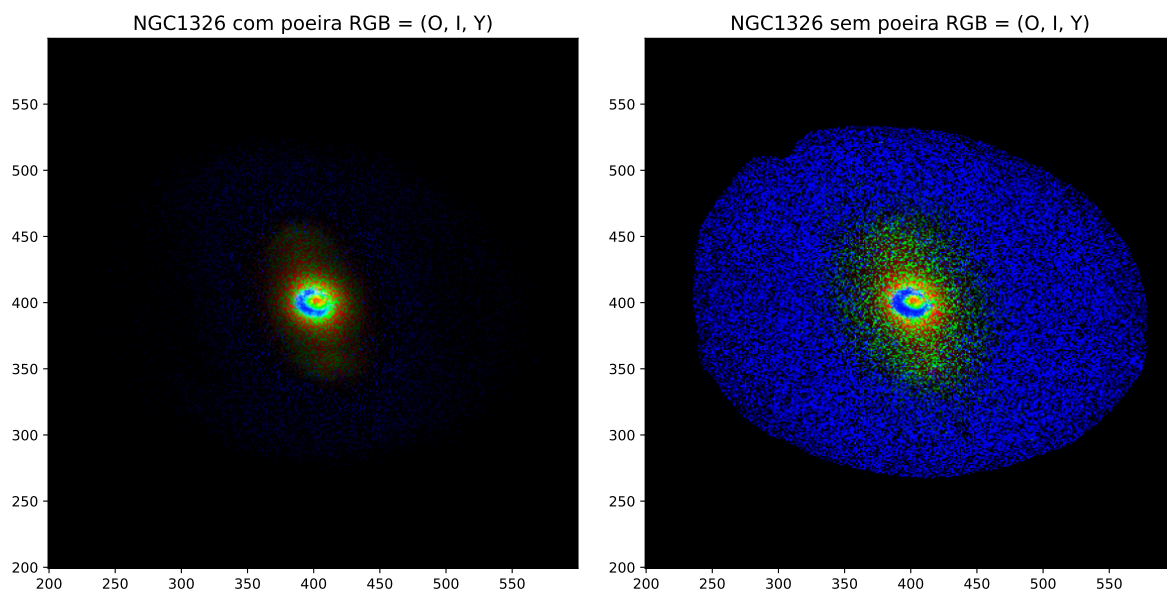


Figura C.20 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC1326.

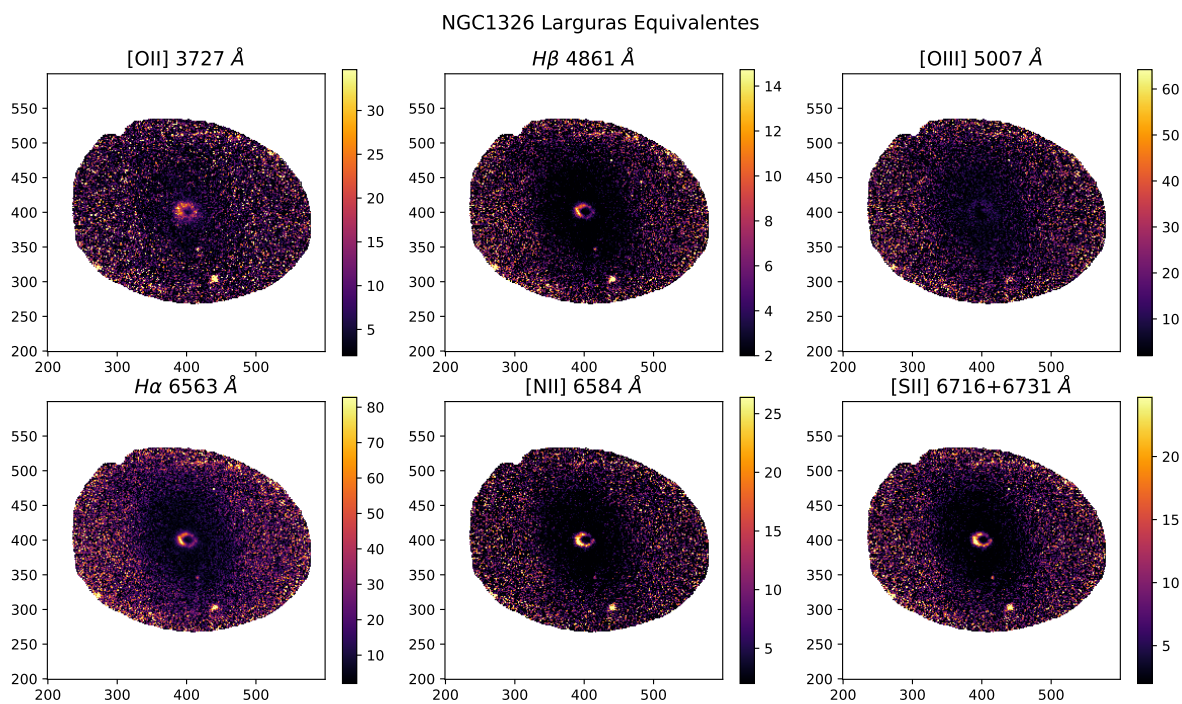


Figura C.21 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II] para a NGC1326.

APÊNDICE D – NGC1336

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao AlStar para a galáxia NGC1336. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC1336 é uma galáxia do tipo morfológico SA0, que se encontra na constelação de Fornax a uma distância de ~ 18 Mpc com um redshift de ~ 0.004800 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

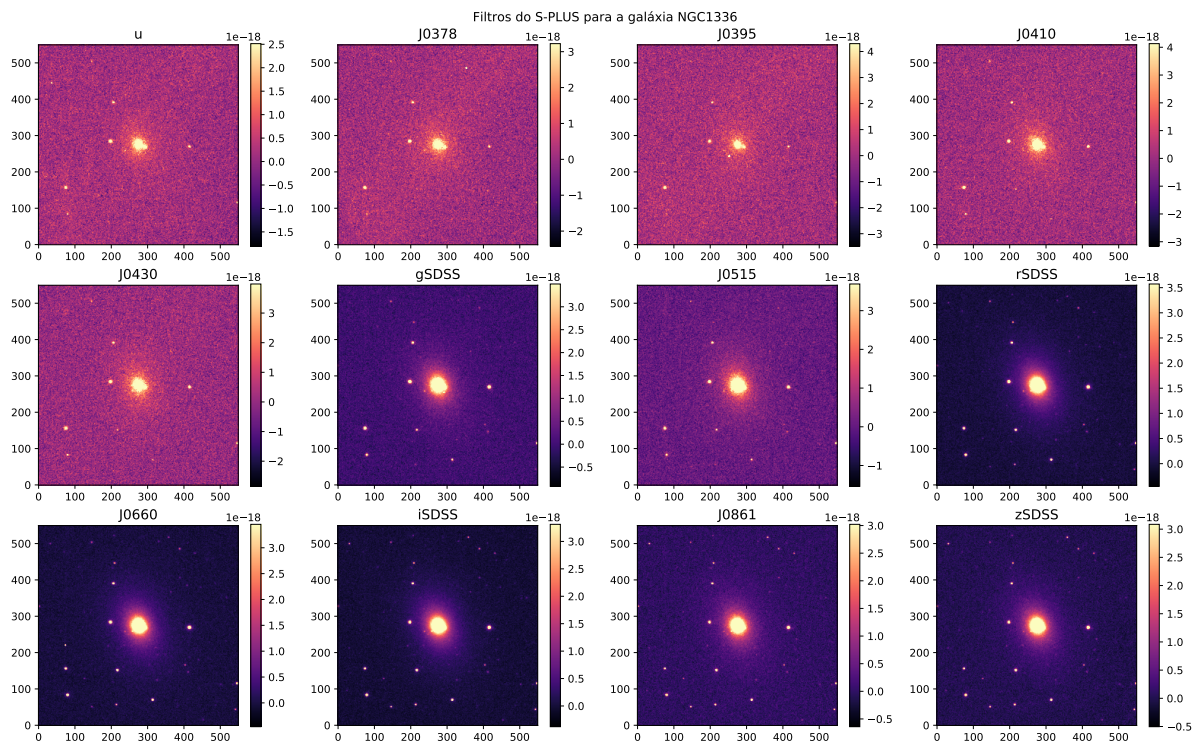


Figura D.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1336, sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

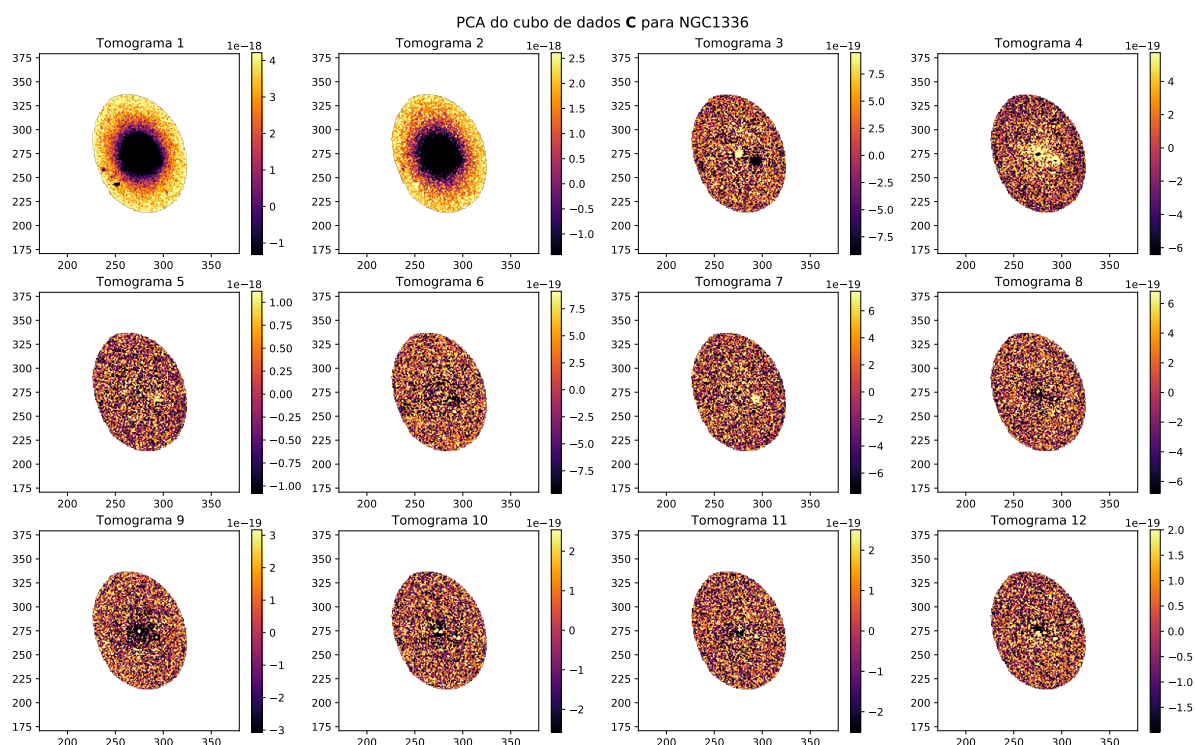


Figura D.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1336.

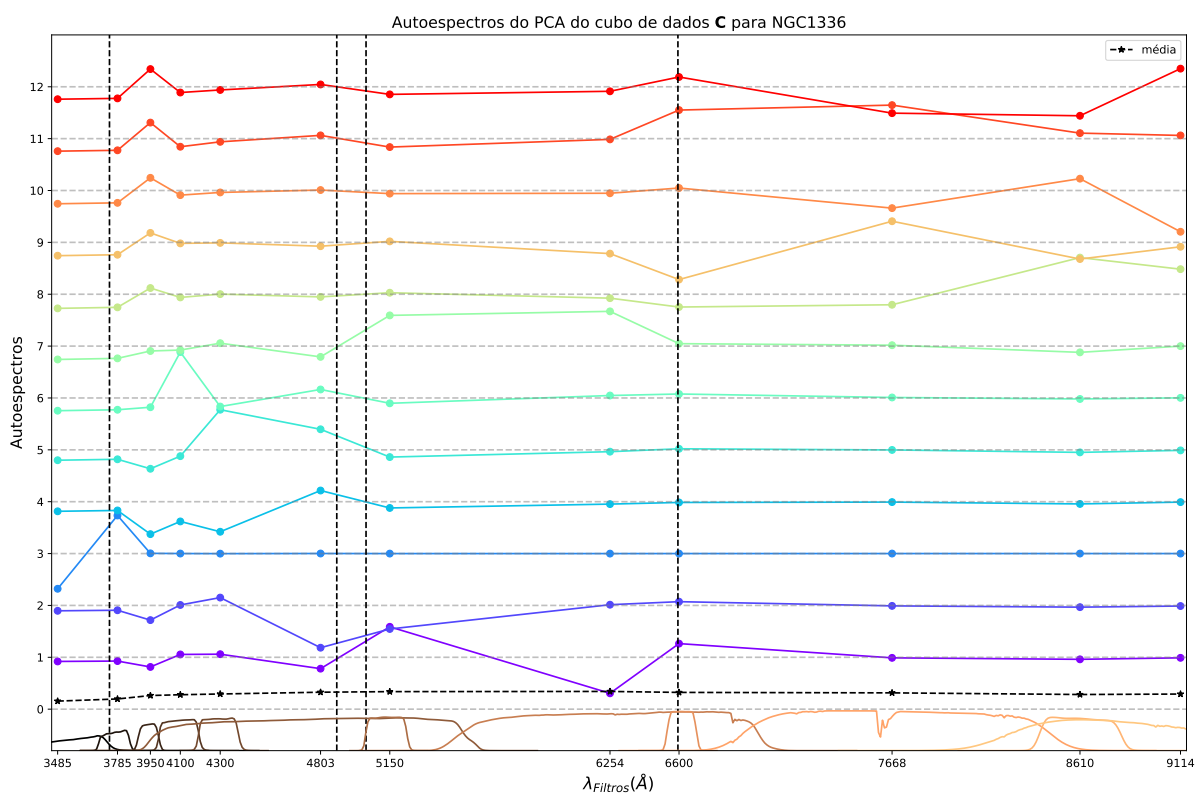


Figura D.3 – Autospectros do PCA do cubo para NGC1336. Detalhes assim como na Figura 18.

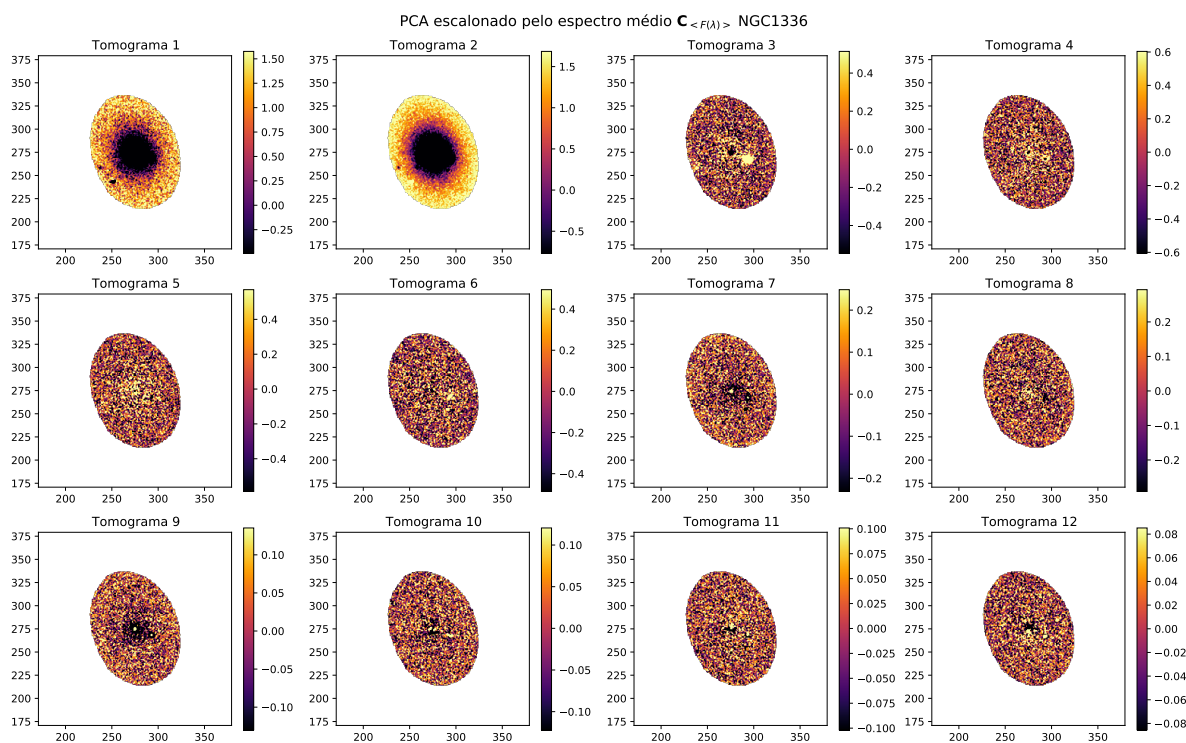


Figura D.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1336.

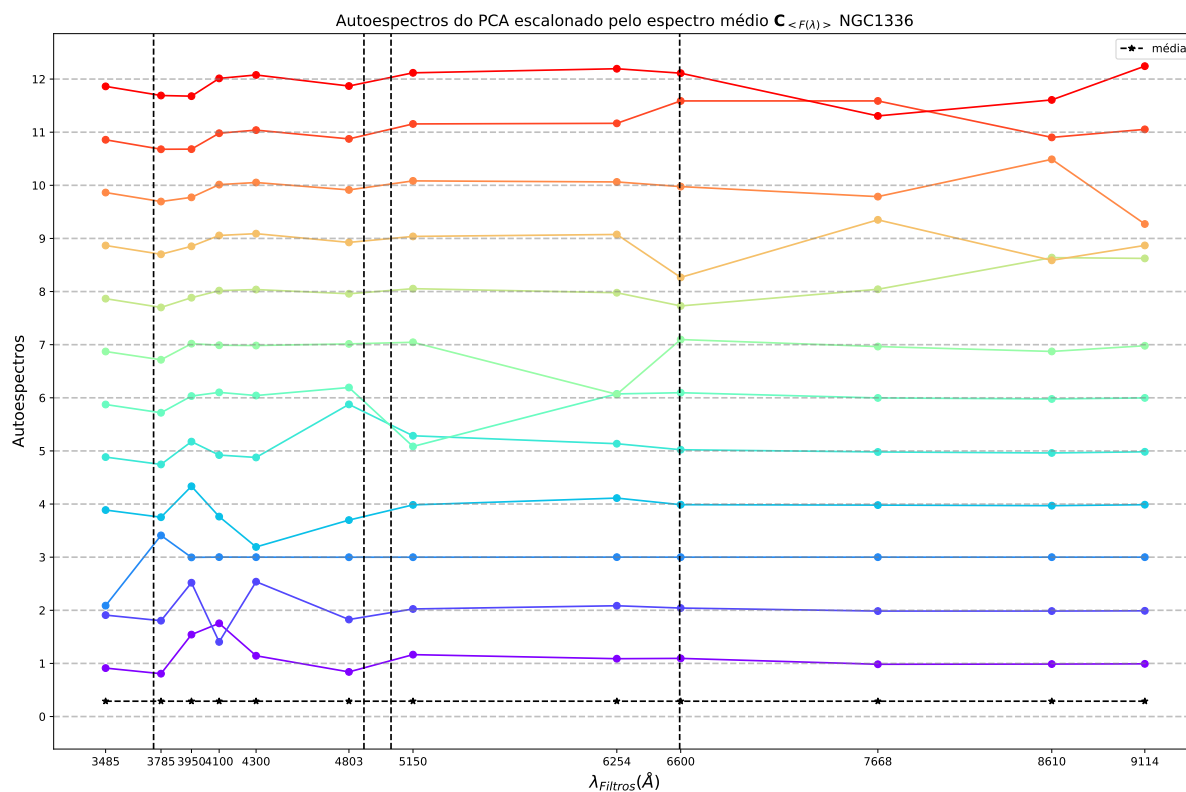


Figura D.5 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1336. Detalhes assim como na Figura 18.

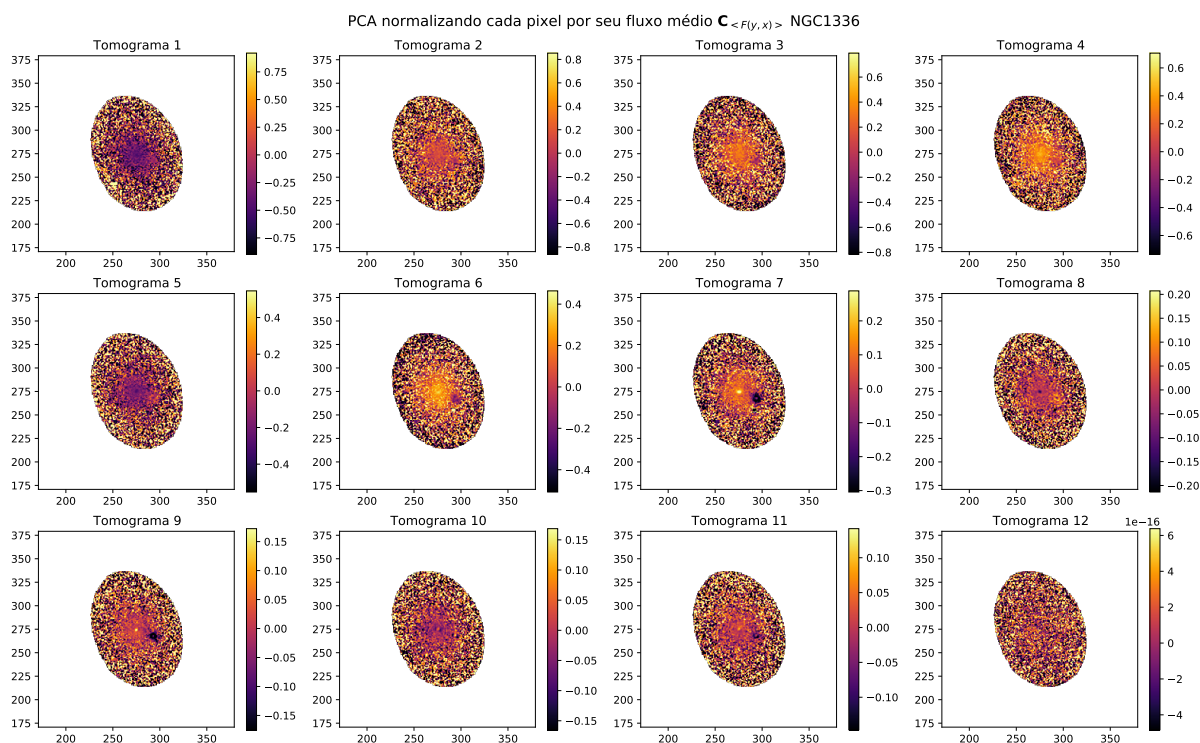


Figura D.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1336.

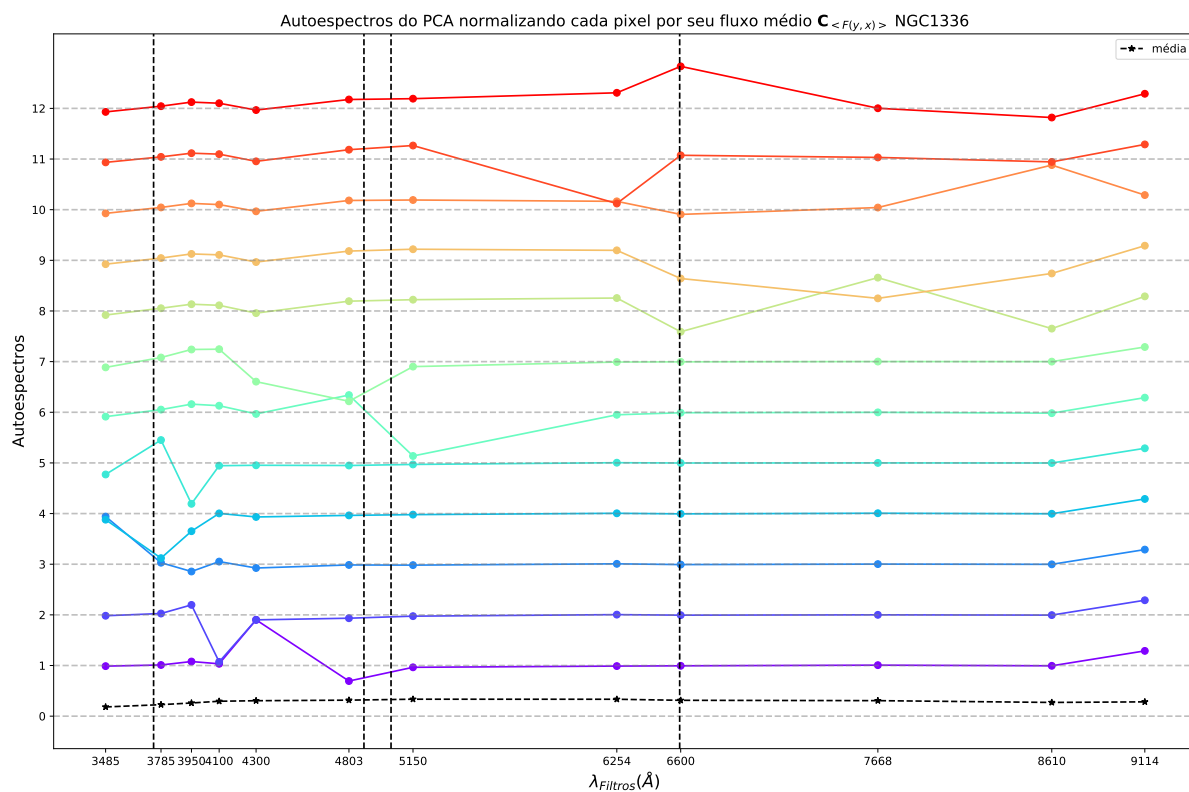


Figura D.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1336. Detalhes assim como na Figura 18.

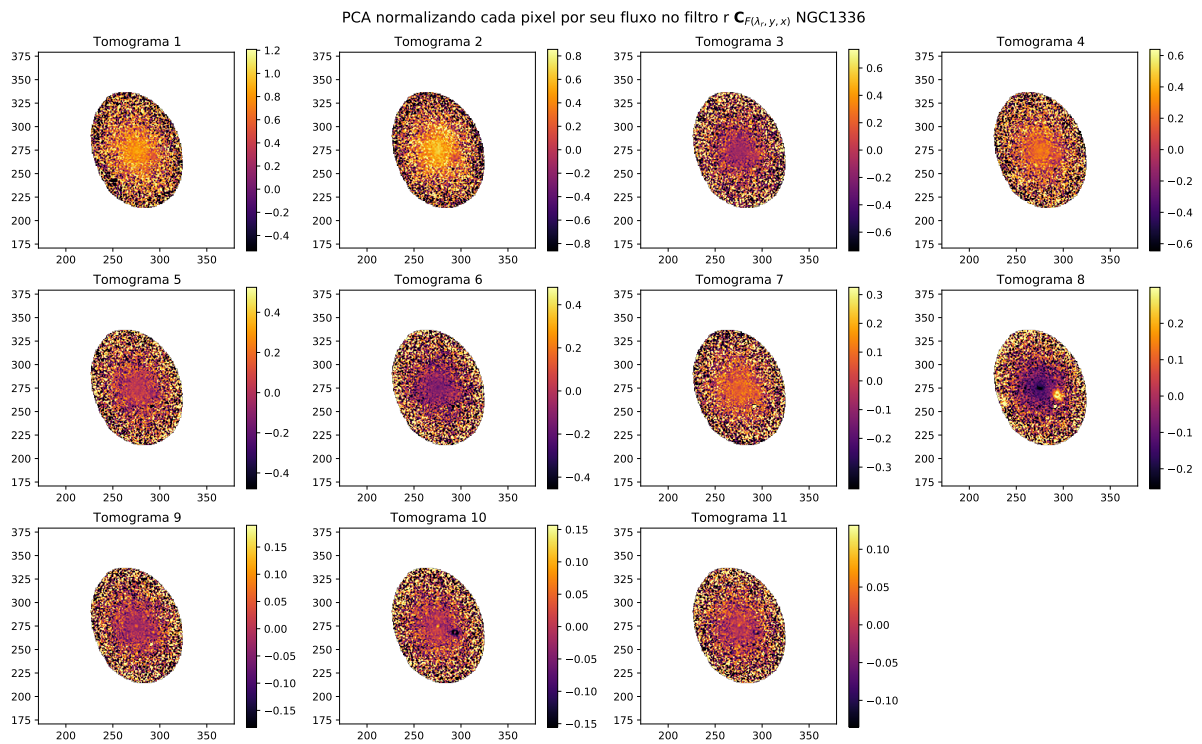


Figura D.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1336.

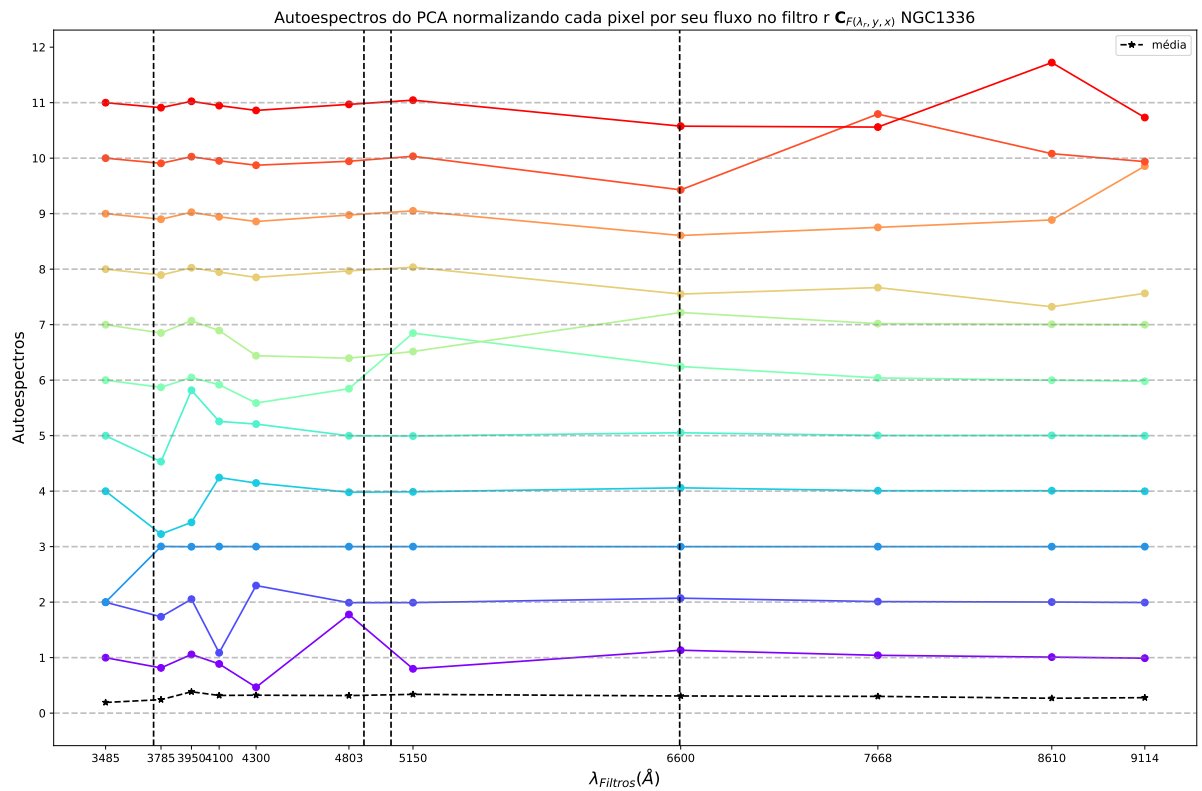


Figura D.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1336. Detalhes assim como na Figura 18.

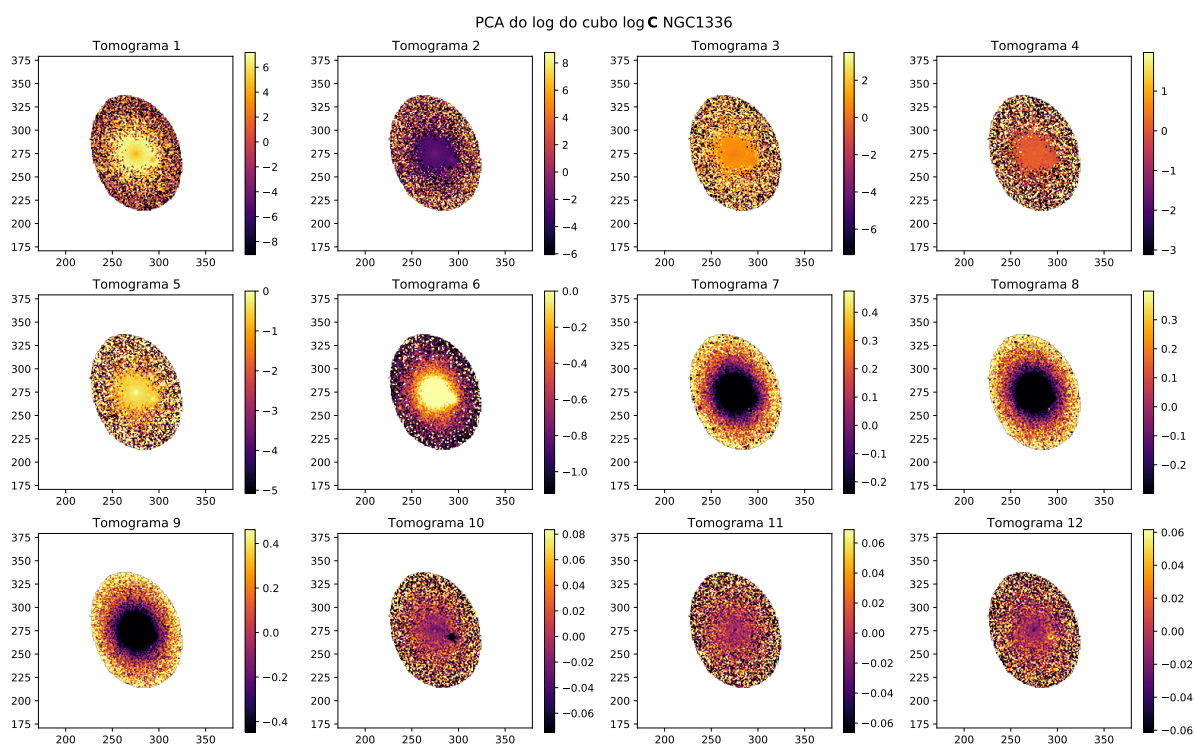


Figura D.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1336.

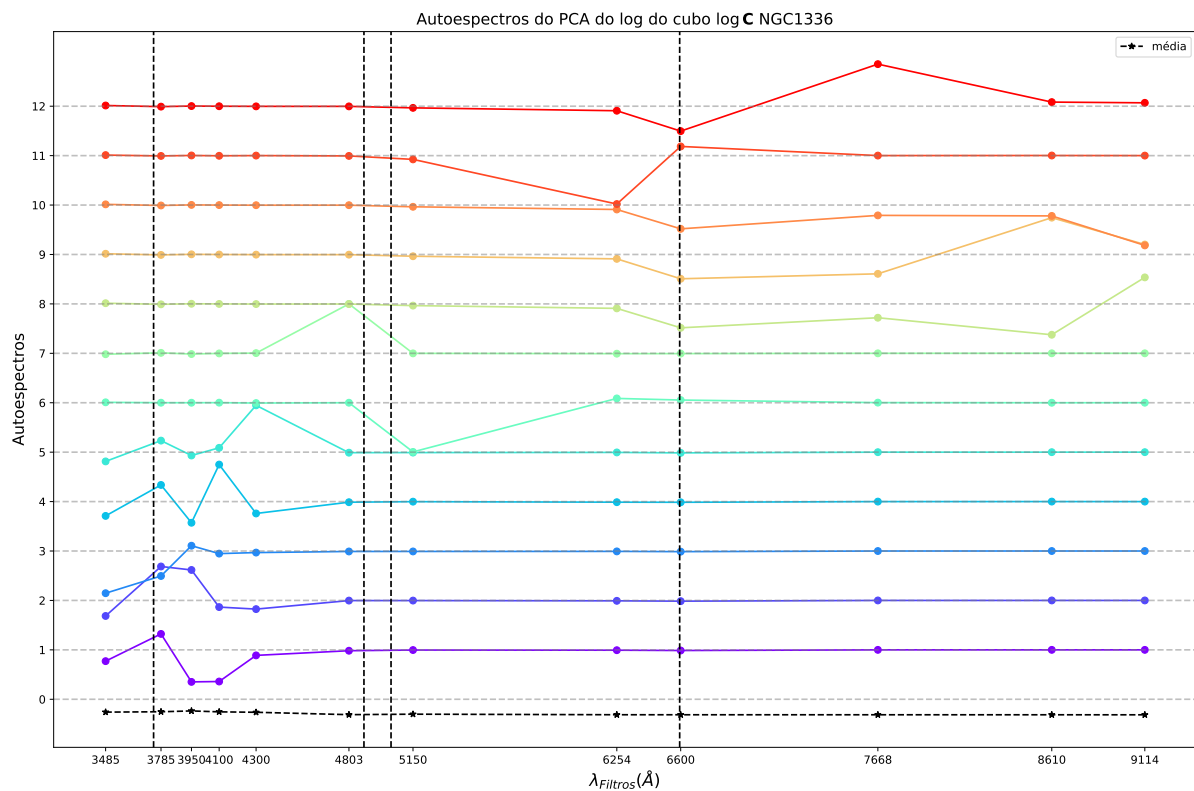


Figura D.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1336. Detalhes assim como na Figura 18.

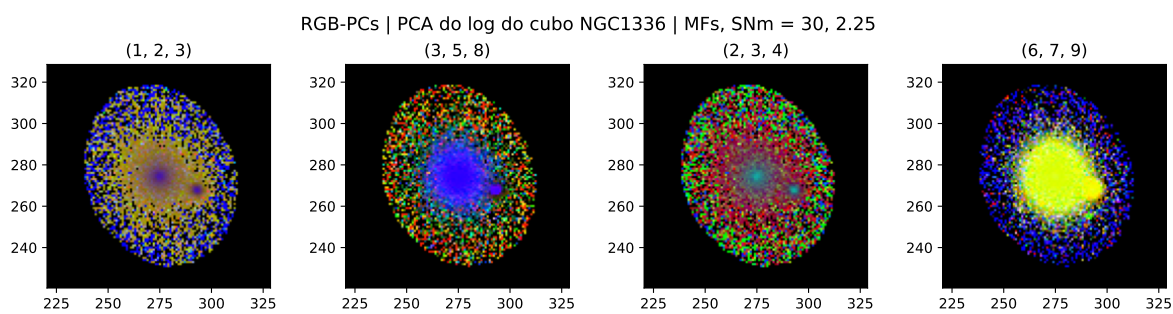


Figura D.12 – RGB do $\log C^{ext}$ para a galáxia NGC1336. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

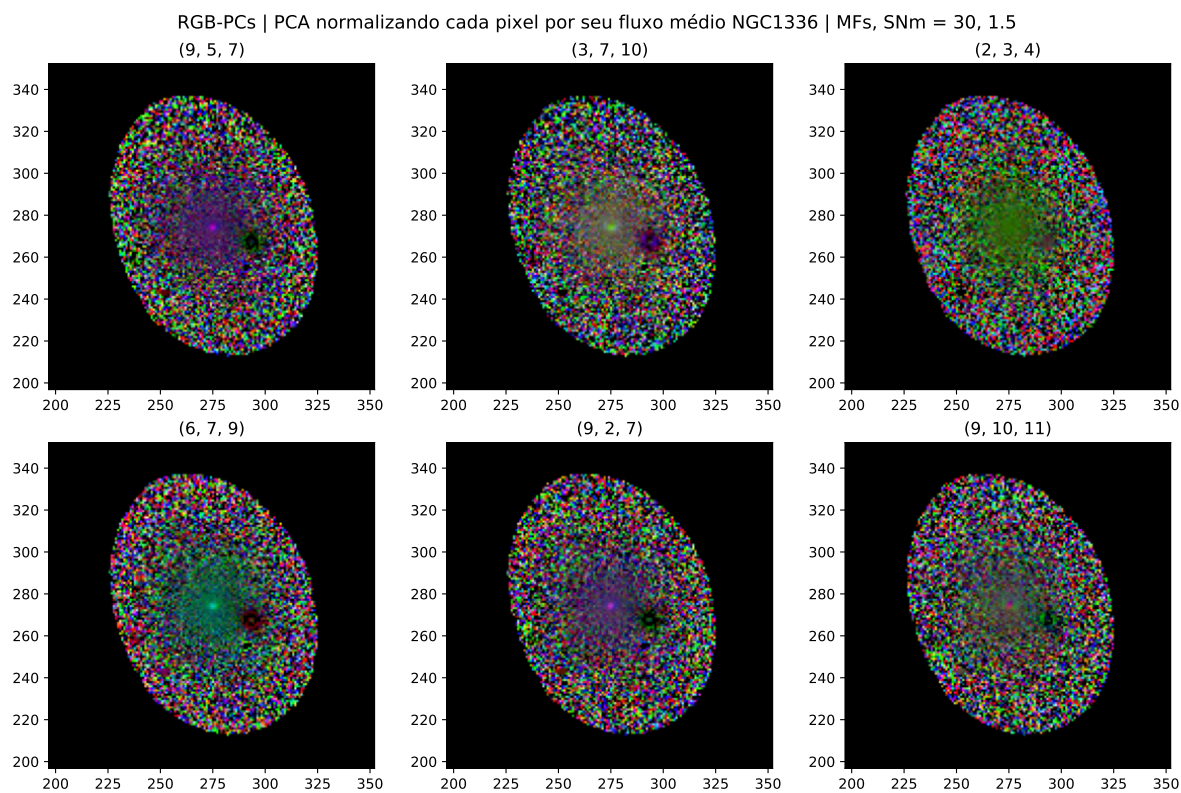


Figura D.13 – RGB do $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para a galáxia NGC1336. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

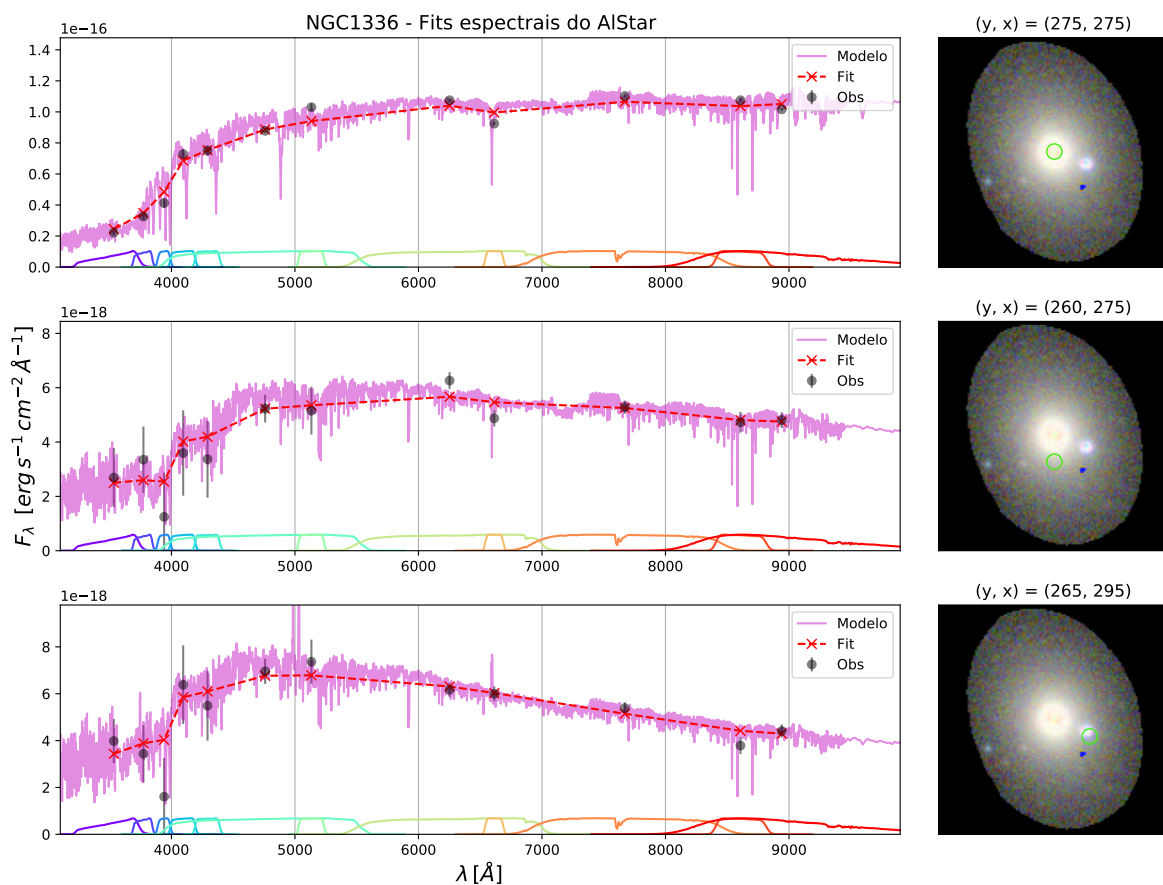


Figura D.14 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC1336. Detalhes assim como na Figura 65.

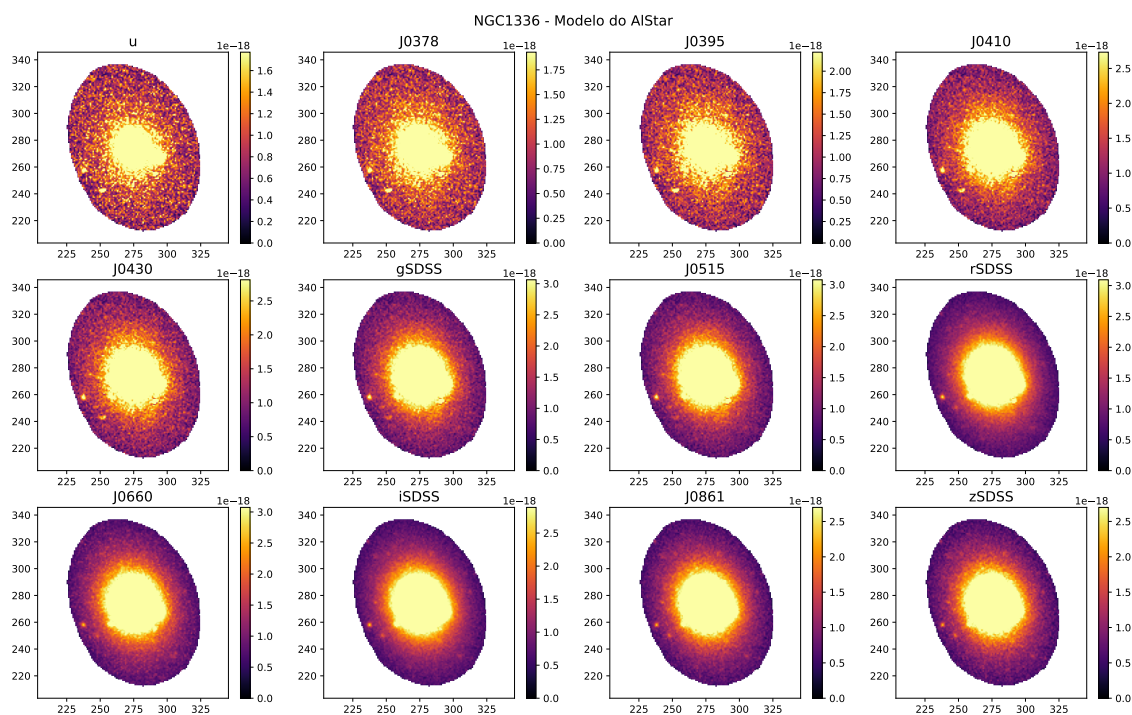


Figura D.15 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1336.

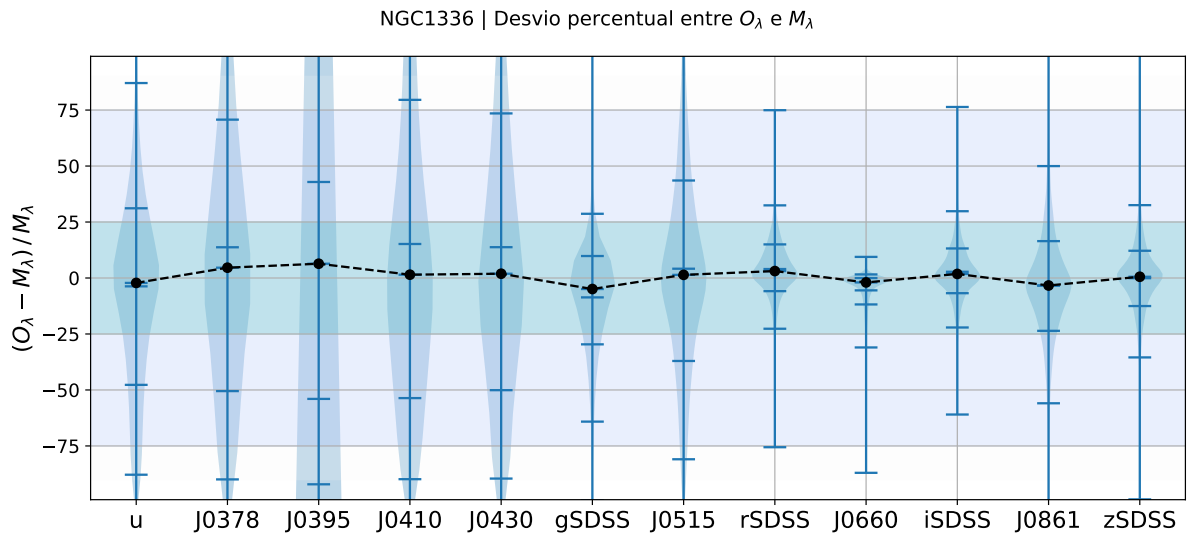


Figura D.16 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC1336. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

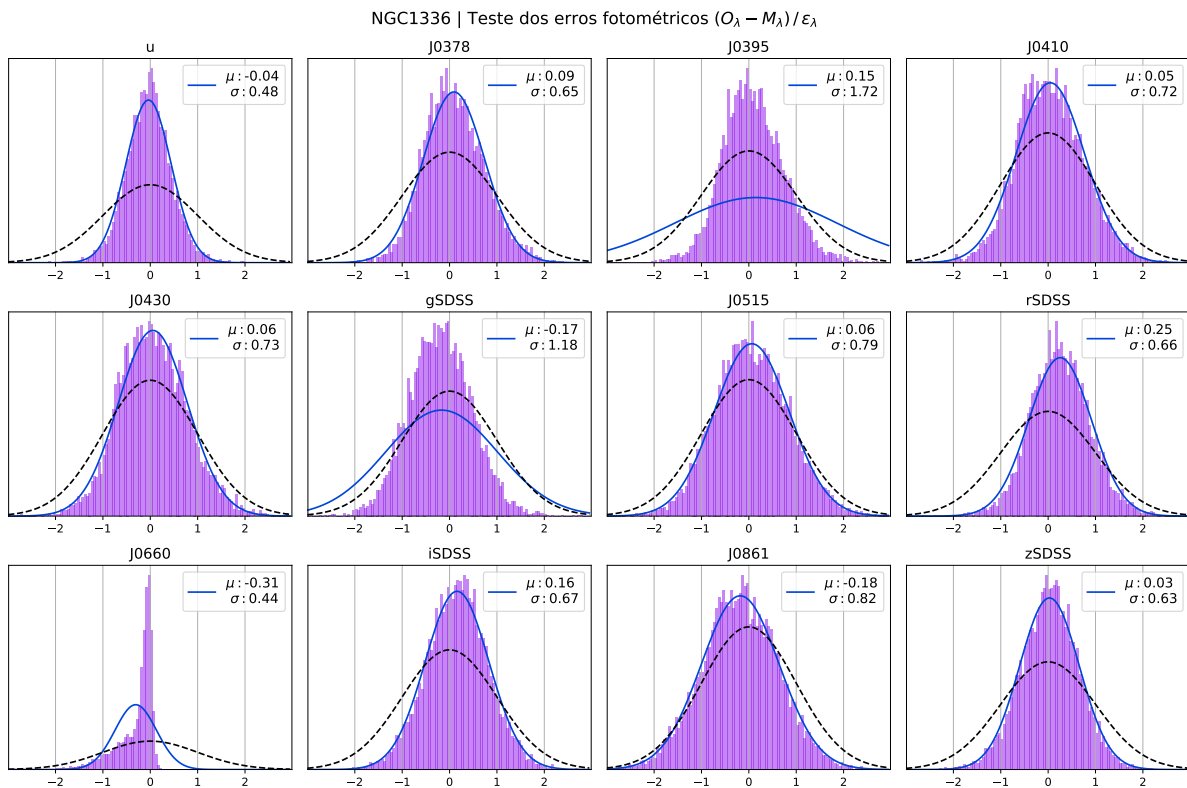


Figura D.17 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC1336. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

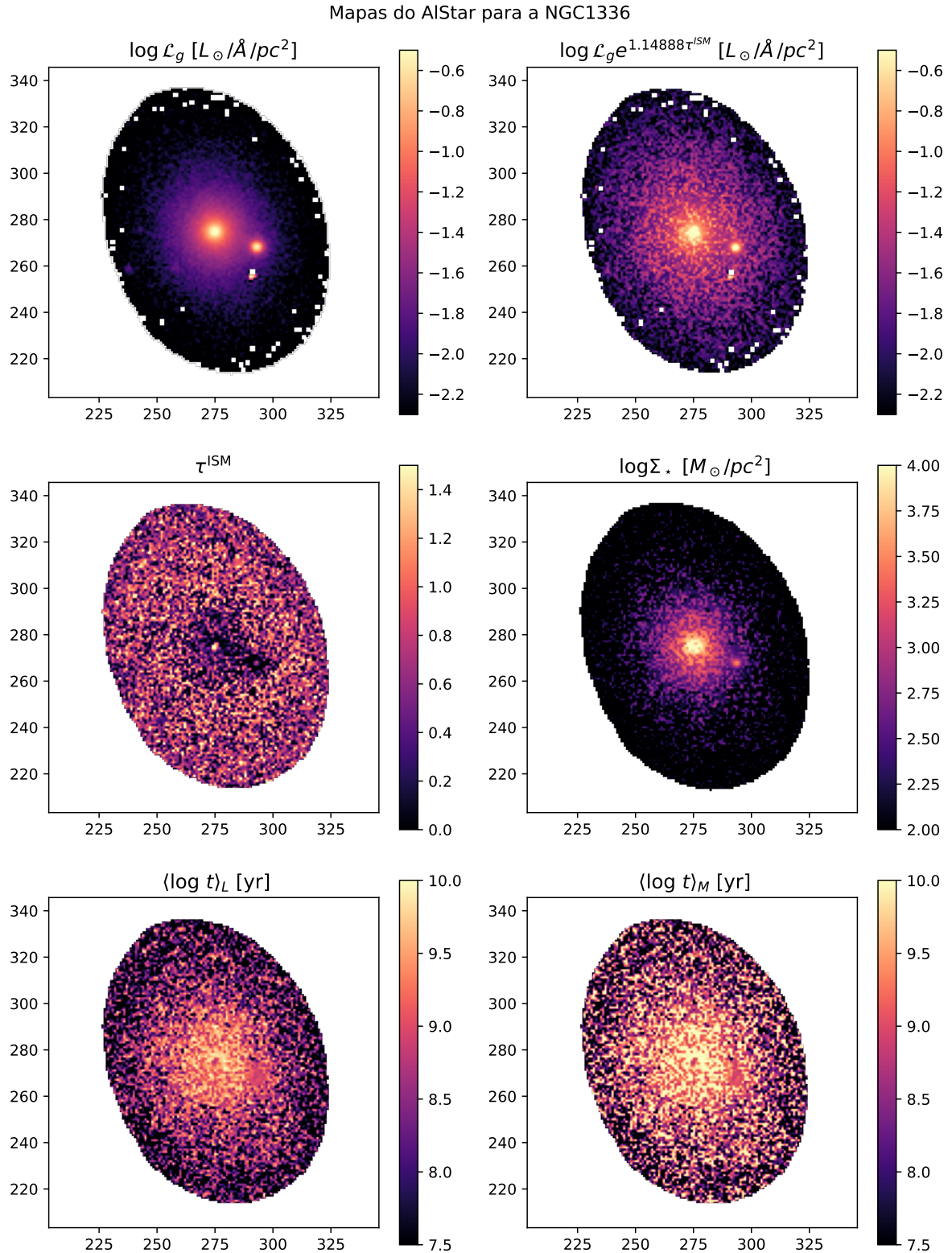


Figura D.18 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1336: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

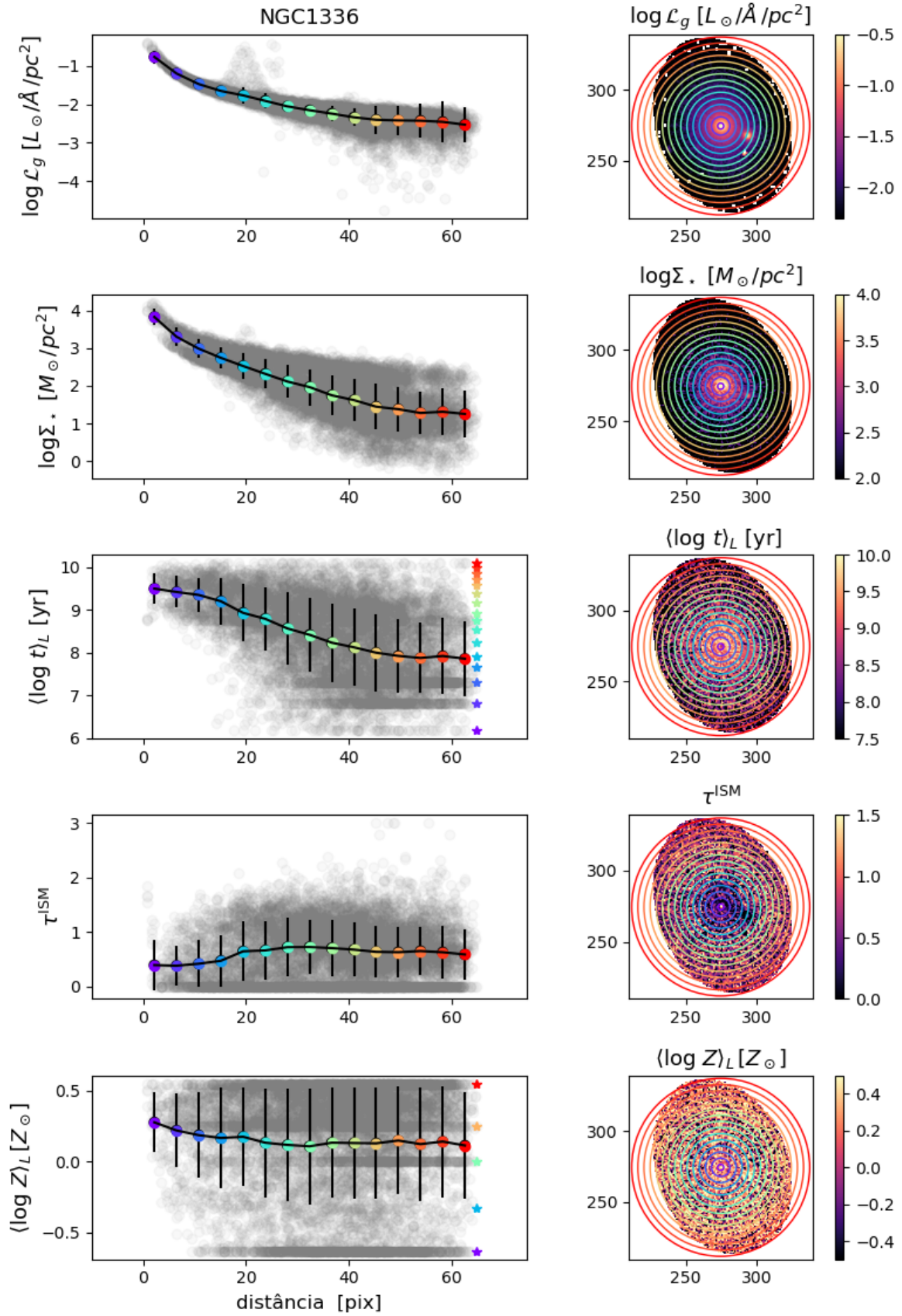


Figura D.19 – Perfis radiais para a NGC1336.

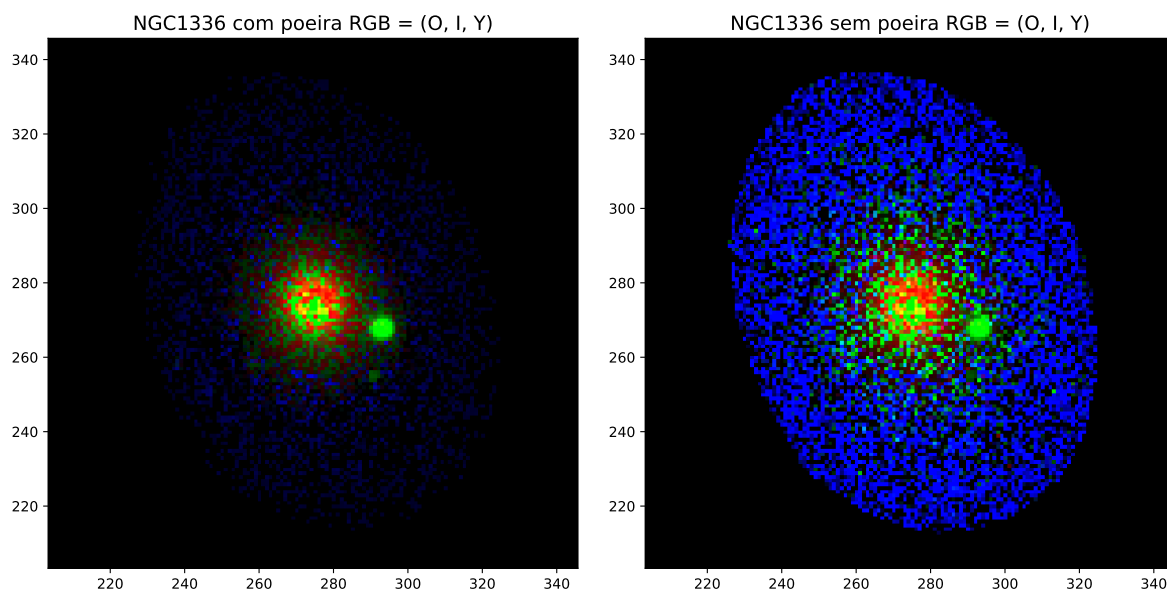


Figura D.20 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC1336.

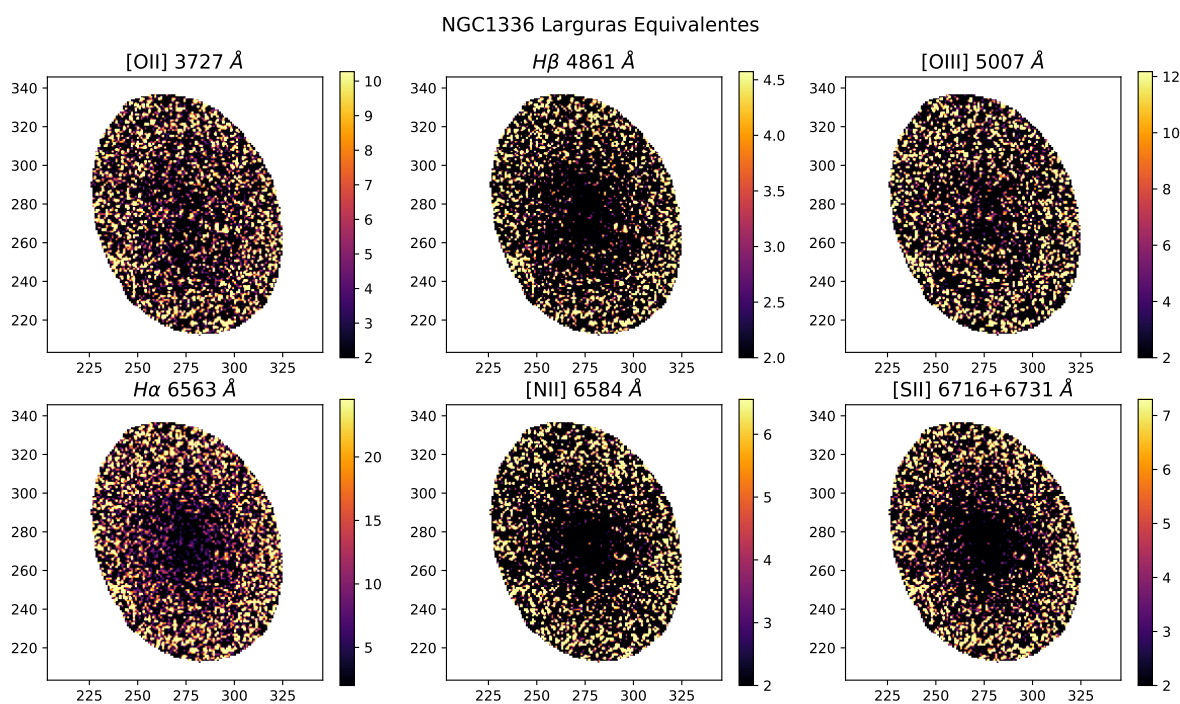


Figura D.21 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II] para a NGC1336.

APÊNDICE E – NGC1365

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao AlStar para a galáxia NGC1365. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC1365 é uma galáxia Seyfert 1 do tipo morfológico SB(s)b, que se encontra na constelação de Fornax a uma distância de ~ 21.2 Mpc com um redshift de ~ 0.005476 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

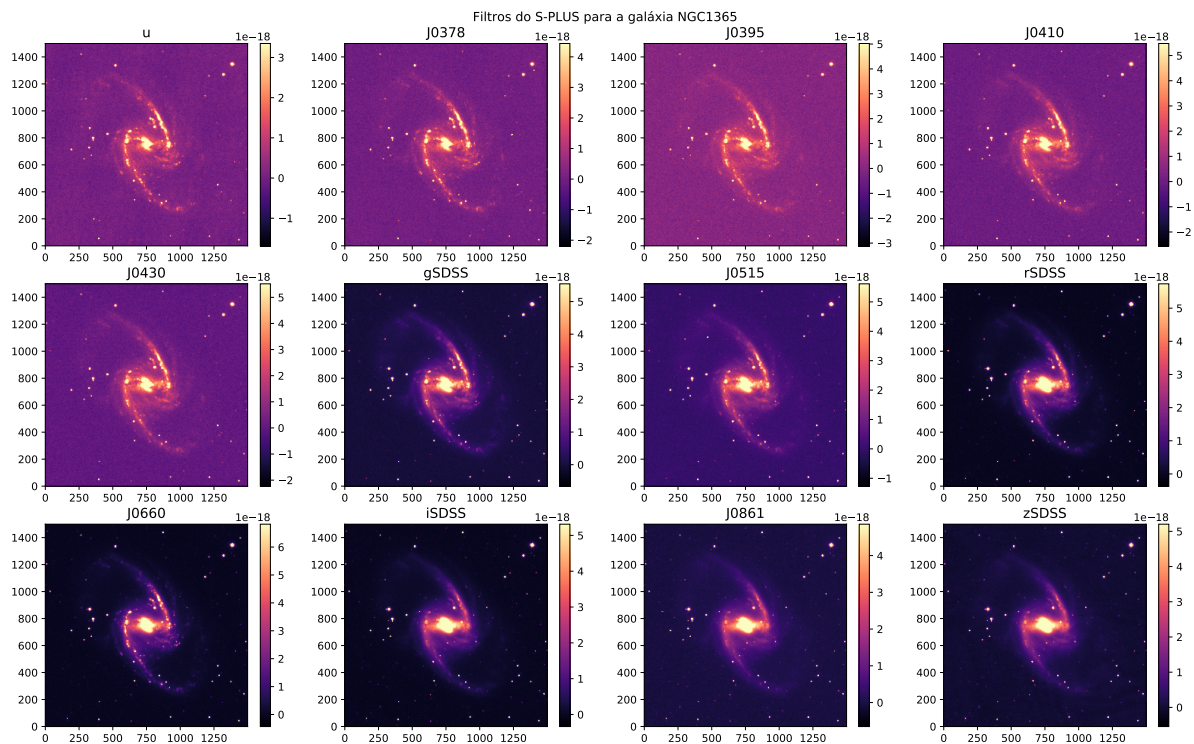


Figura E.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1365 sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

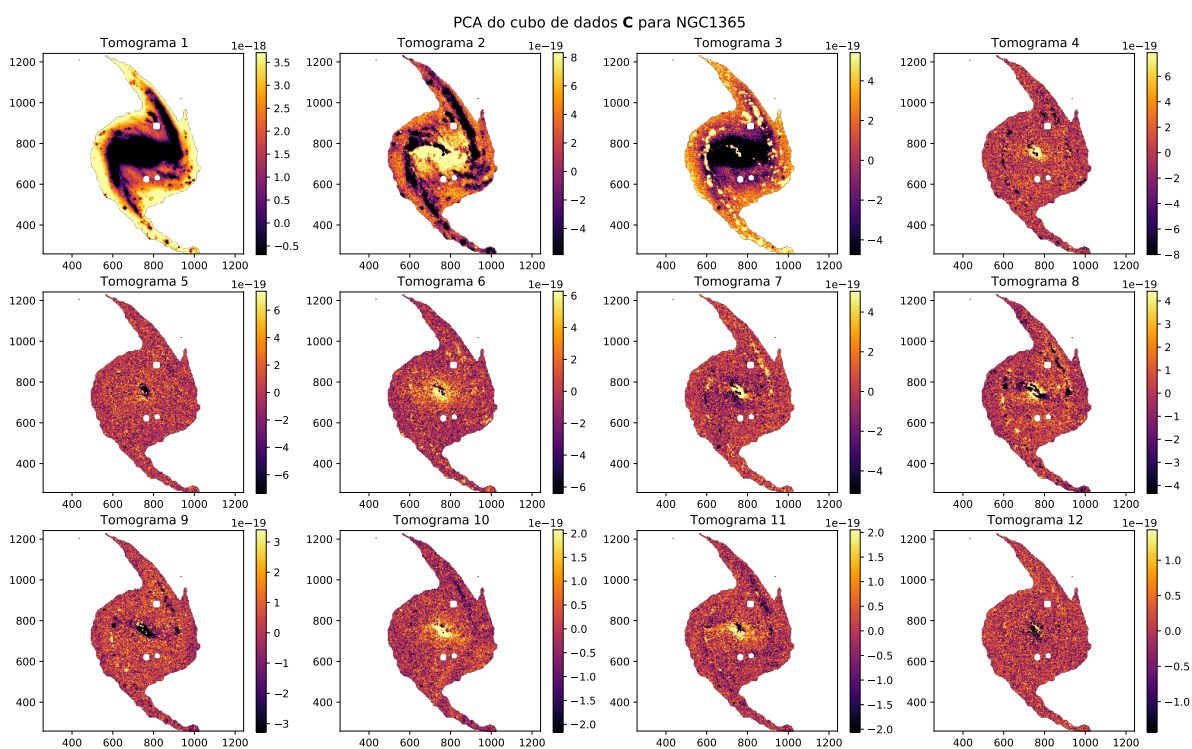


Figura E.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1365.

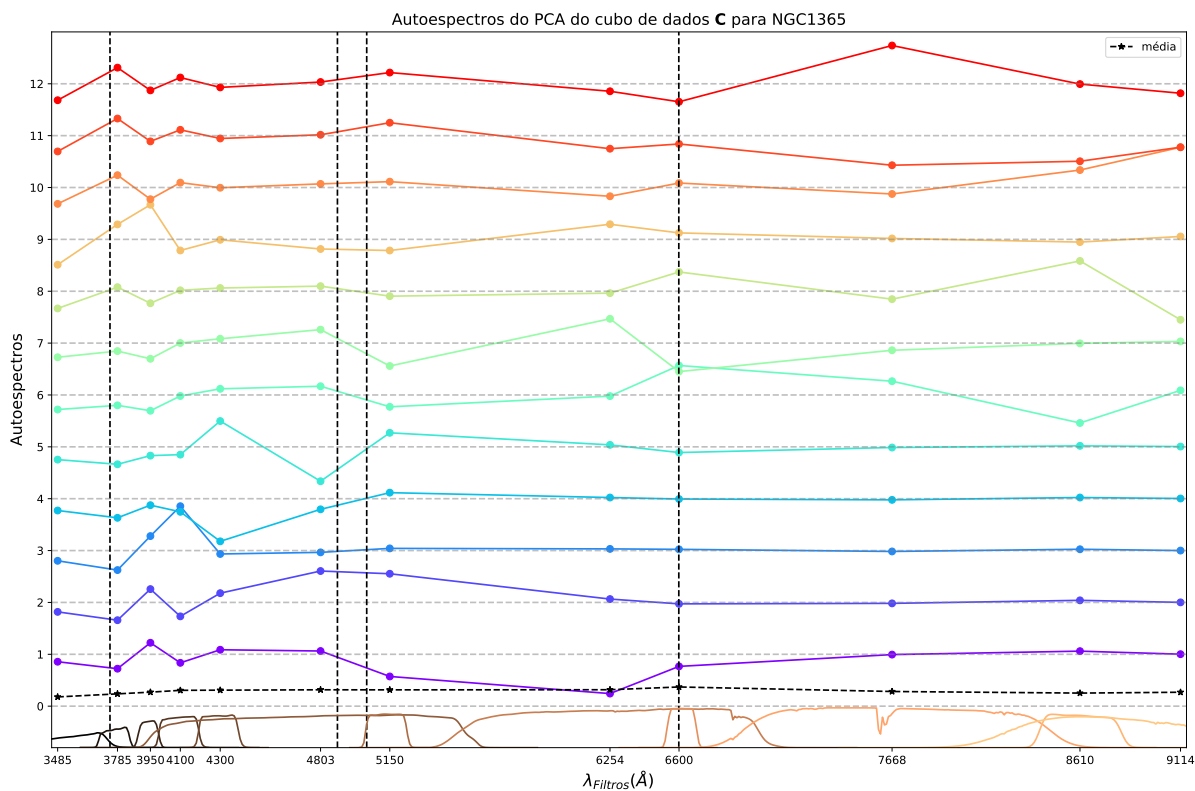


Figura E.3 – Autospectros do PCA do cubo para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

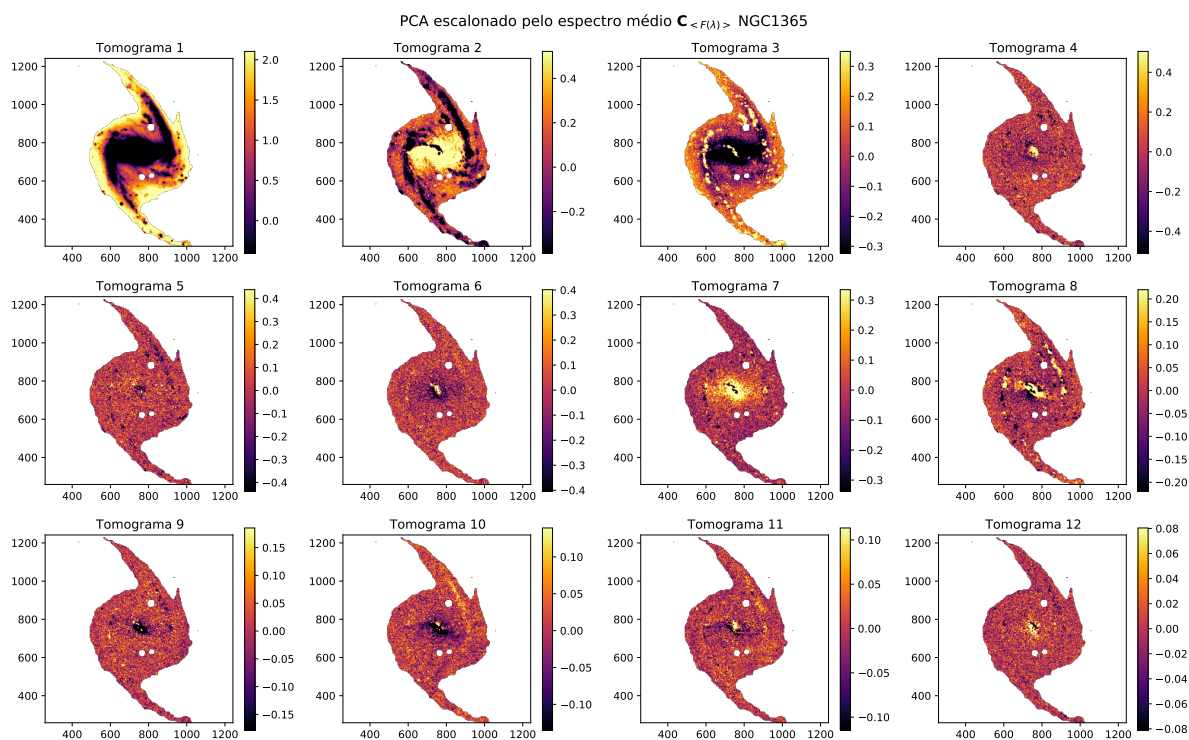


Figura E.4 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1365.

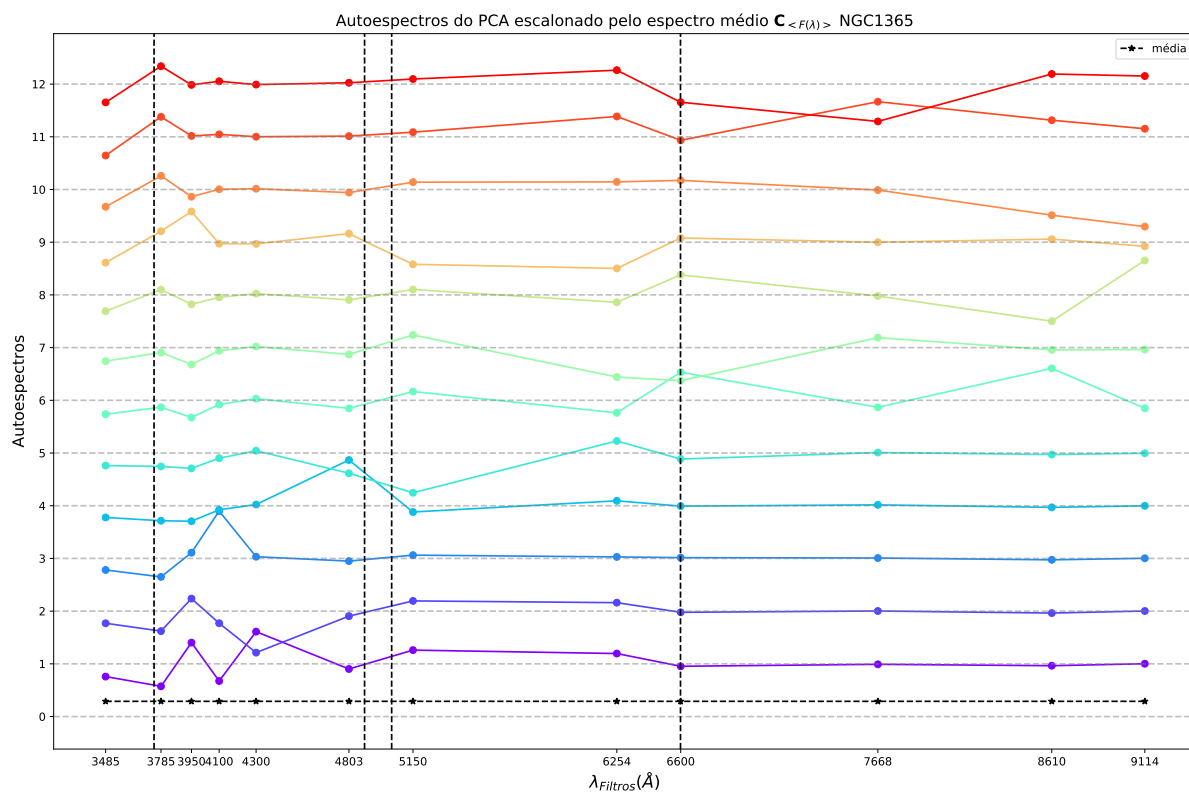


Figura E.5 – Autospectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

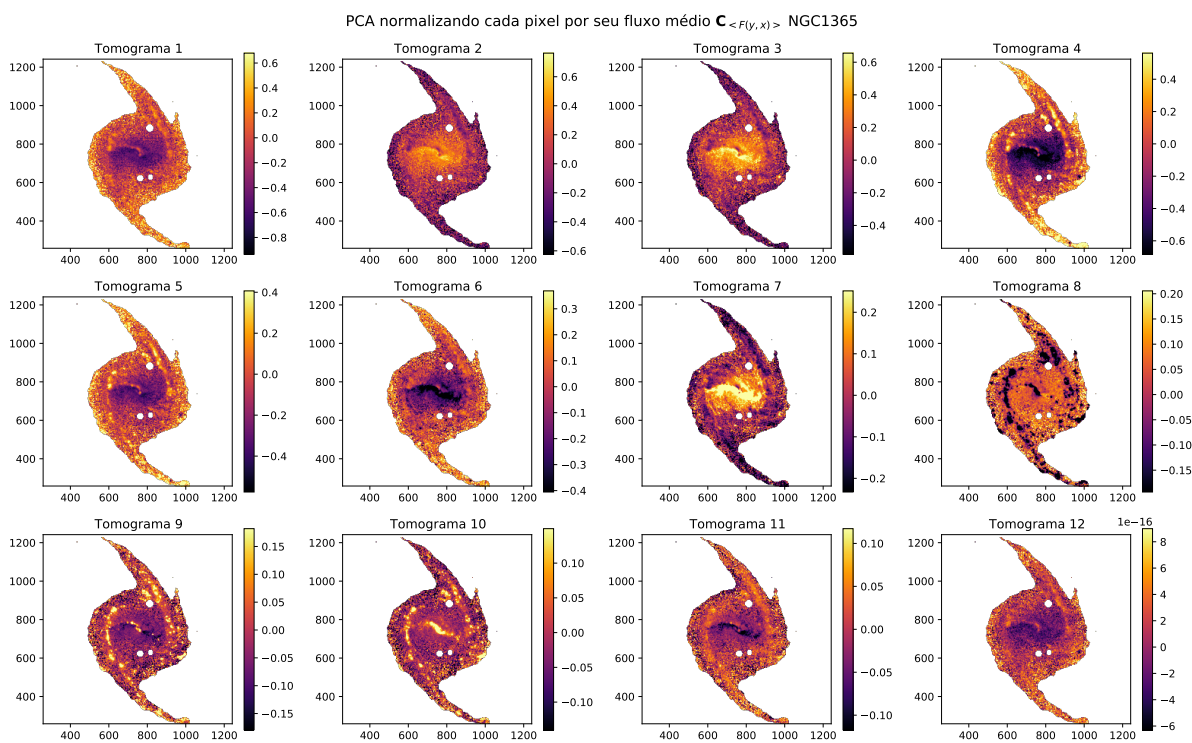


Figura E.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365.

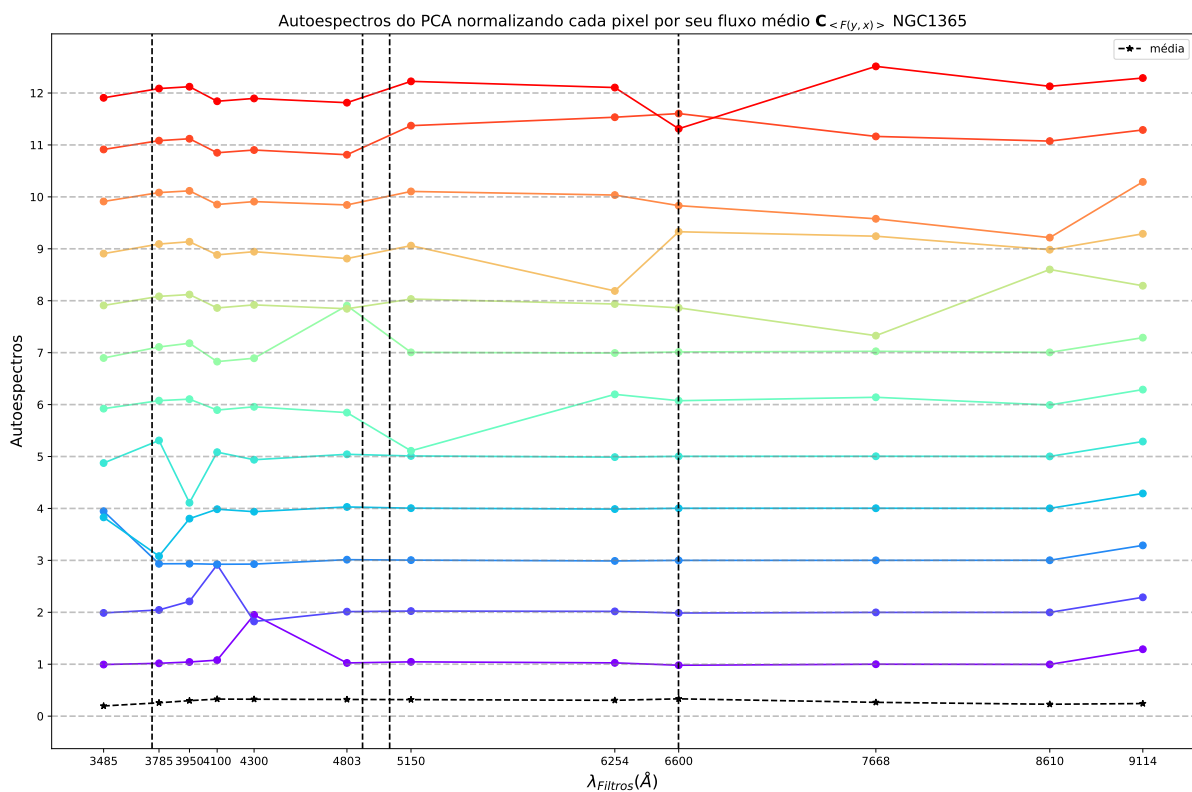


Figura E.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

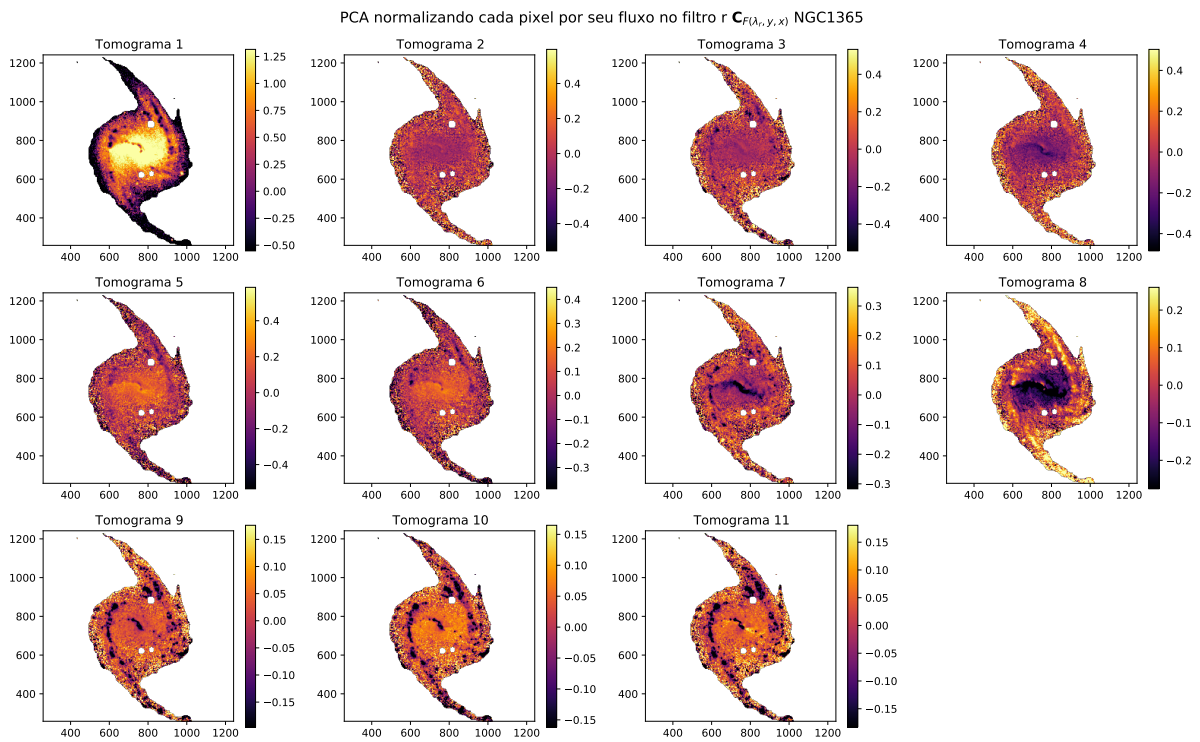


Figura E.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1365.

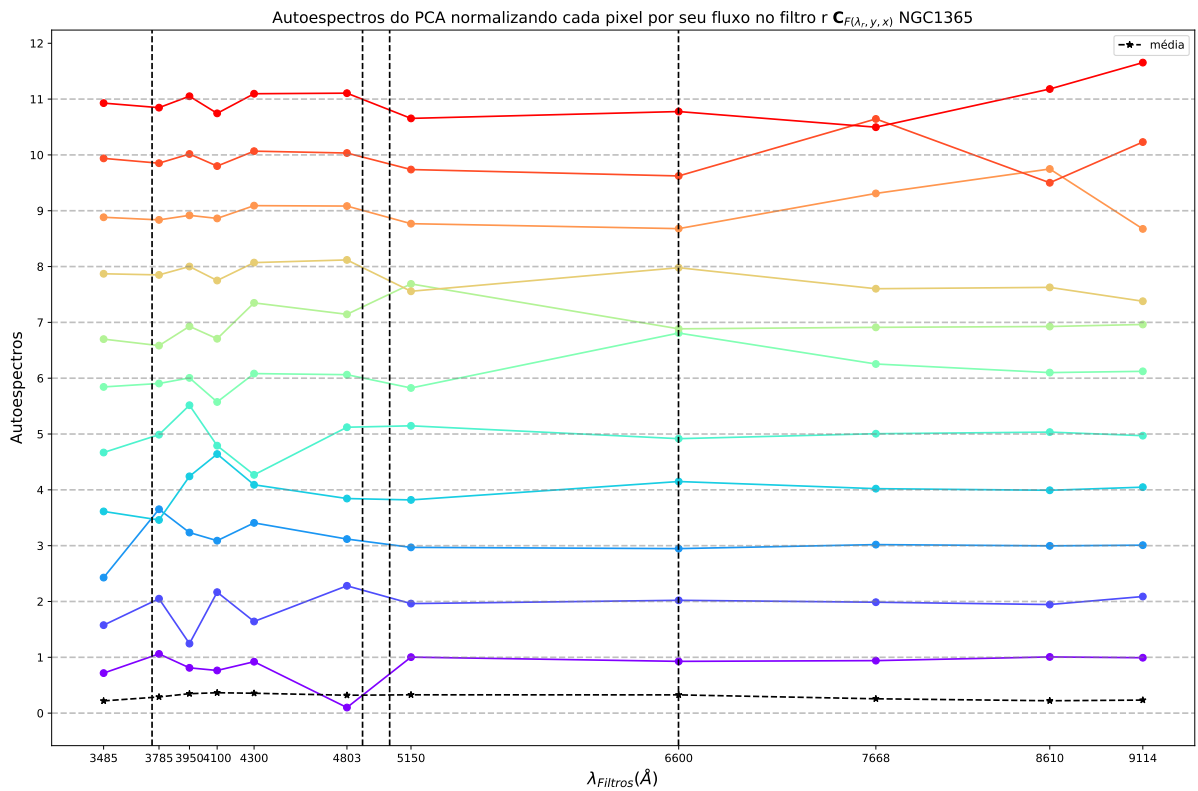


Figura E.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

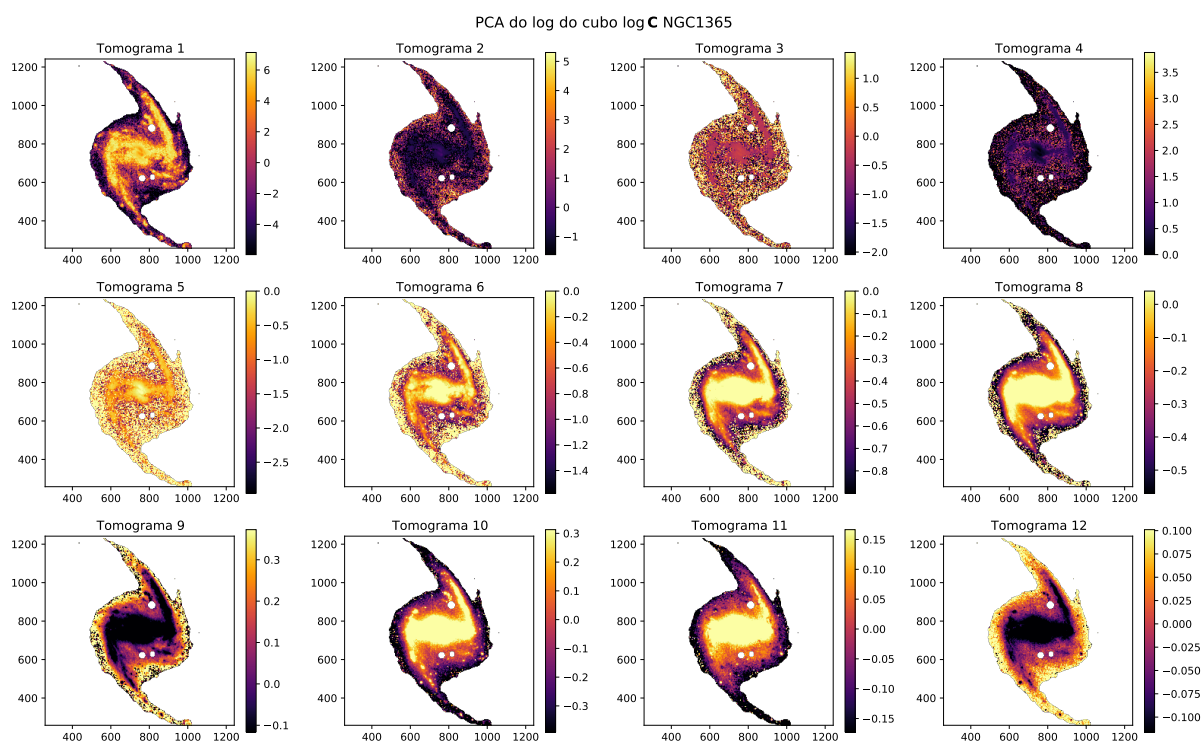


Figura E.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1365.

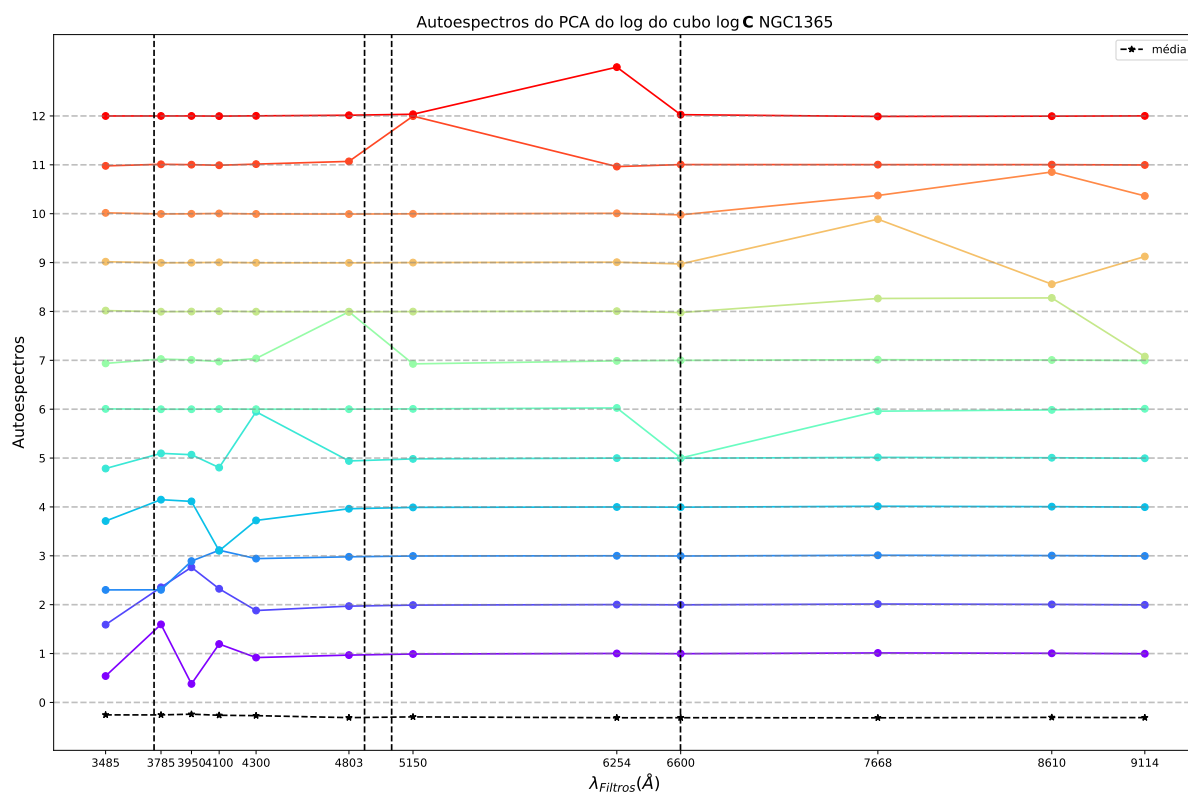


Figura E.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1365. Detalhes assim como na Figura 18.

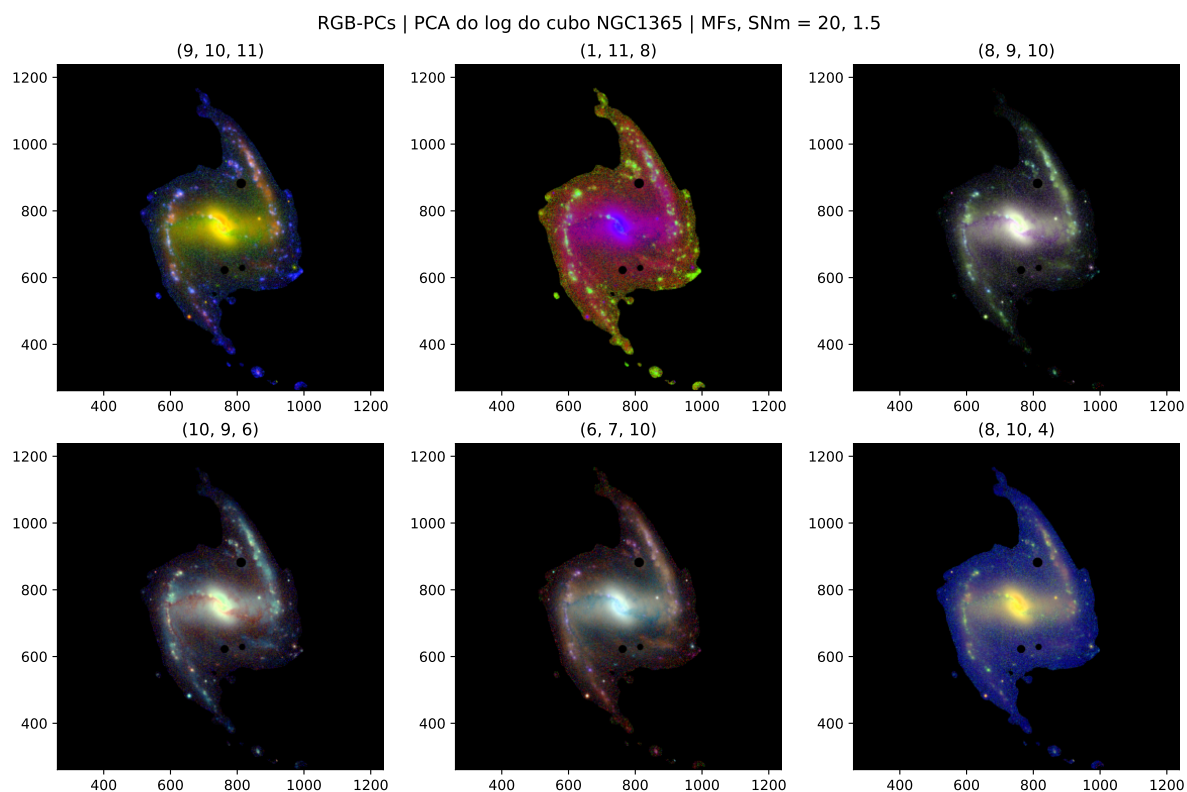


Figura E.12 – RGB do $\log C$ para a galáxia NGC1365. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

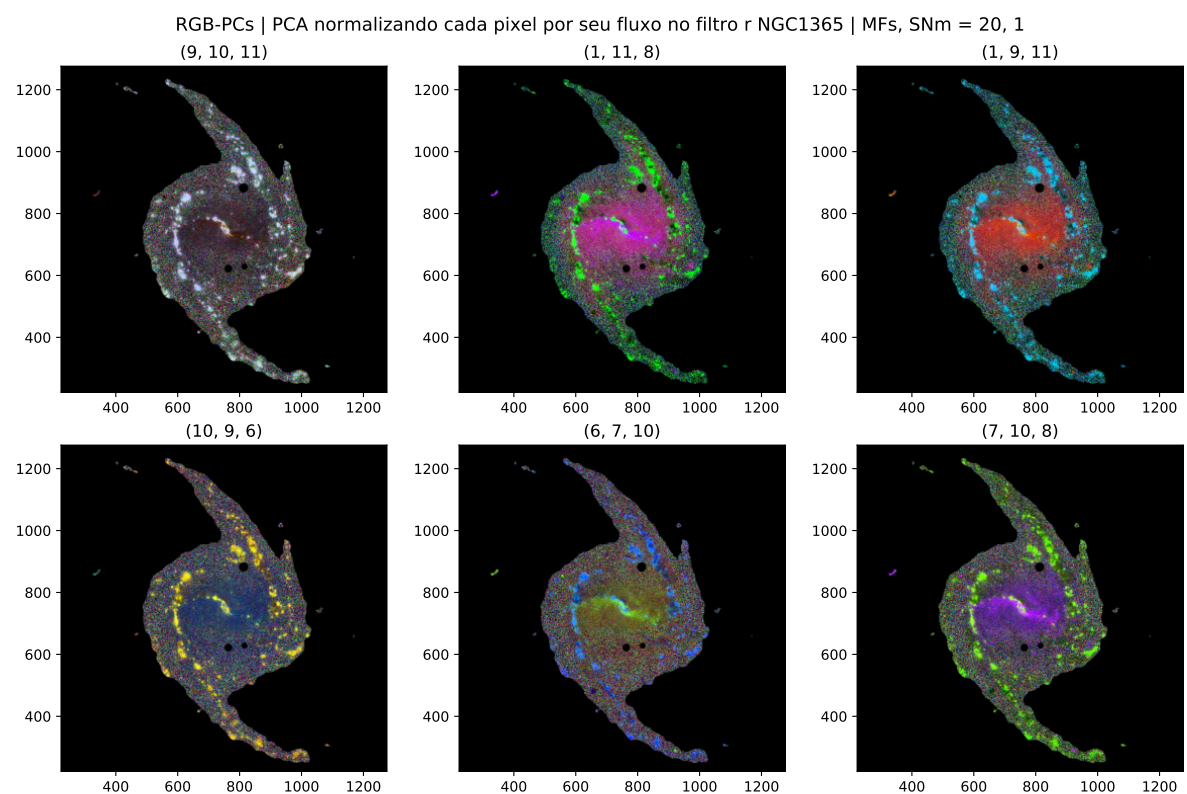


Figura E.13 – RGB do $C_{F(\lambda_r, y, x)}$ para a galáxia NGC1365. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

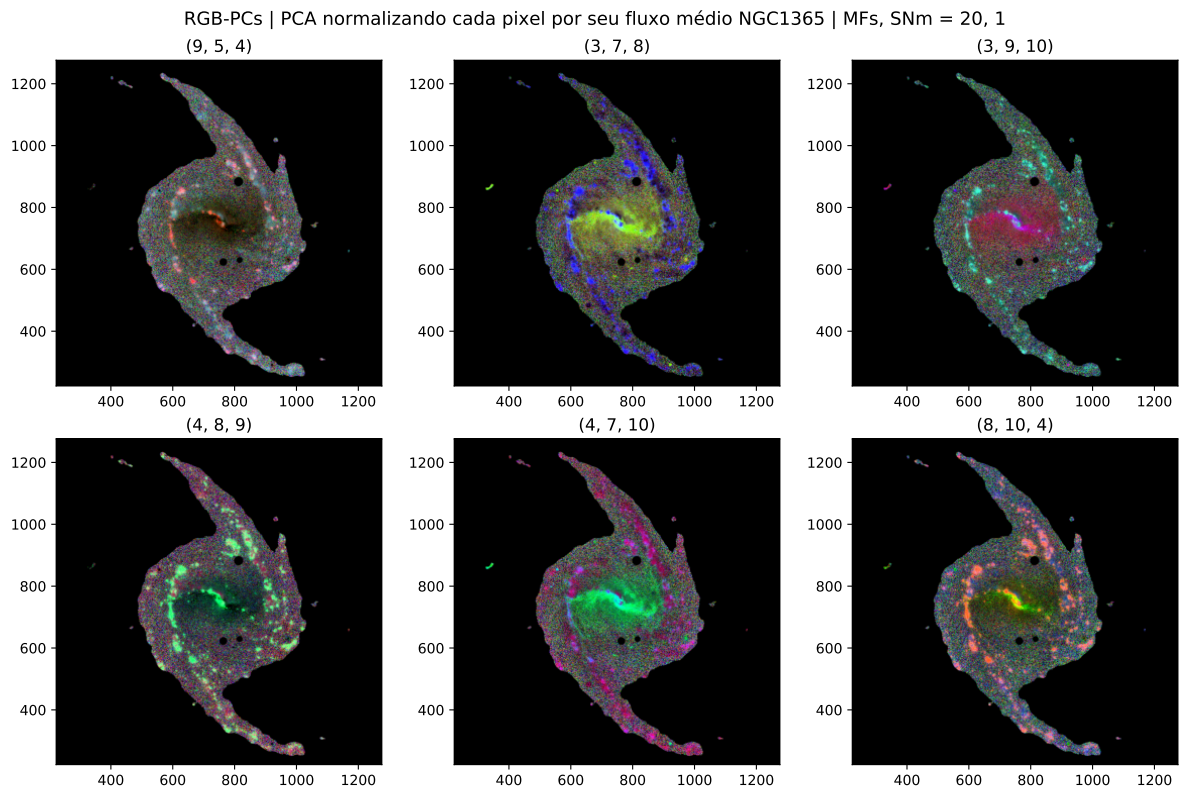


Figura E.14 – RGB do $C_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC1365. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

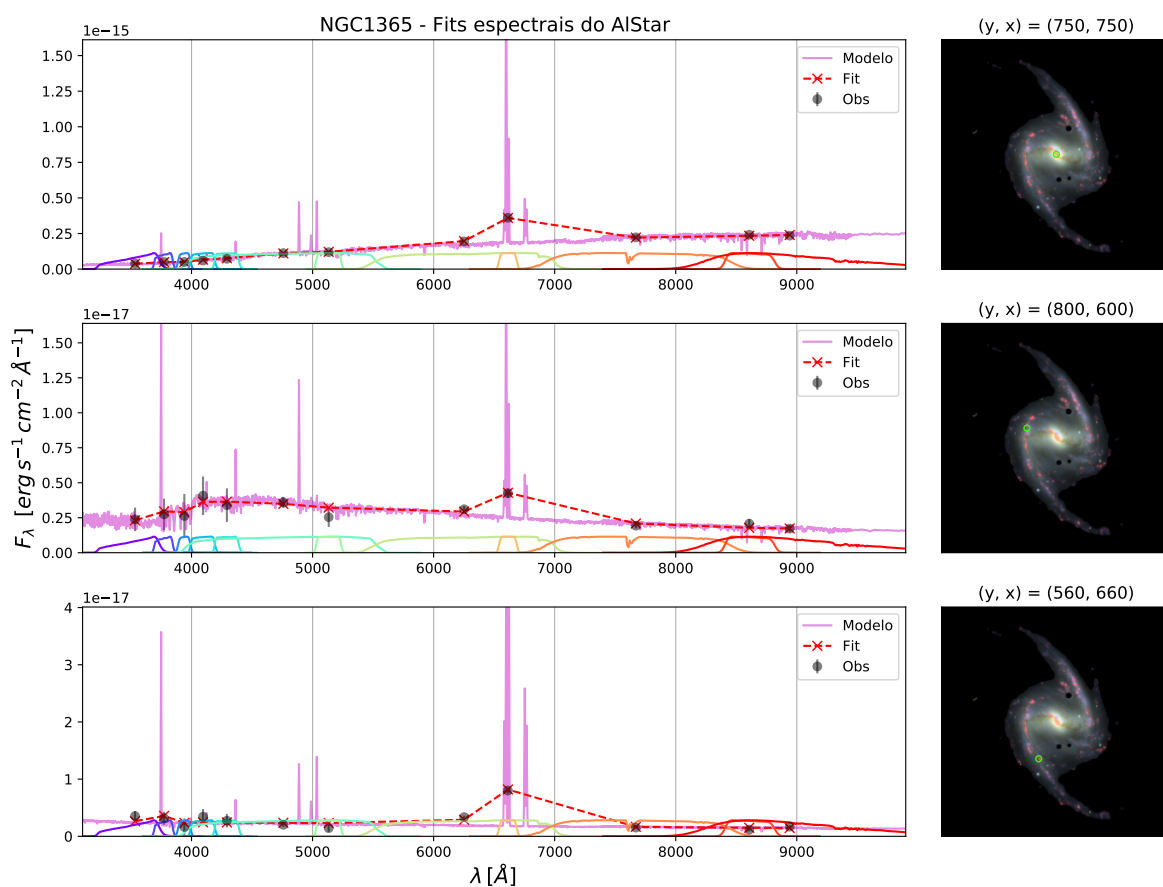


Figura E.15 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC1365. Detalhes assim como na Figura 65.

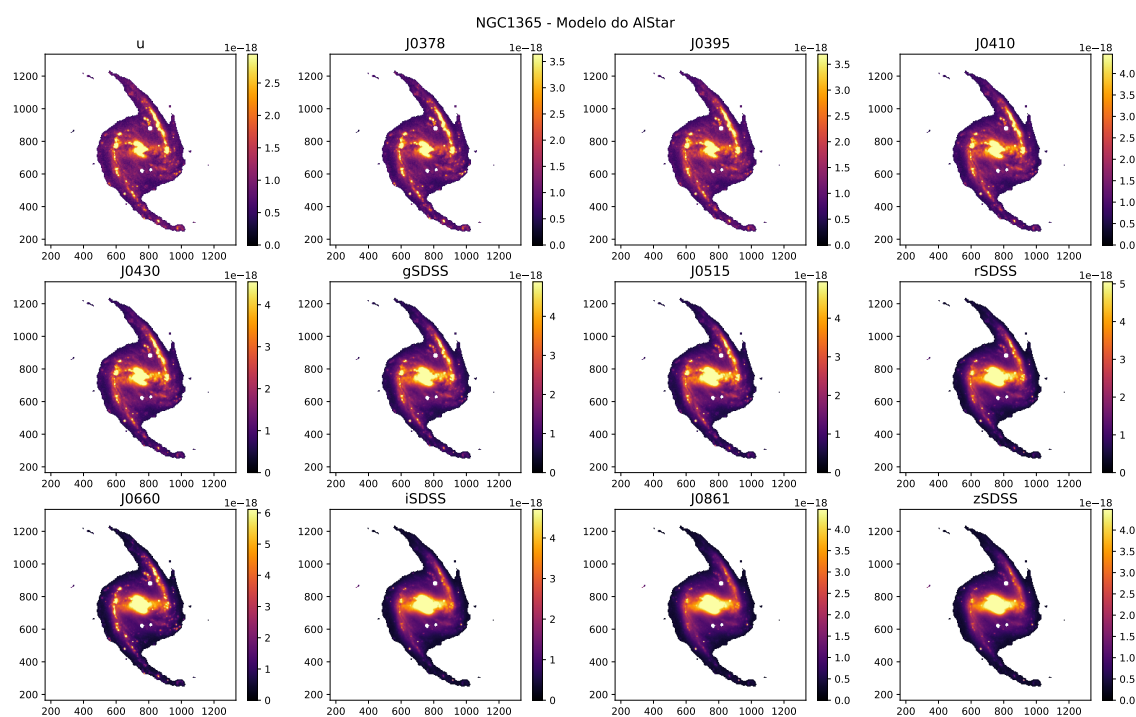


Figura E.16 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1365.

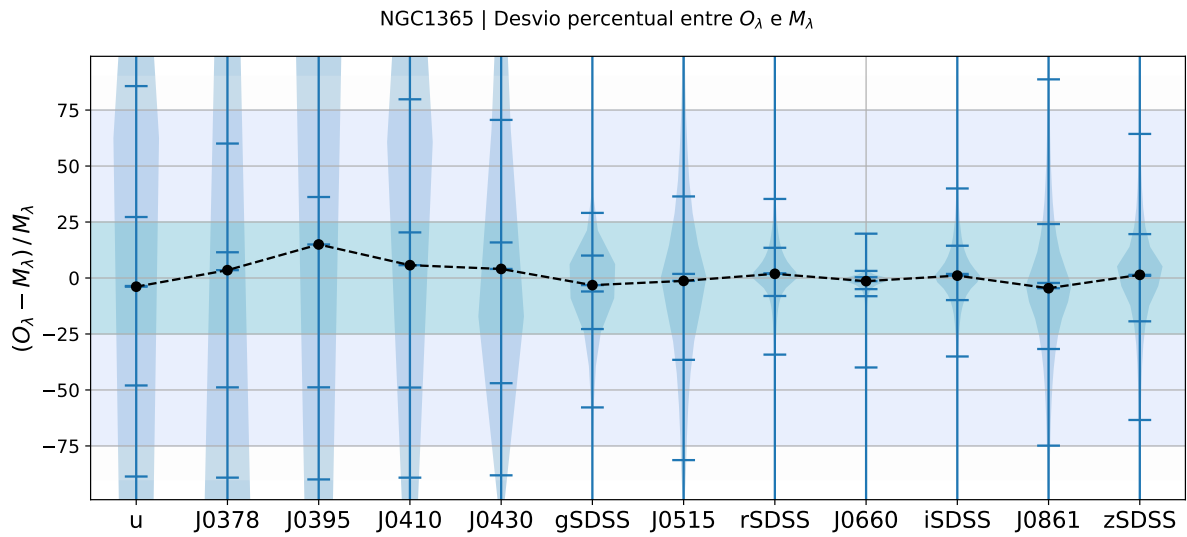


Figura E.17 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC1365. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

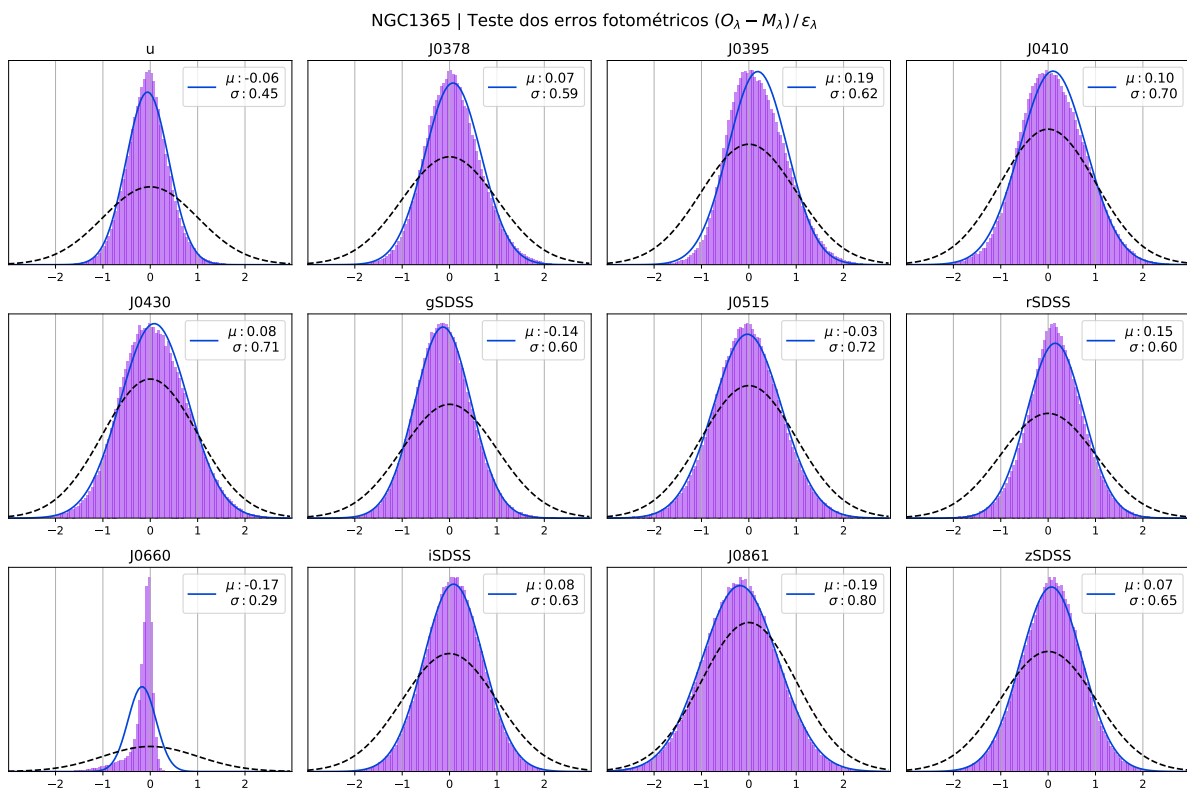


Figura E.18 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC1365. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

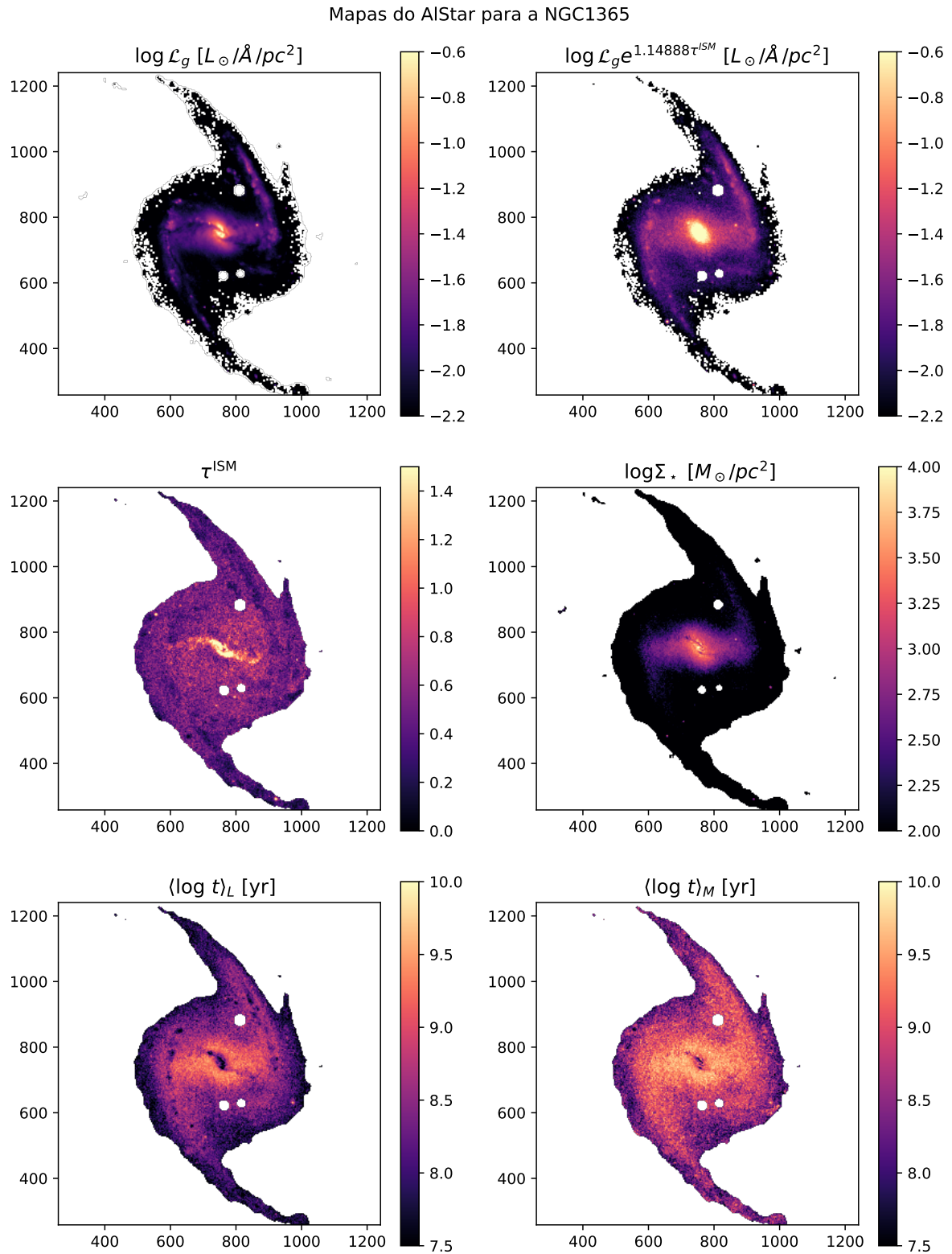


Figura E.19 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1365: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_* , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

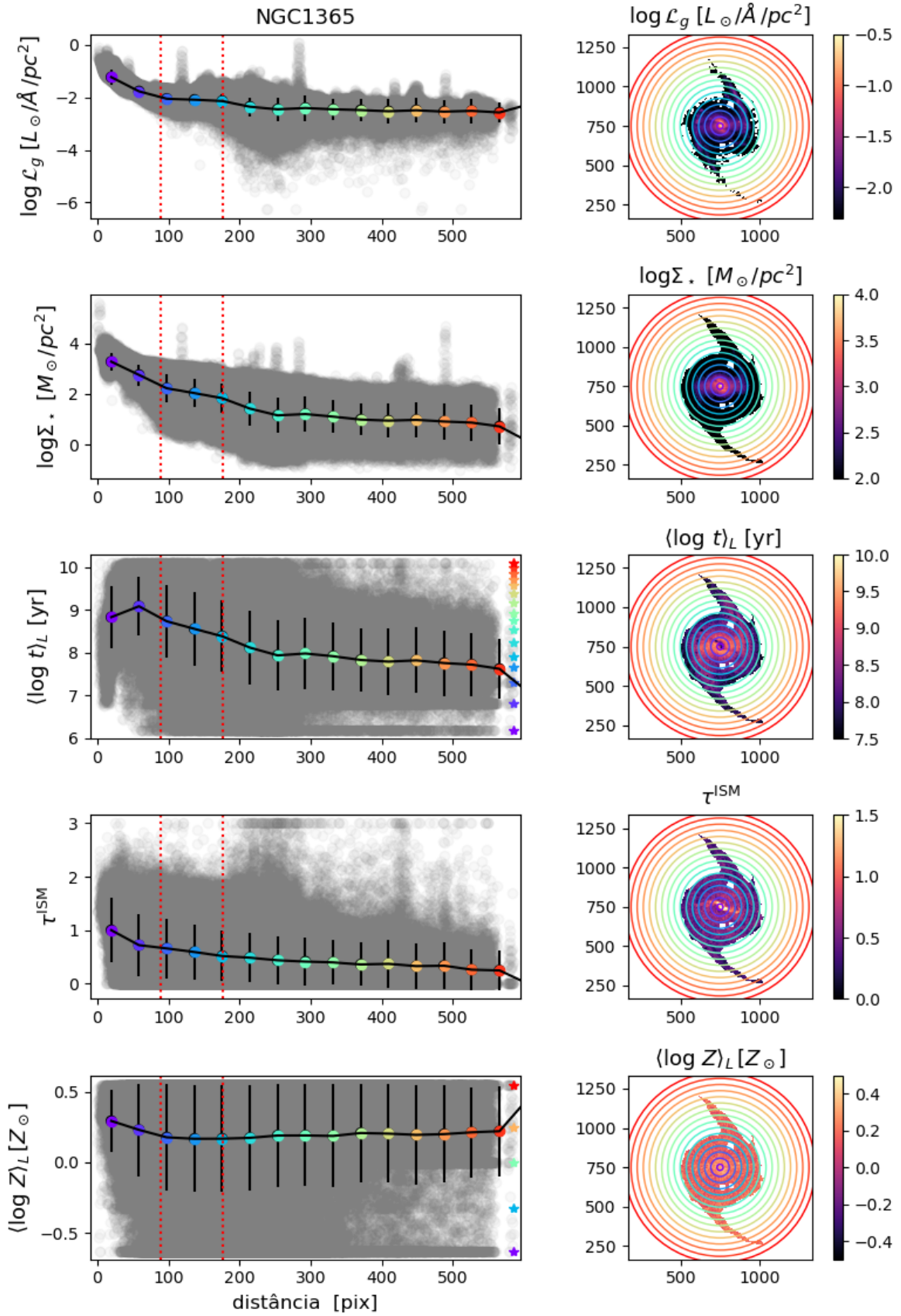


Figura E.20 – Perfis radiais para a NGC1365. As linhas pontilhadas em vermelho indicam distâncias (projetadas) a partir do núcleo para 5kpc e 10kpc.

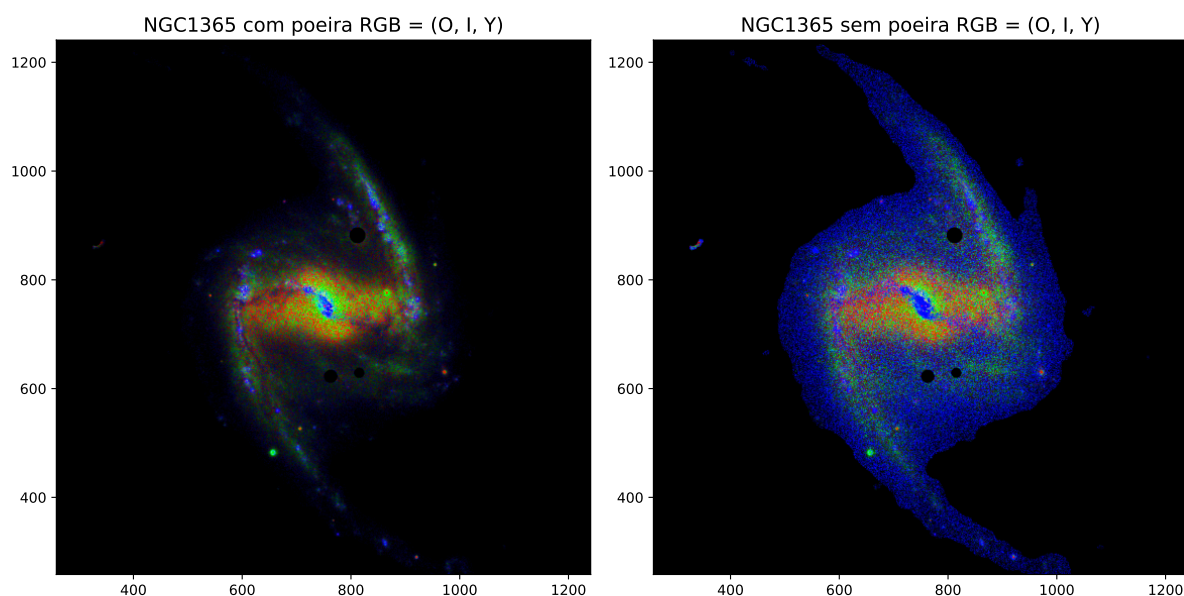


Figura E.21 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC1365.

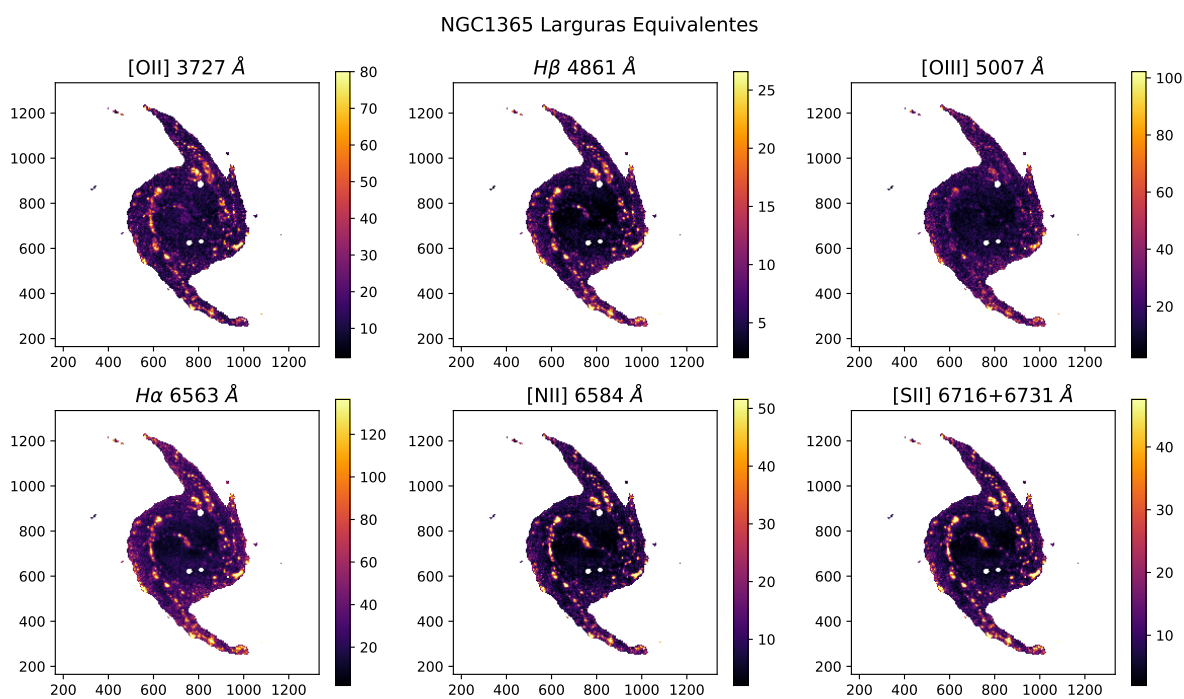


Figura E.22 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II] para a NGC1365.

APÊNDICE F – NGC1374

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao Alstar para a galáxia NGC1374. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC1374 é uma galáxia do tipo morfológico E3, que se encontra na constelação de Fornax a uma distância de ~ 17.65 Mpc com um redshift de ~ 0.004443 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

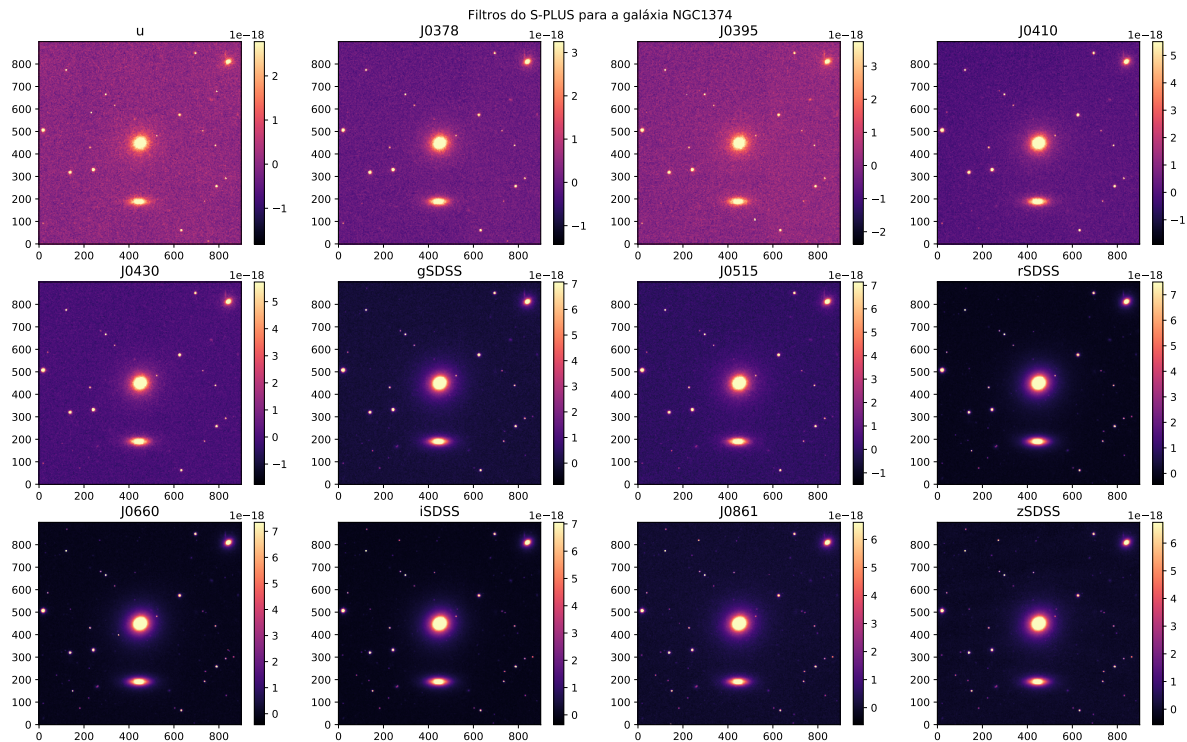


Figura F.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1374 sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

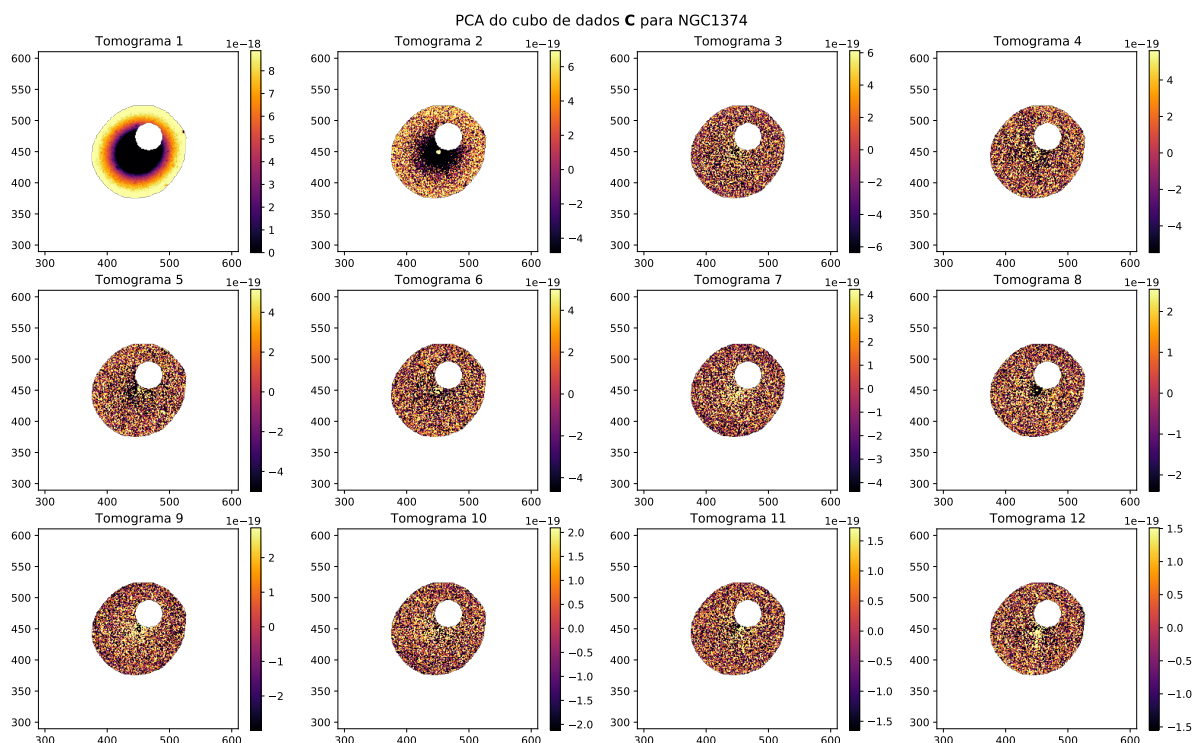


Figura F.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1374.

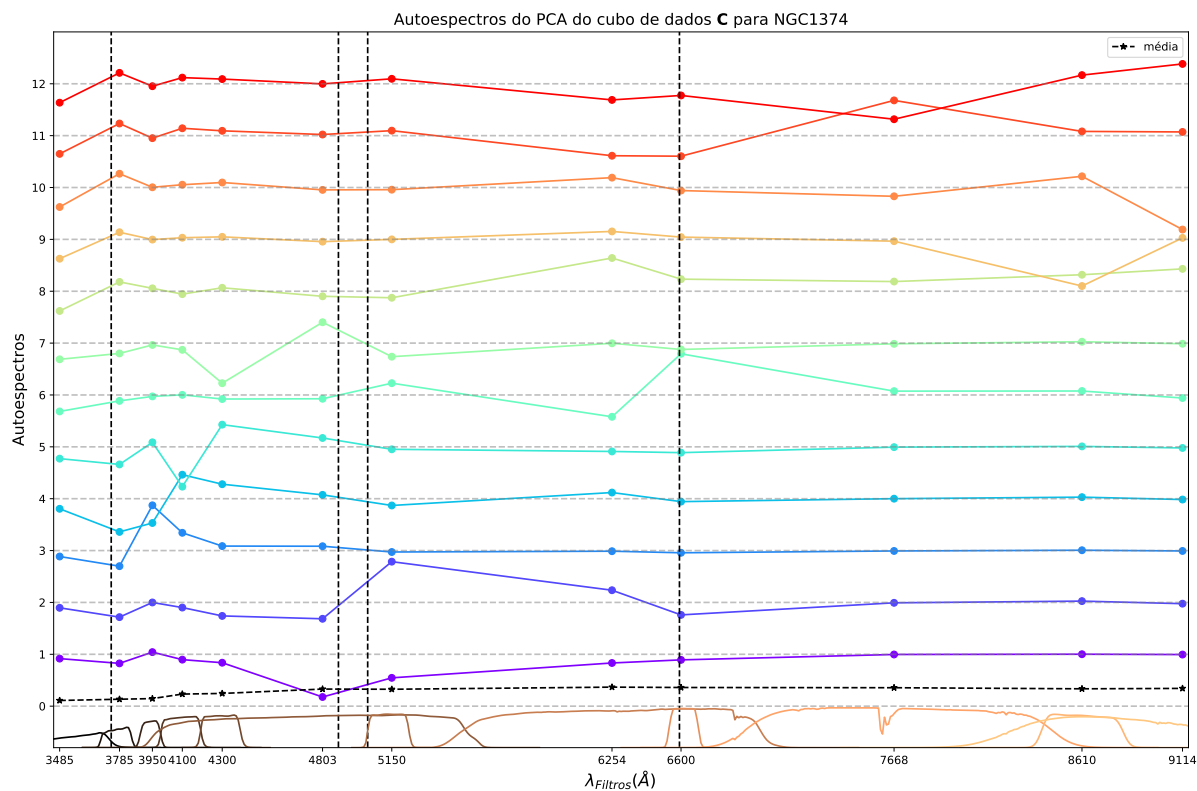


Figura F.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC1374. Detalhes assim como na Figura 18.

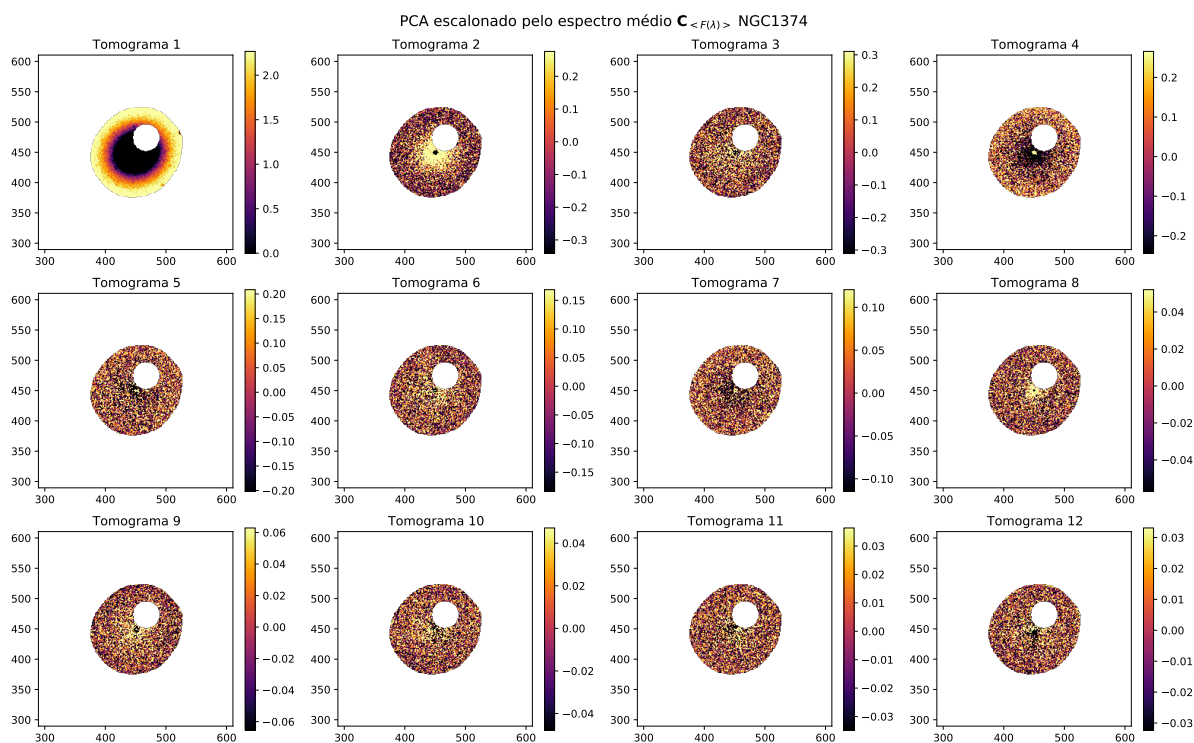


Figura F.4 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1374.

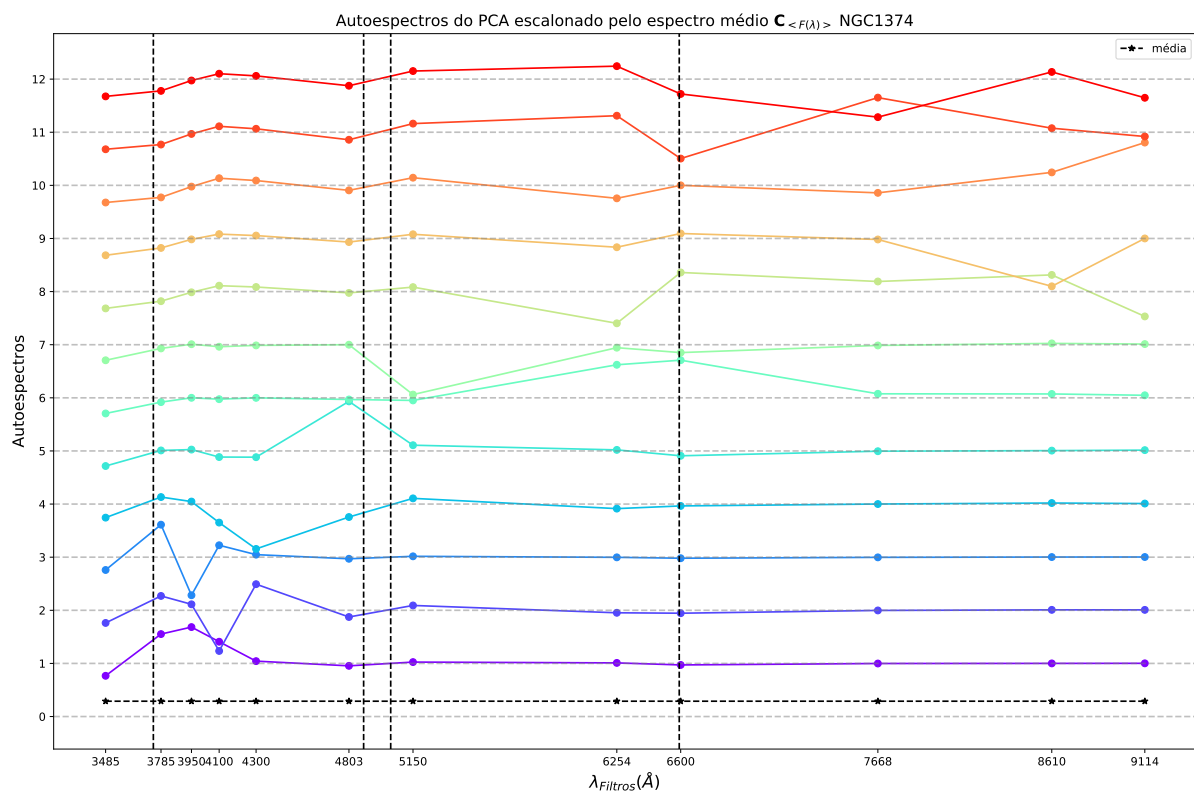


Figura F.5 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1374. Detalhes assim como na Figura 18.

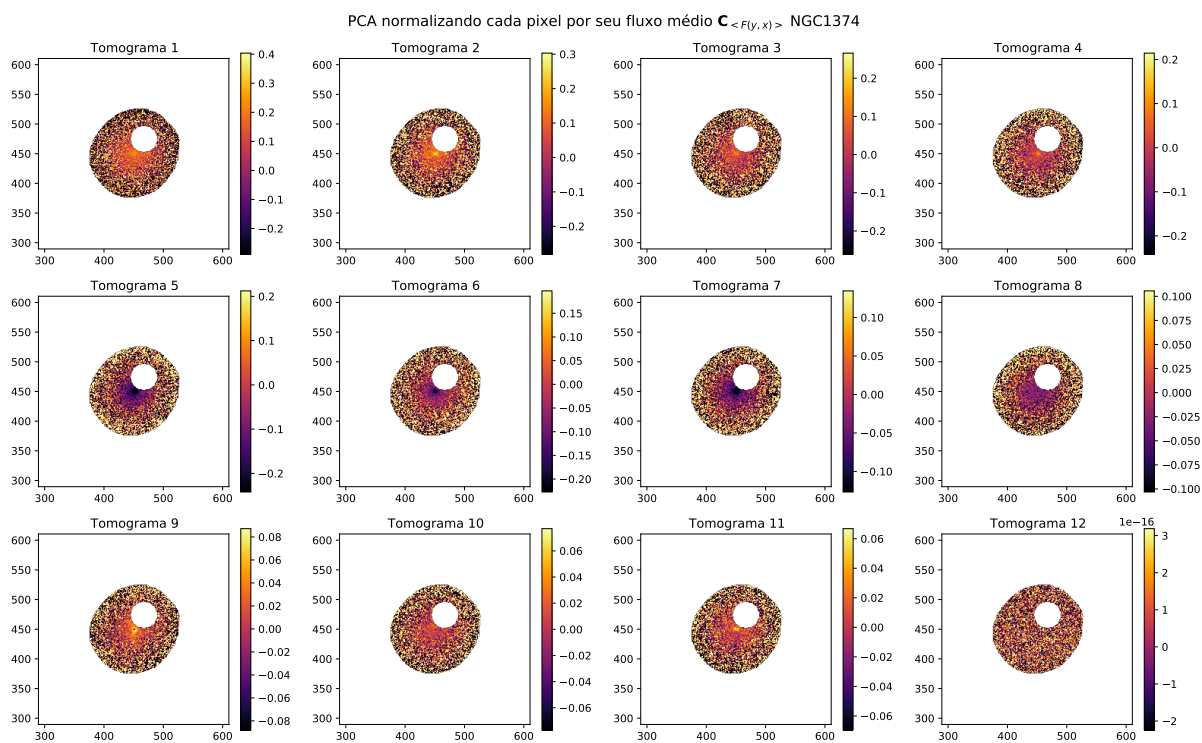


Figura F.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1374.

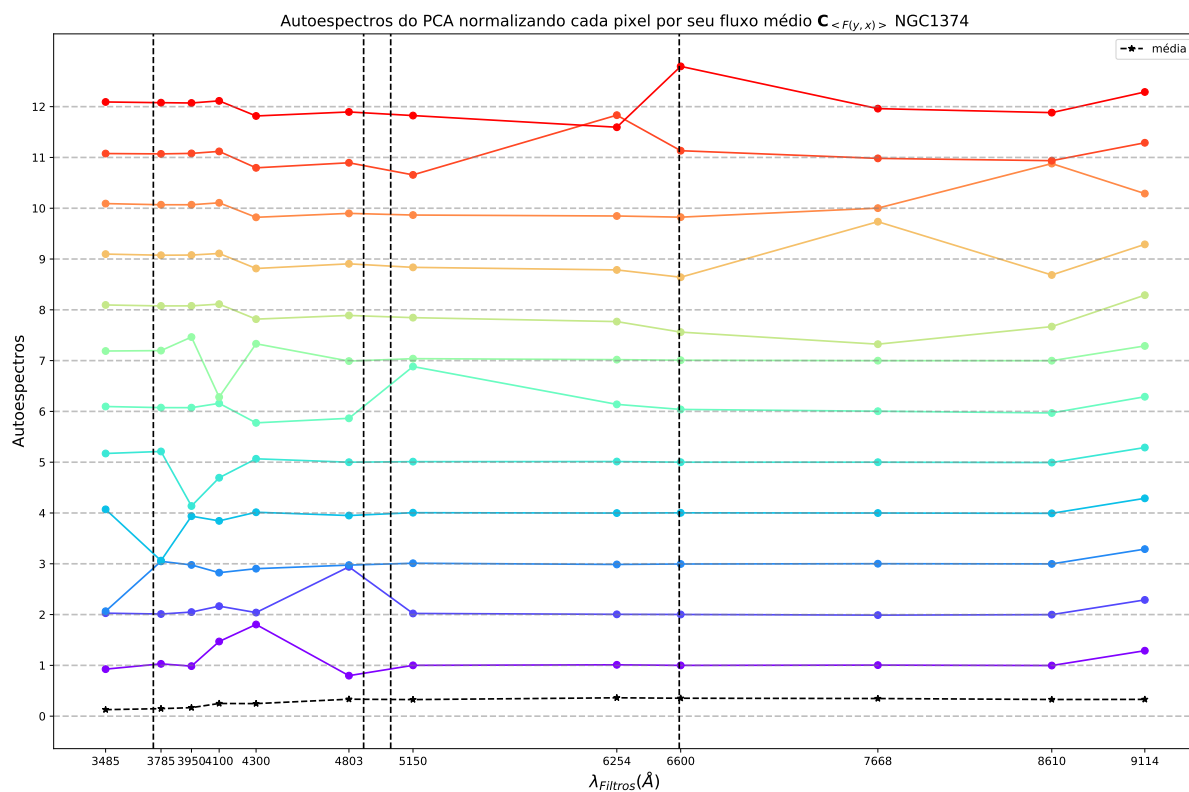


Figura F.7 – Autospectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1374. Detalhes assim como na Figura 18.

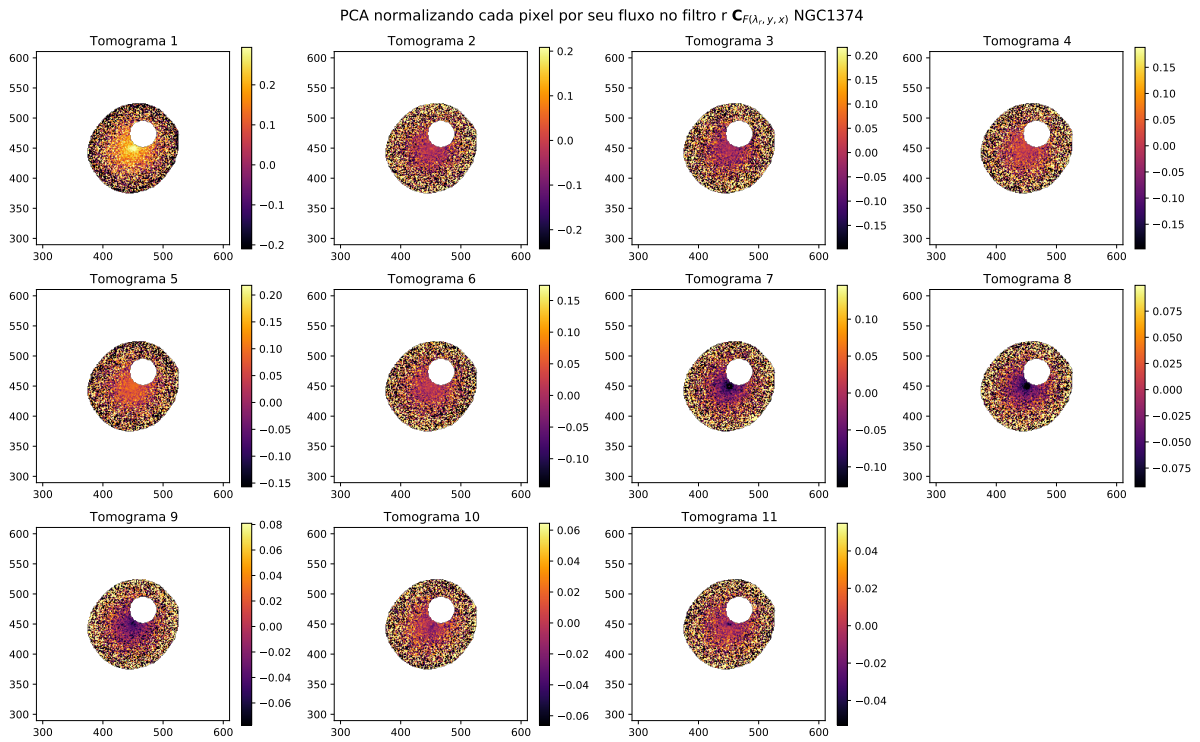


Figura F.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1374.

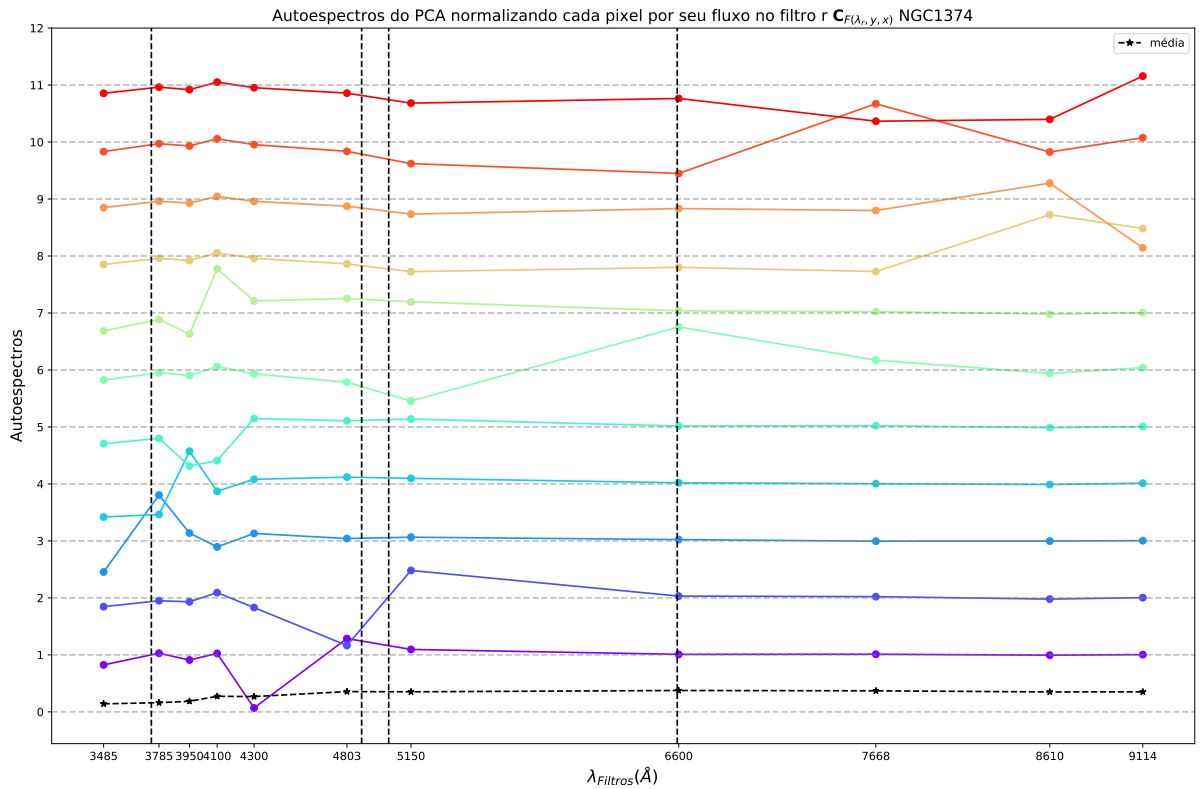


Figura F.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1374. Detalhes assim como na Figura 18.

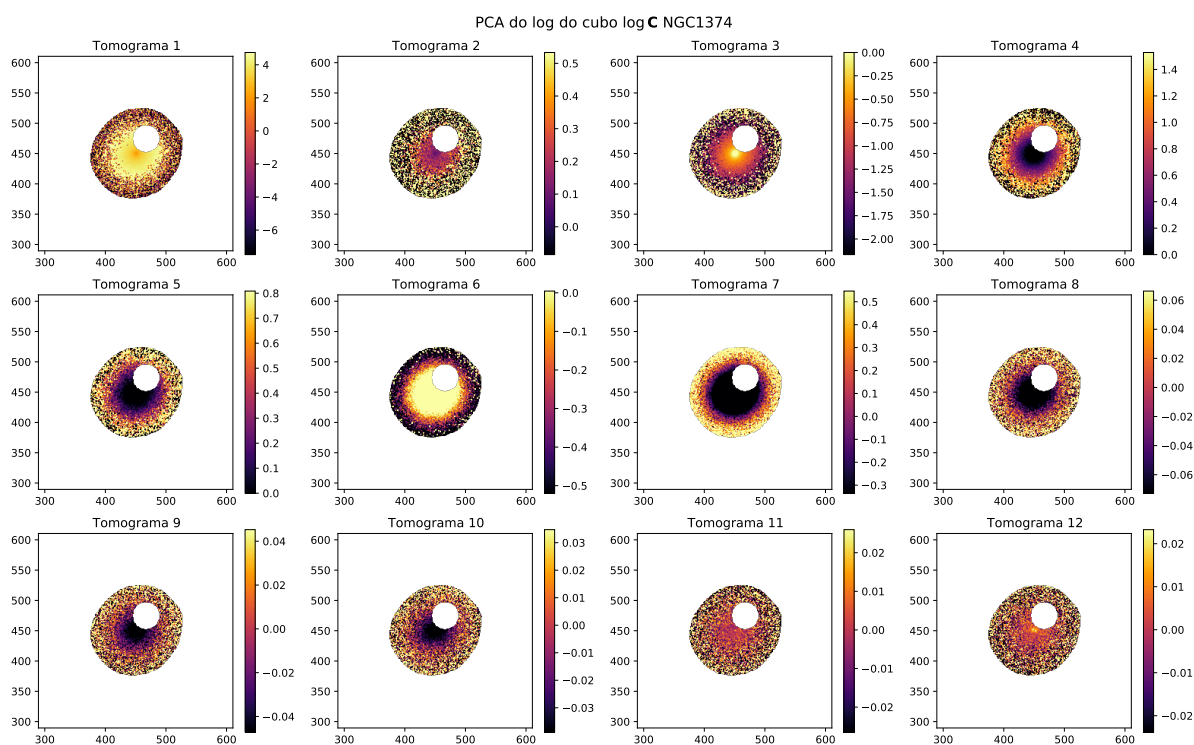


Figura F.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1374.

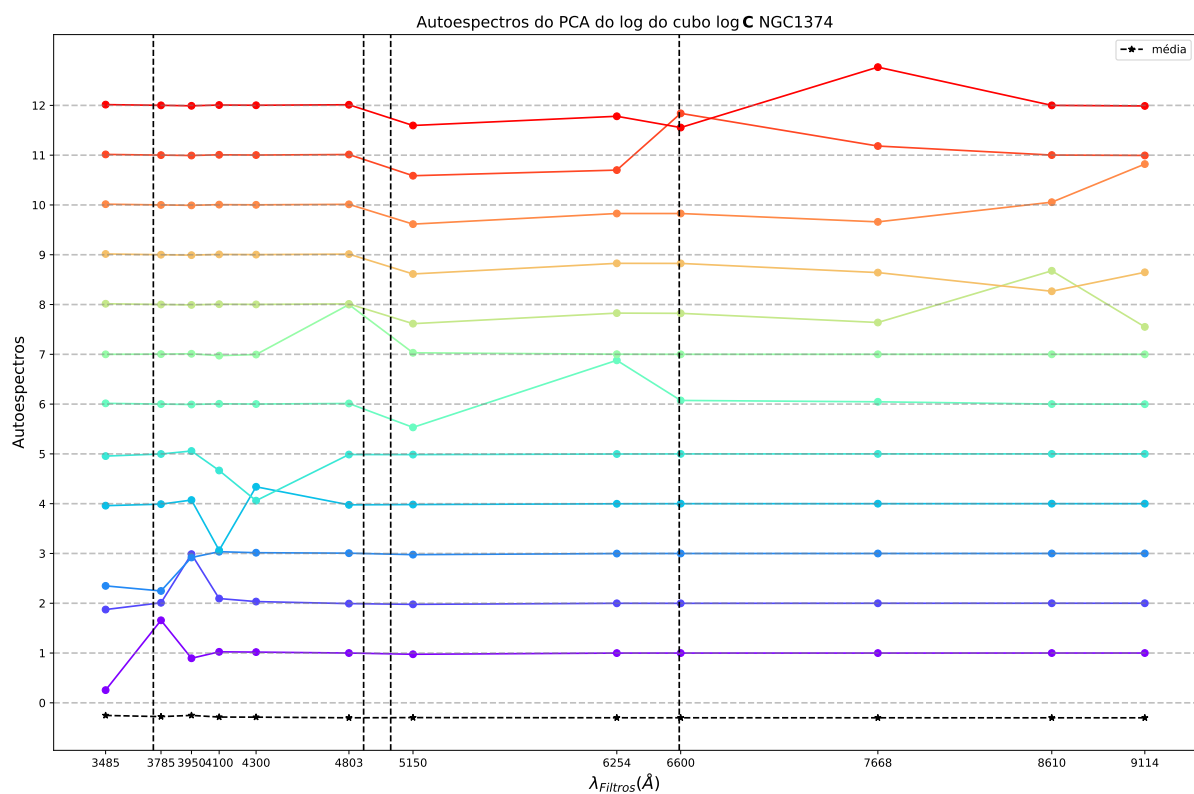


Figura F.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1374. Detalhes assim como na Figura 18.

RGB-PCs | PCA do log do cubo NGC1374 | MFs, SNm = 30, 3.0

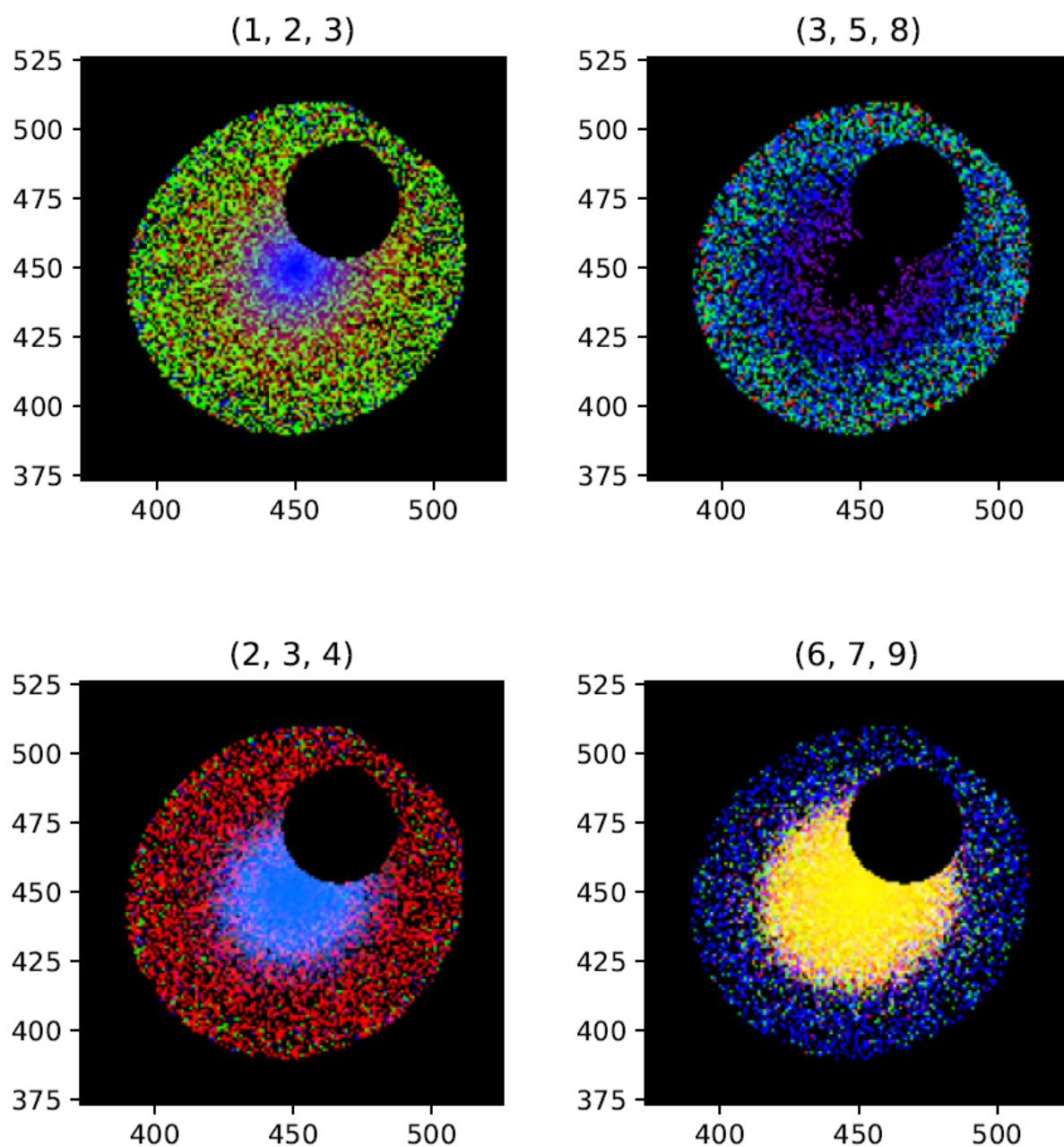


Figura F.12 – RGB do $\log C^{ext}$ para a galáxia NGC1374. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

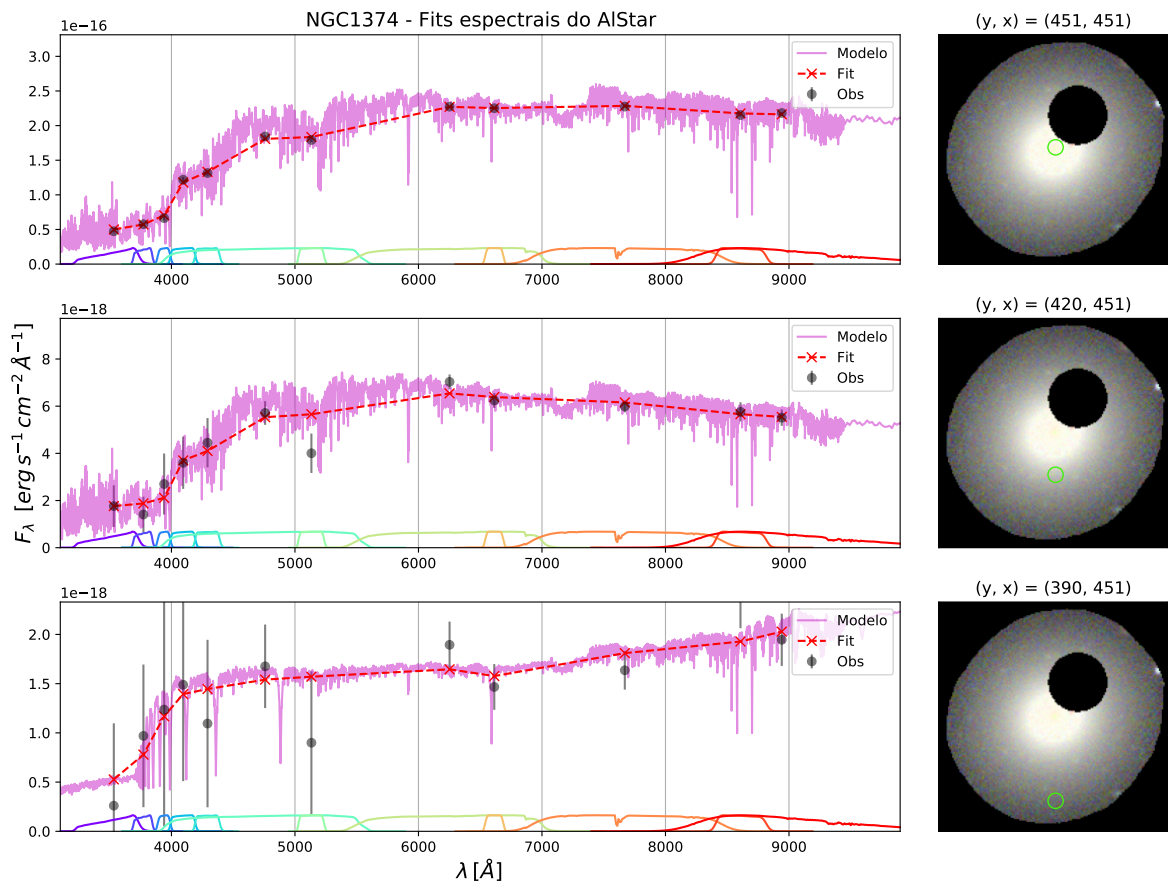


Figura F.13 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC1374. Detalhes assim como na Figura 65.

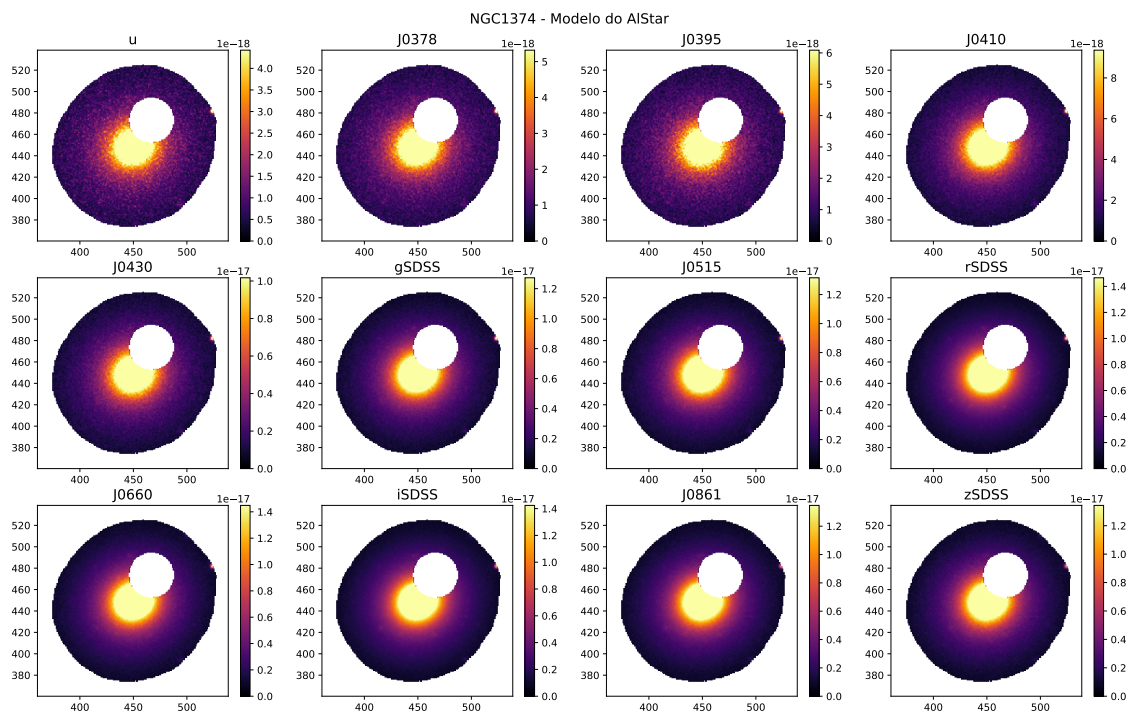


Figura F.14 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1374.

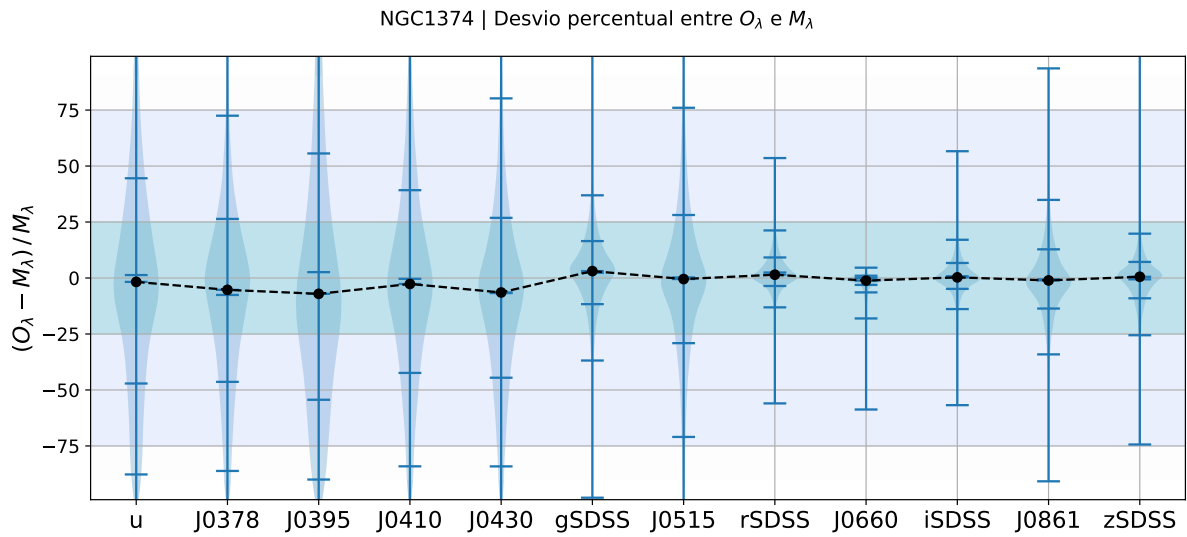


Figura F.15 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC1374. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

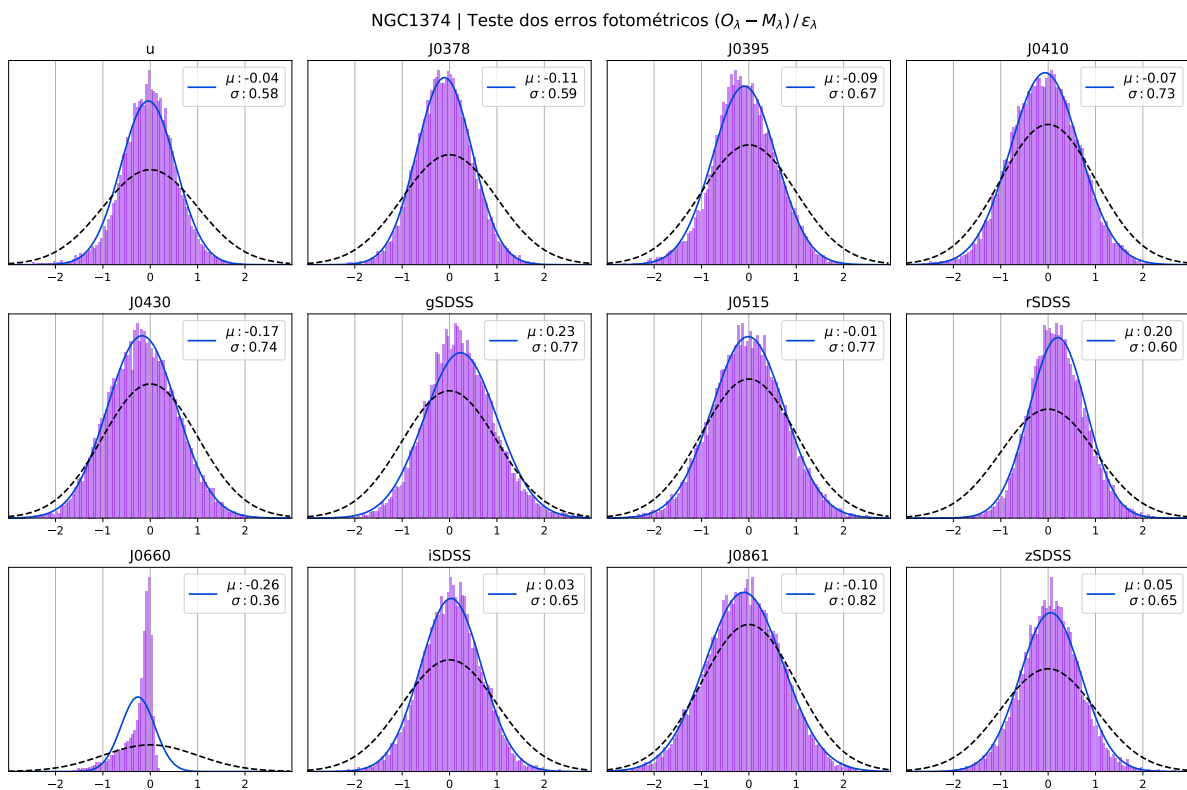


Figura F.16 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC1374. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

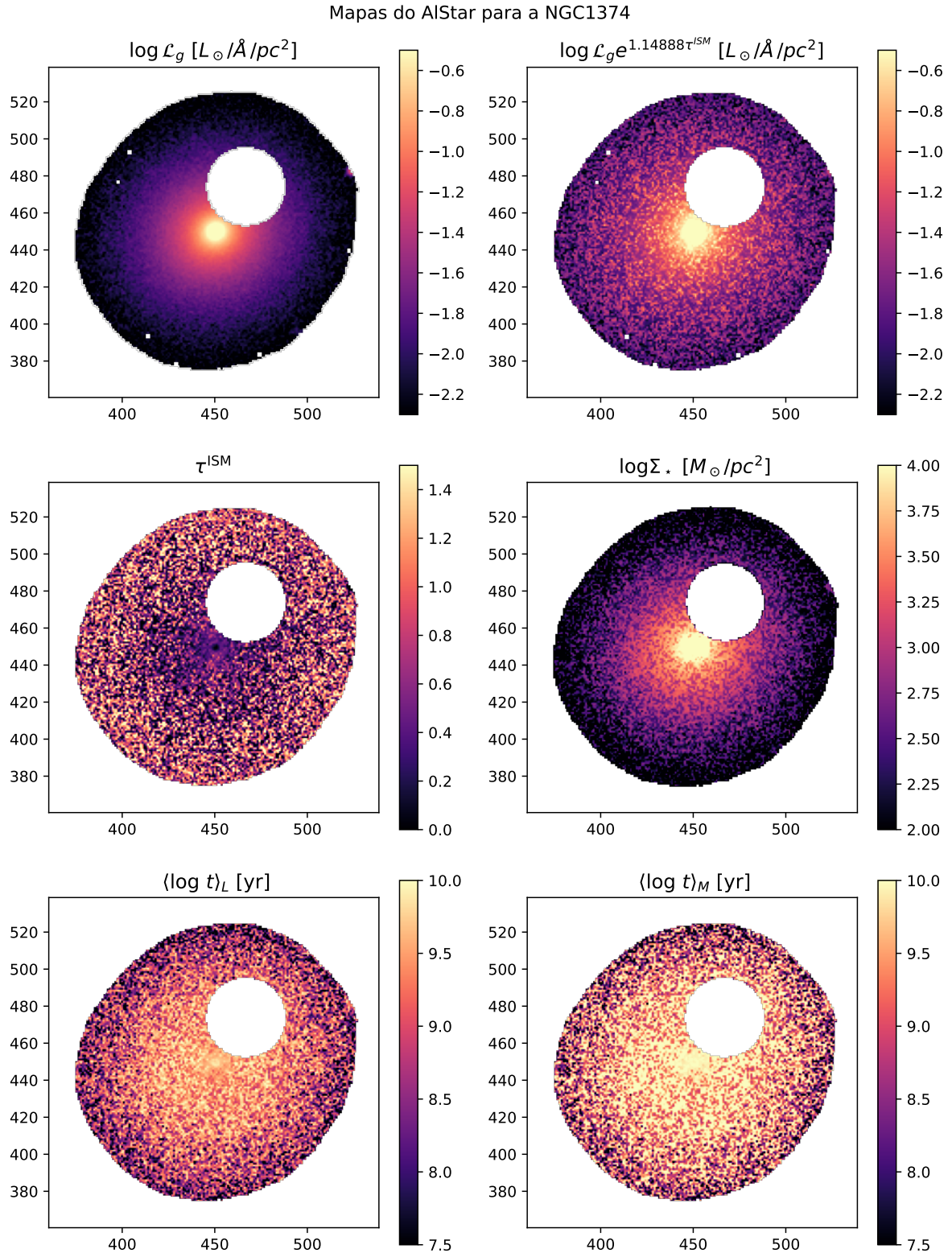


Figura F.17 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1374: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

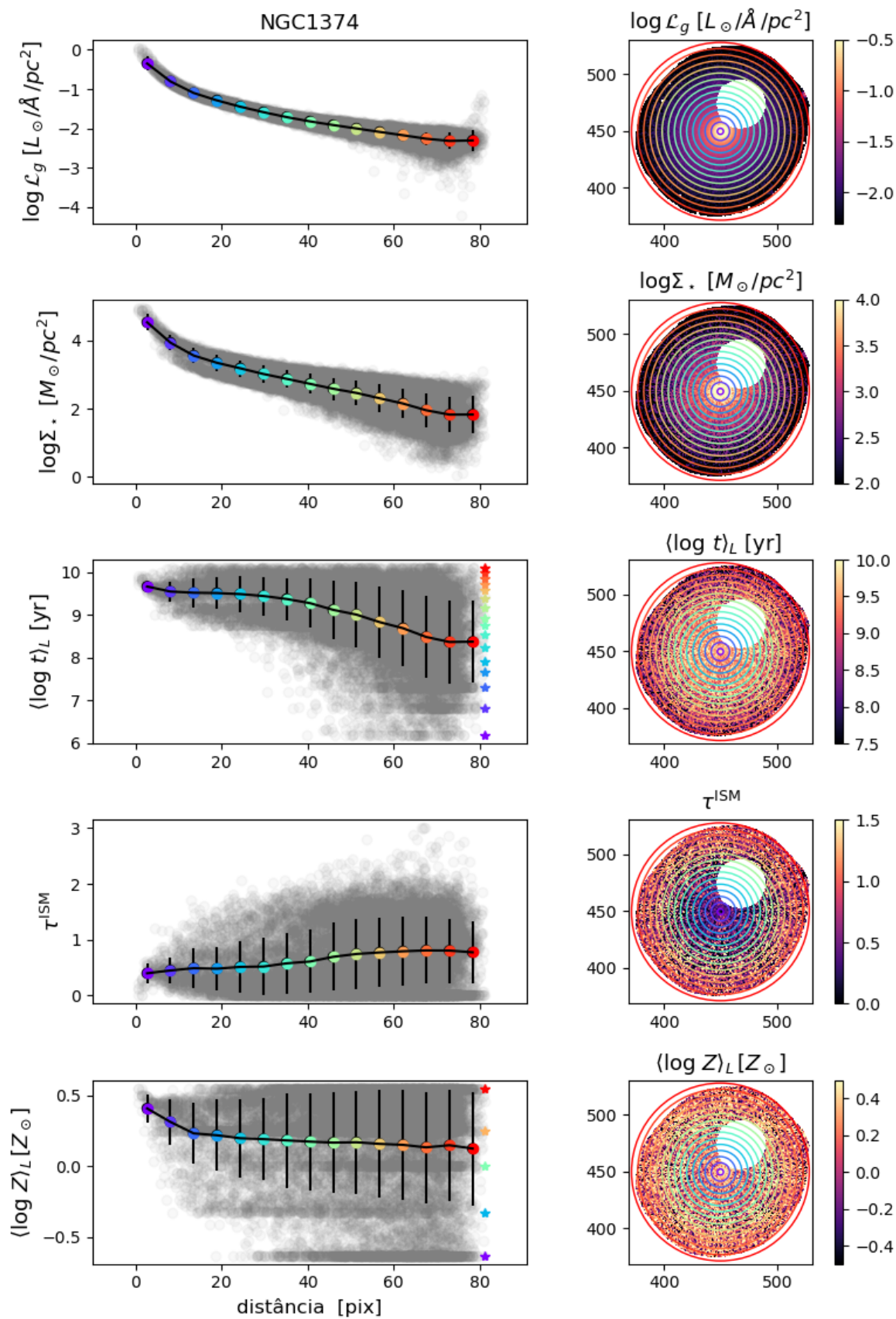


Figura F.18 – Perfis radiais para a NGC1374.

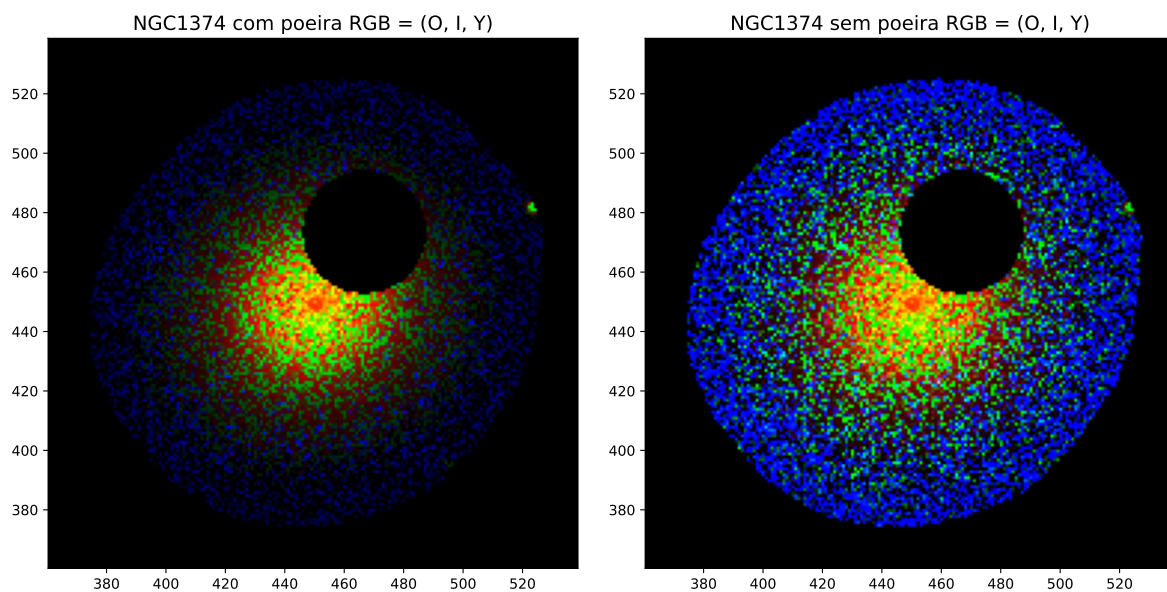


Figura F.19 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC1374.

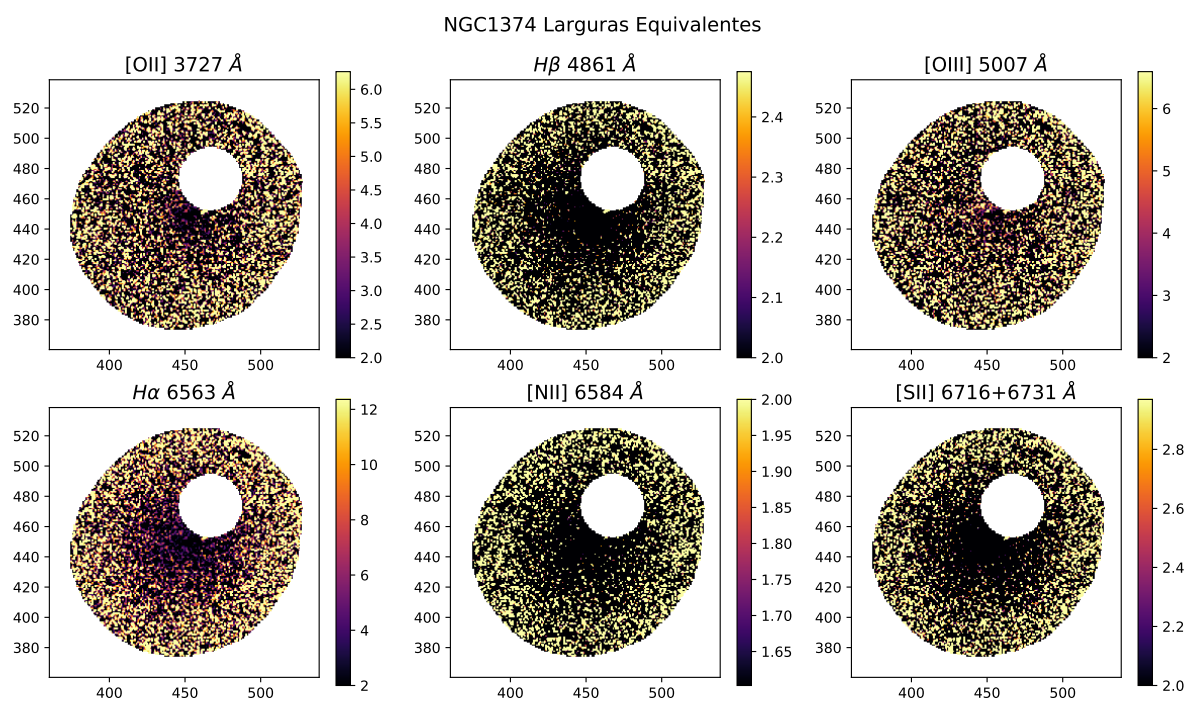


Figura F.20 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], H β , [O III], H α , [N II] e [S II] para a NGC1374.

APÊNDICE G – NGC1375

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao AlStar para a galáxia NGC1375. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC1375 é uma galáxia do tipo morfológico SAB0, que se encontra na constelação de Fornax a uma distância de ~ 8.82 Mpc com um redshift de ~ 0.002442 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

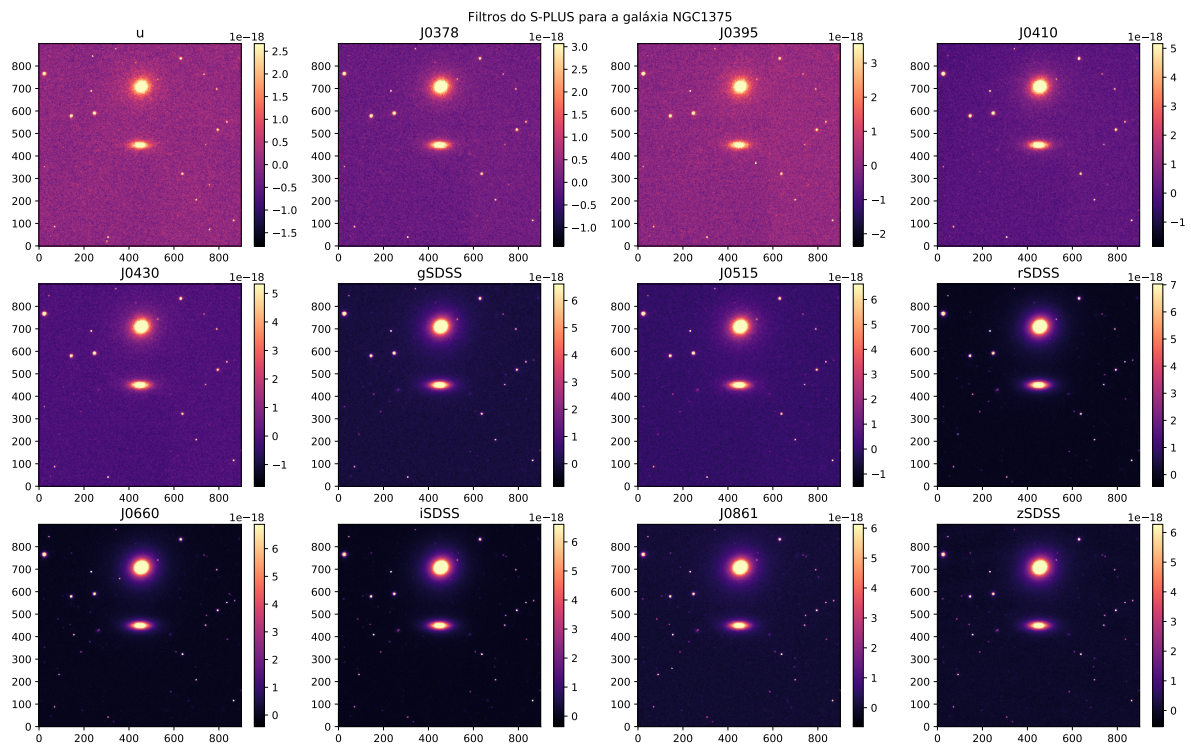


Figura G.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1375 sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

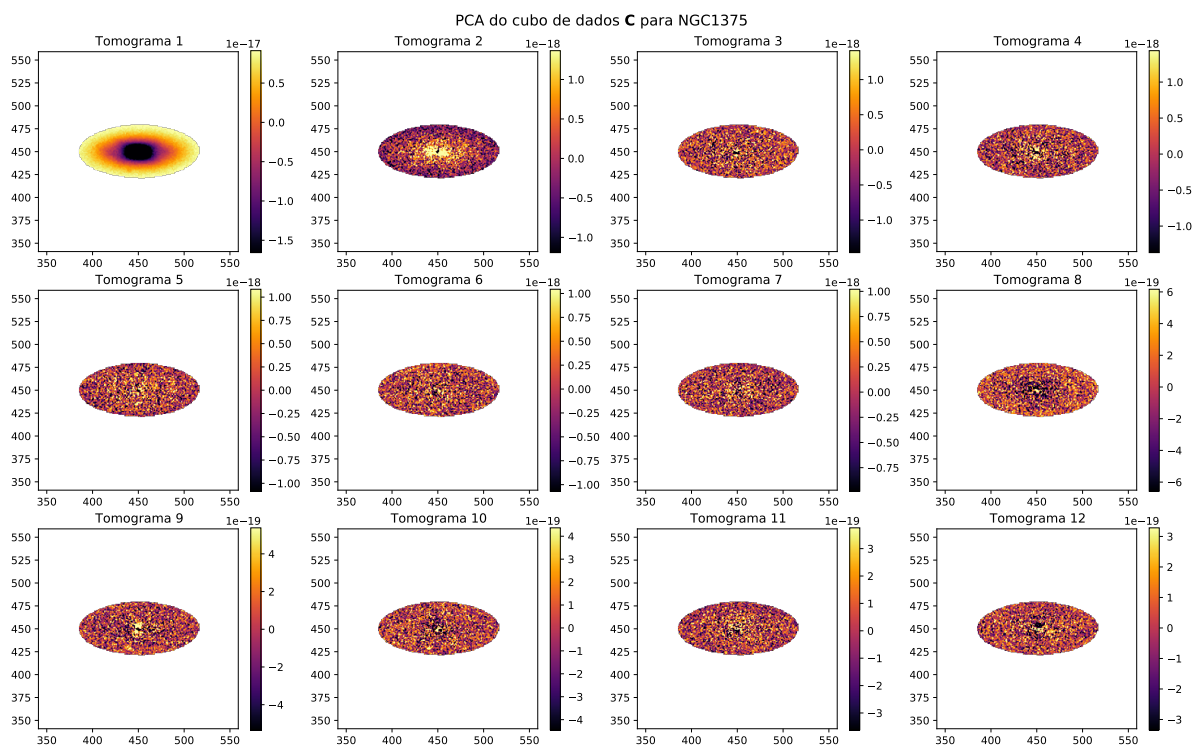


Figura G.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1375.

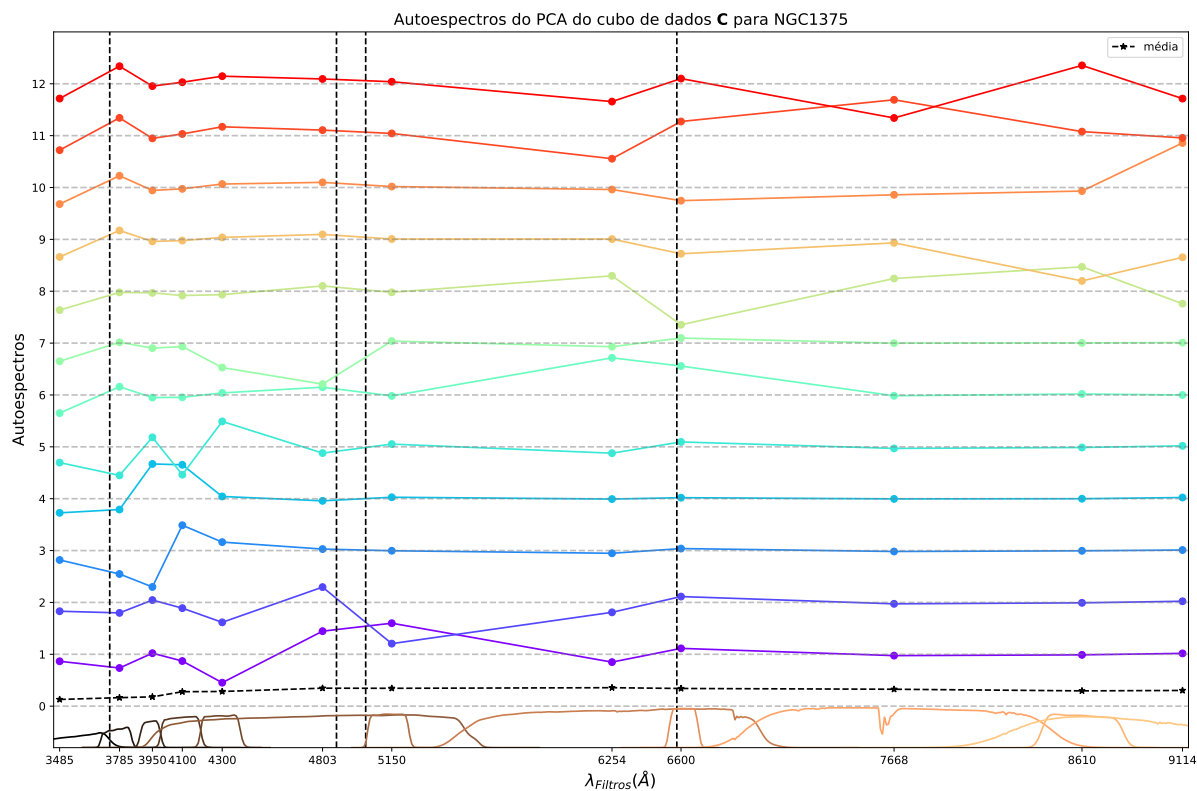


Figura G.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC1375. Detalhes assim como na Figura 18.

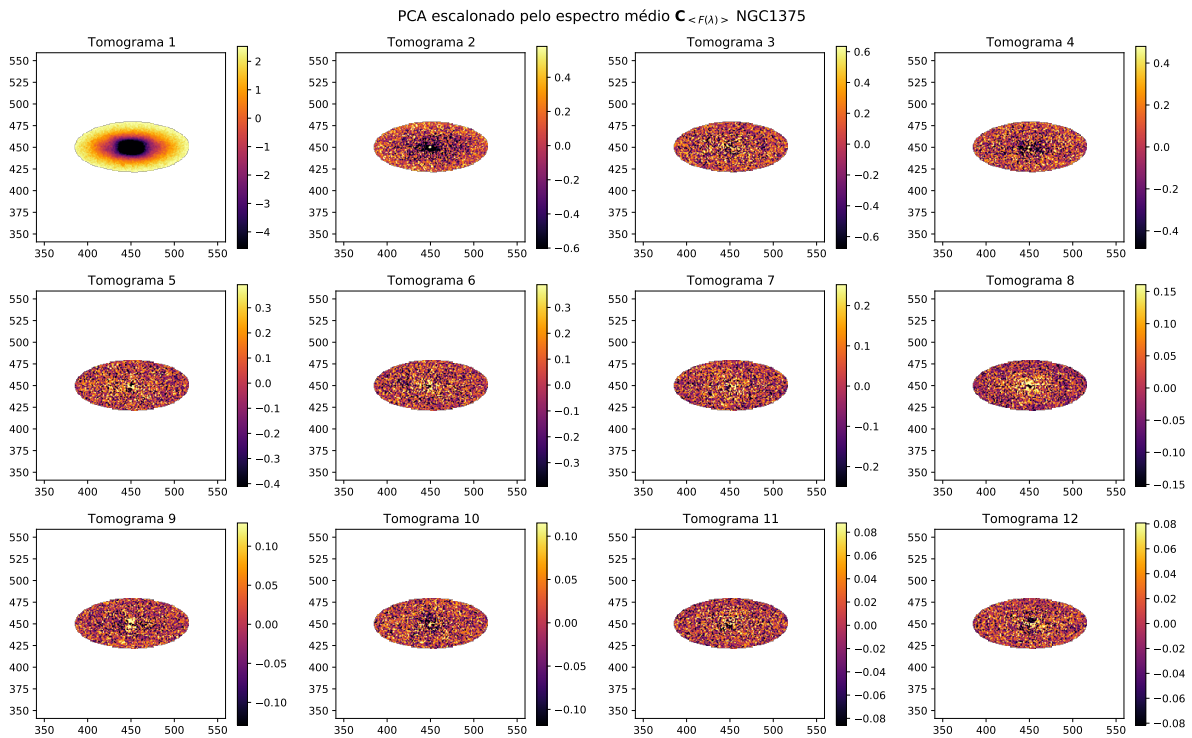


Figura G.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1375.

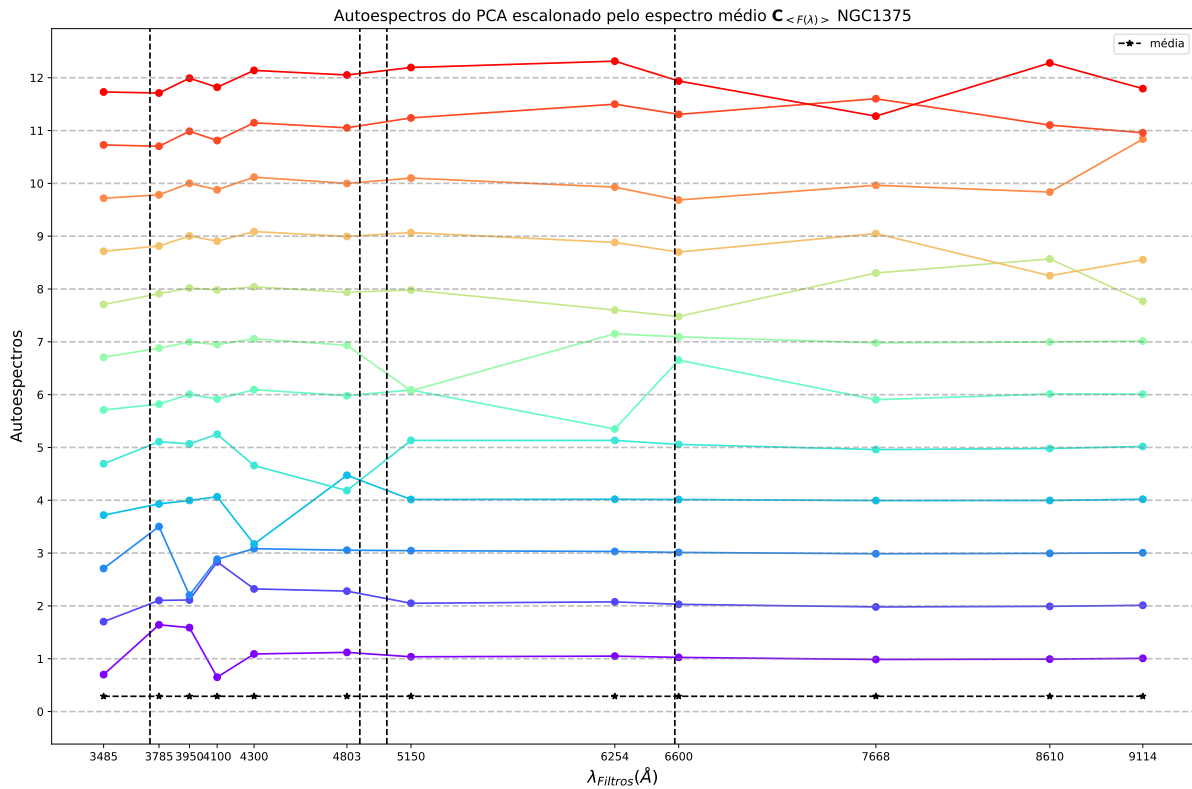


Figura G.5 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1375. Detalhes assim como na Figura 18.

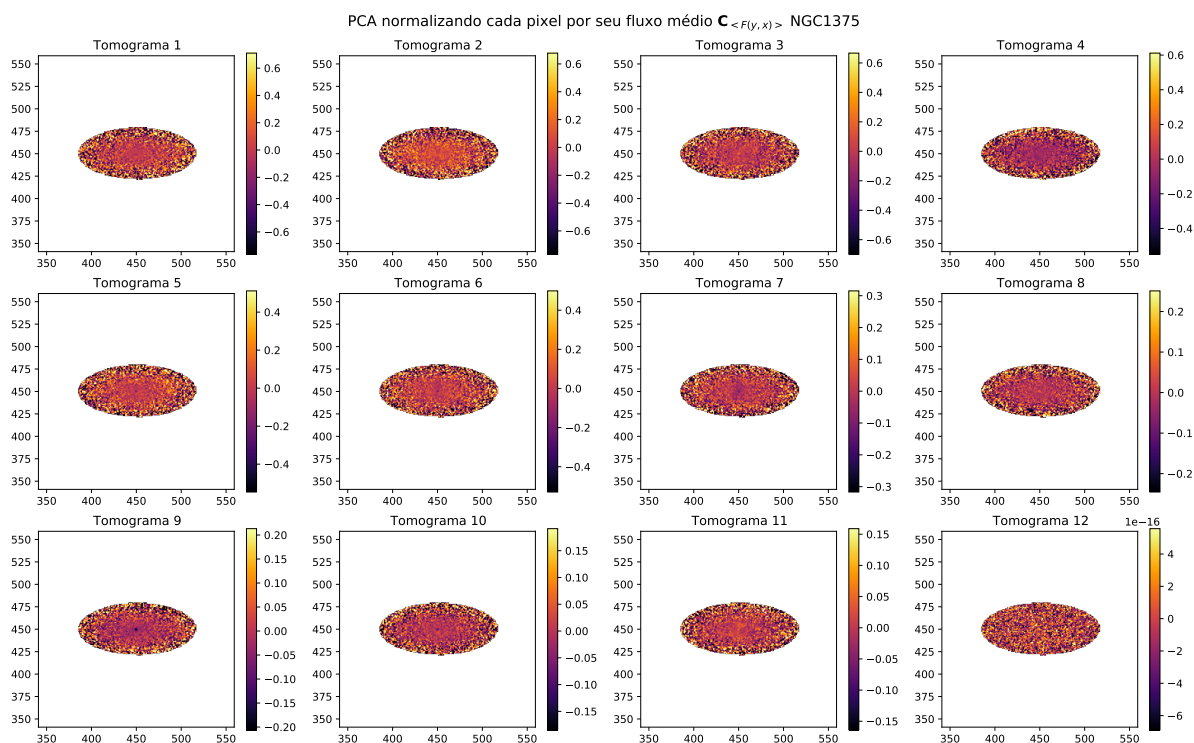


Figura G.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1375.

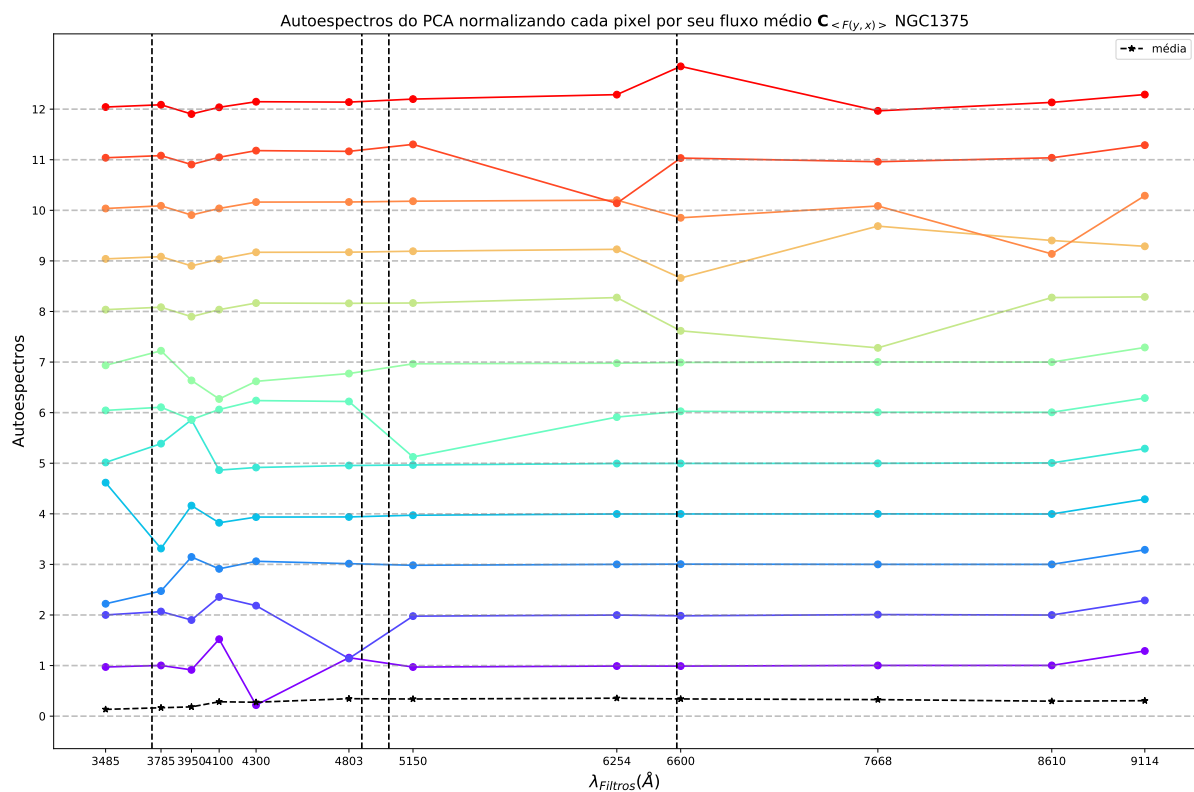


Figura G.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1375. Detalhes assim como na Figura 18.

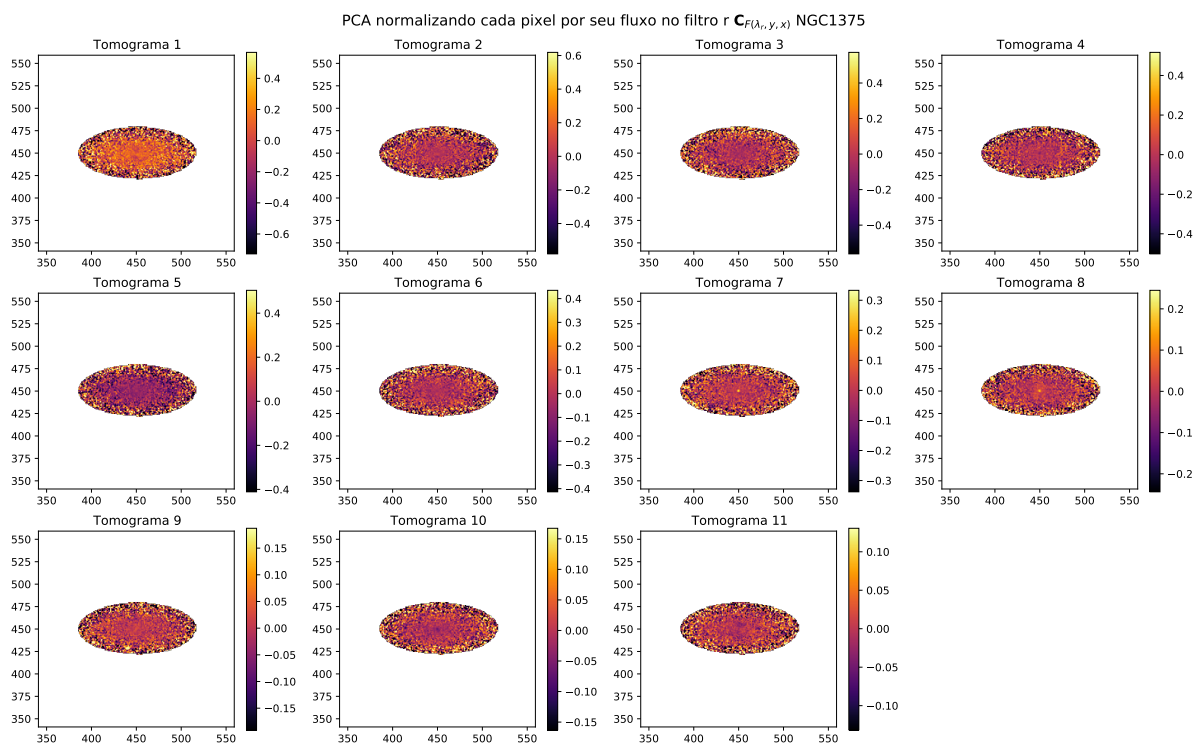


Figura G.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1375.

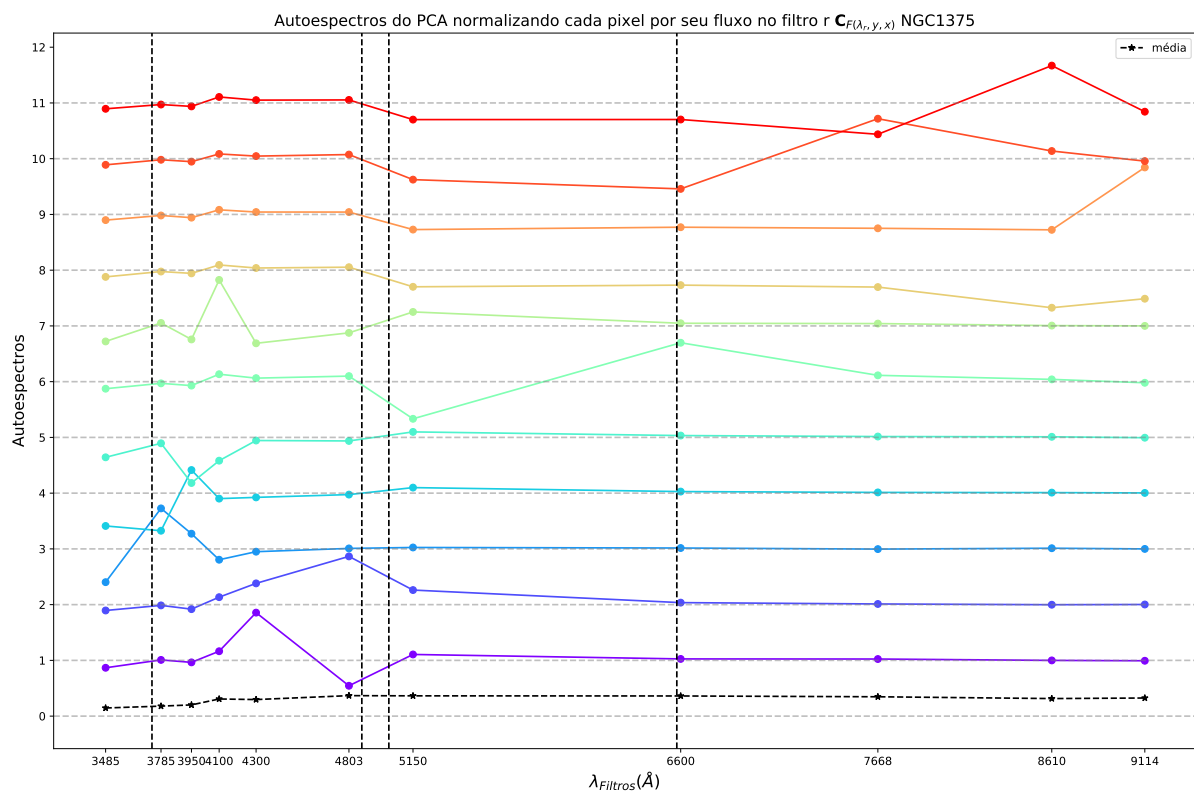


Figura G.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1375. Detalhes assim como na Figura 18.

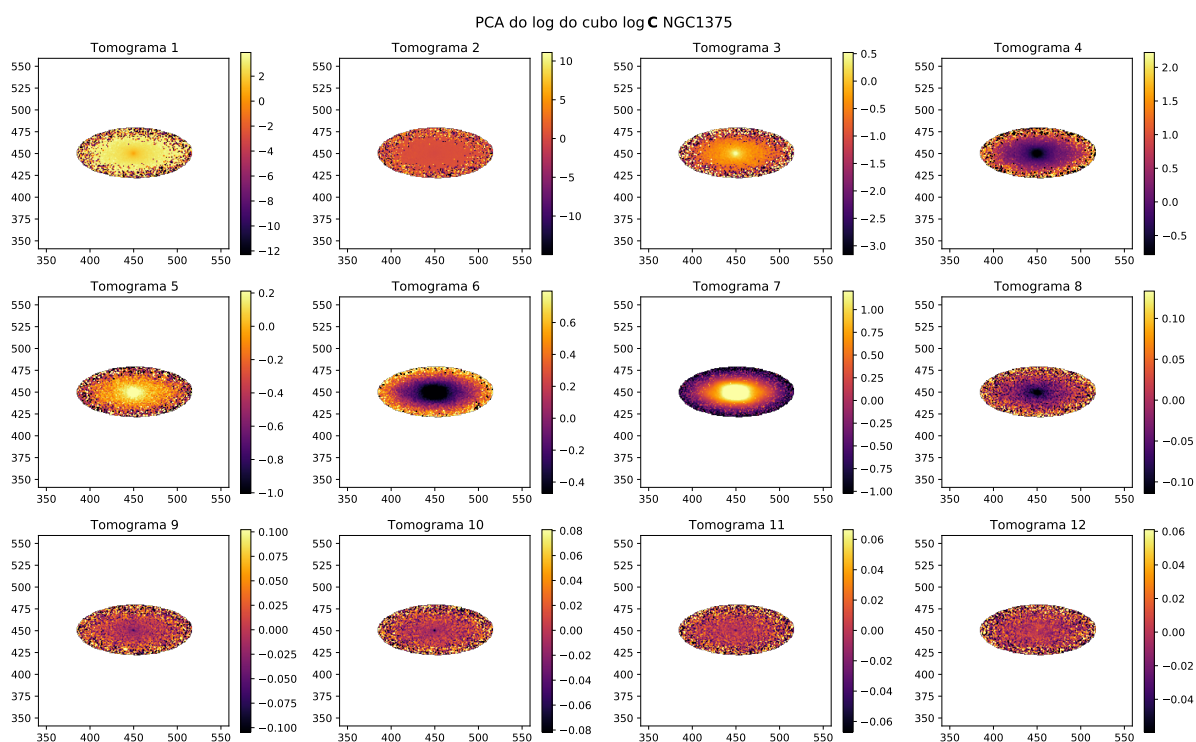


Figura G.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1375.

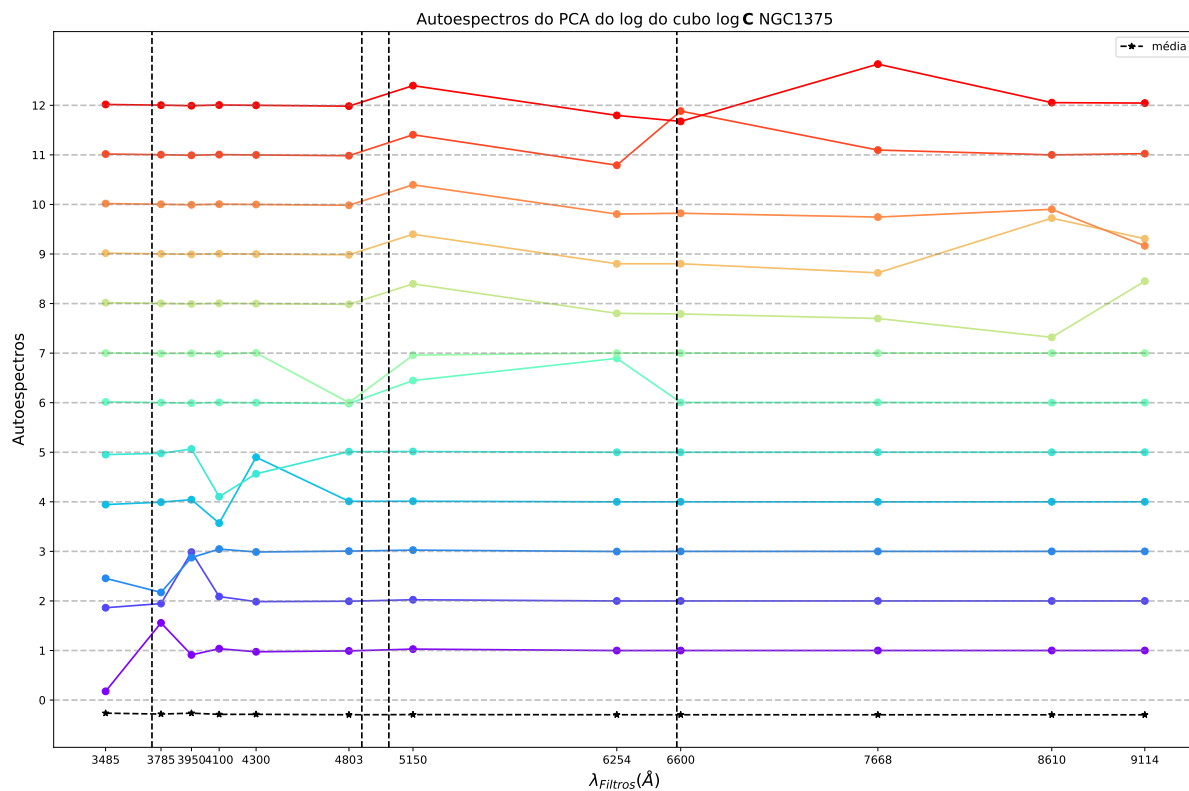


Figura G.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1375. Detalhes assim como na Figura 18.

RGB-PCs | PCA do log do cubo NGC1375 | MFs, SNm = 30, 3.0

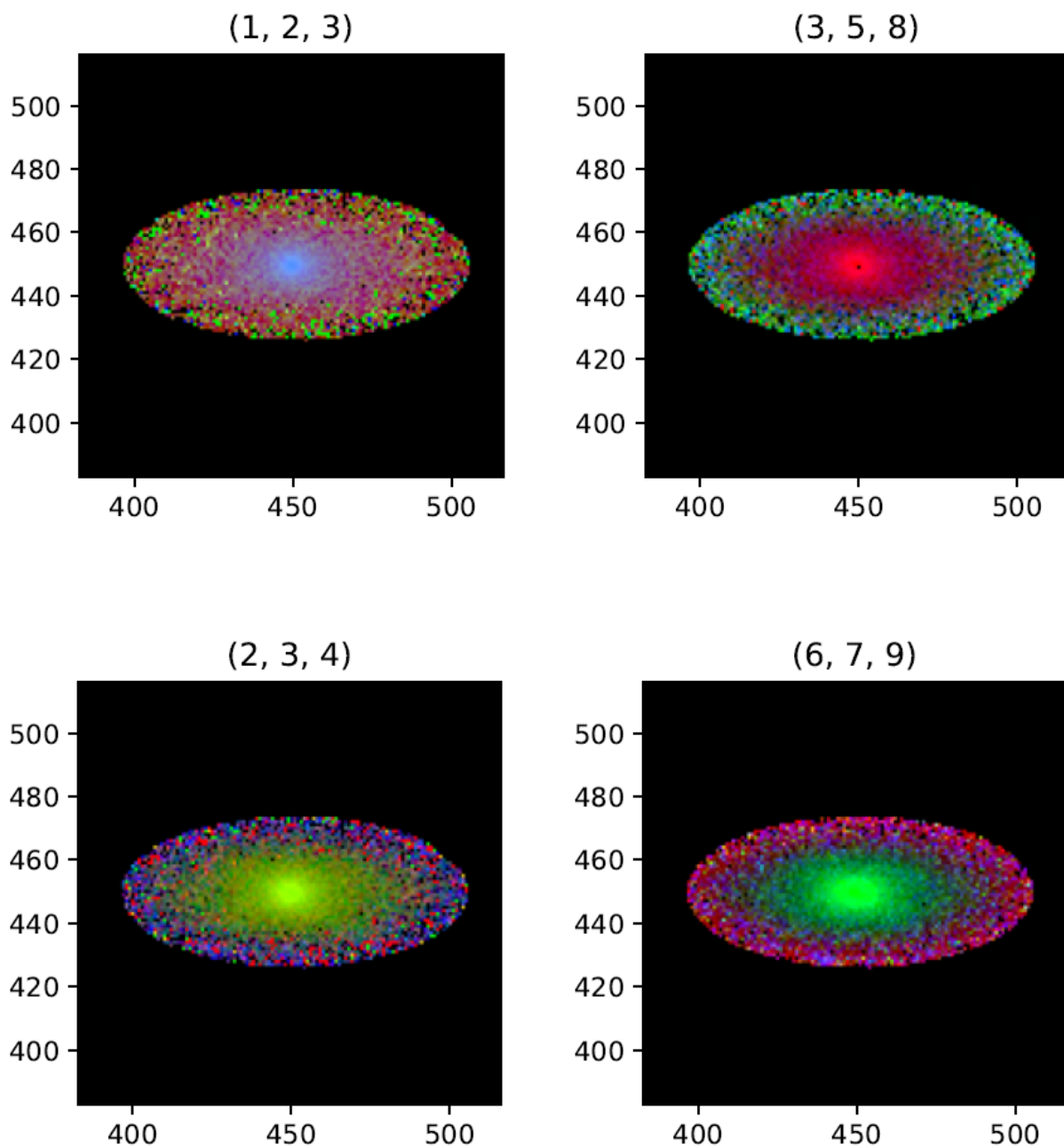


Figura G.12 – RGB do $\log C^{ext}$ para a galáxia NGC1375. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

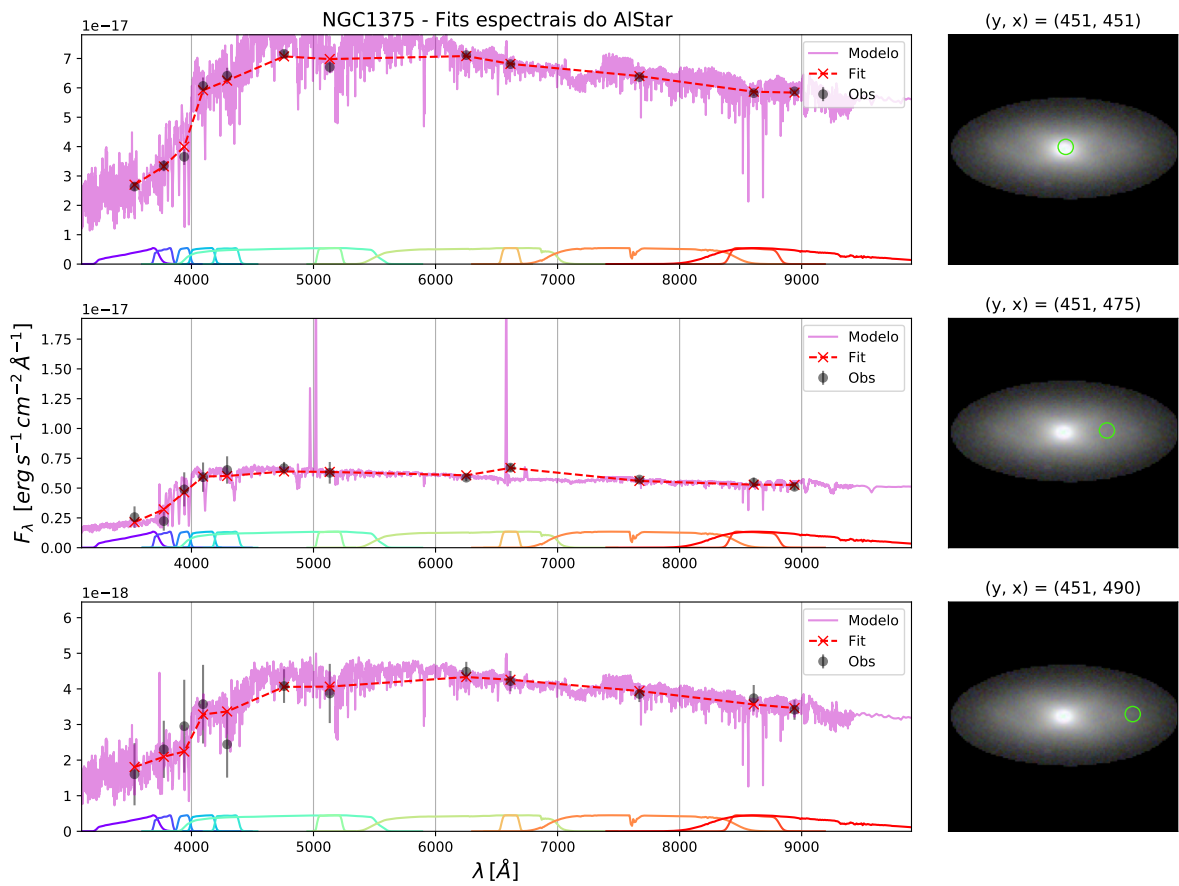


Figura G.13 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC1375. Detalhes assim como na Figura 65.

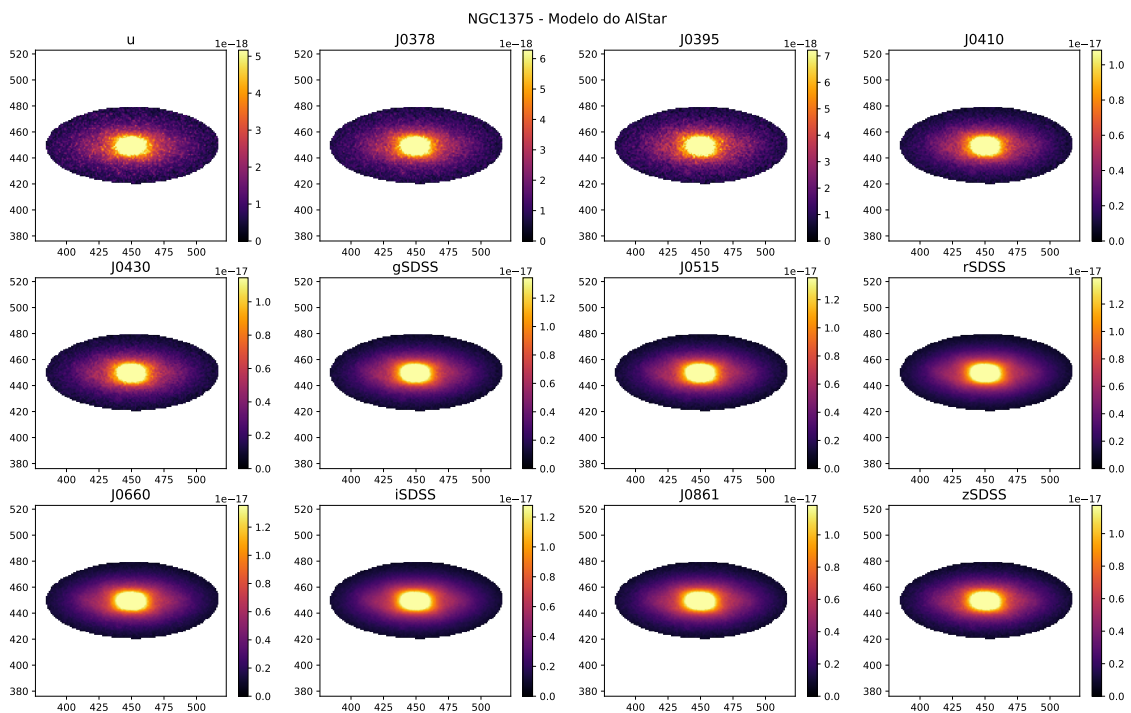


Figura G.14 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1375.

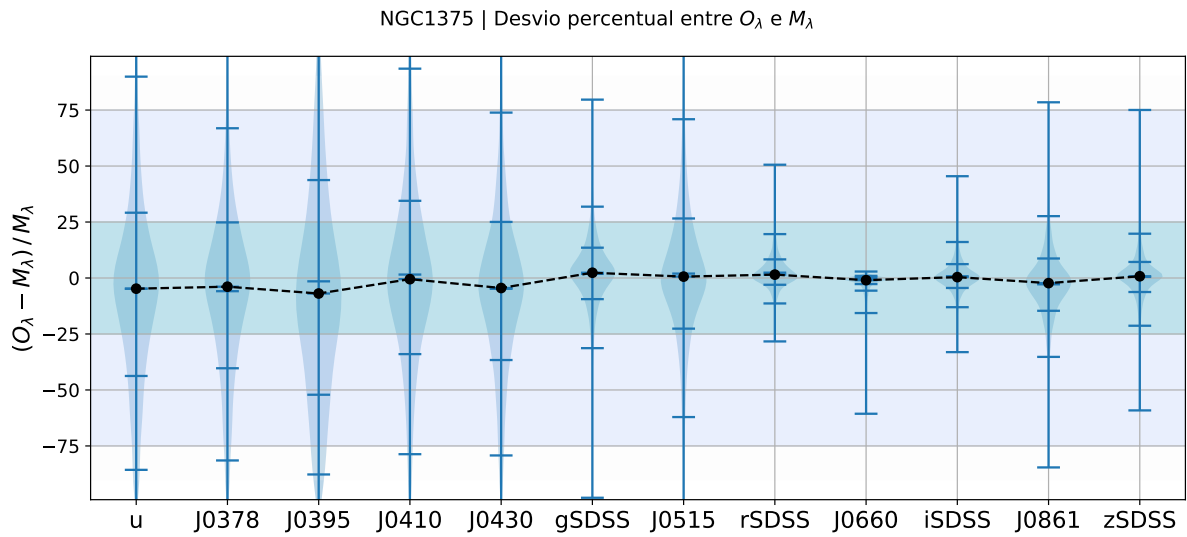


Figura G.15 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC1375. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

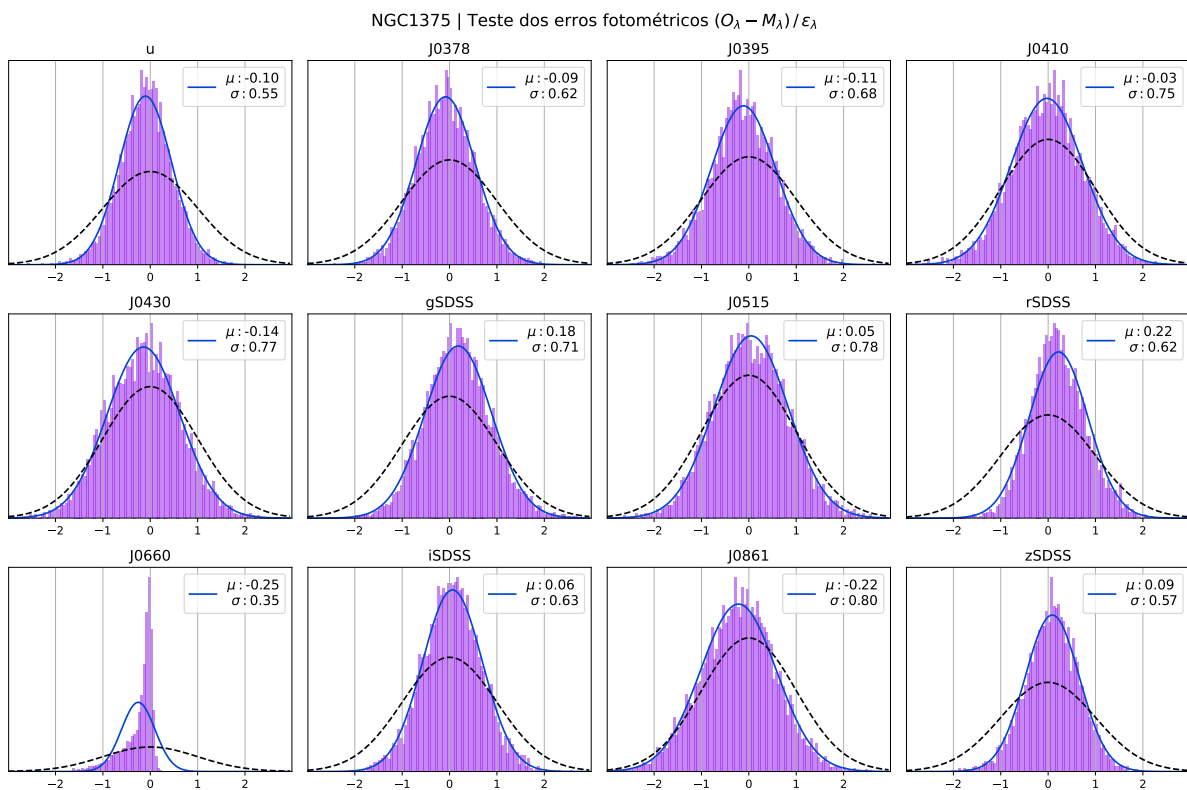


Figura G.16 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC1375. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

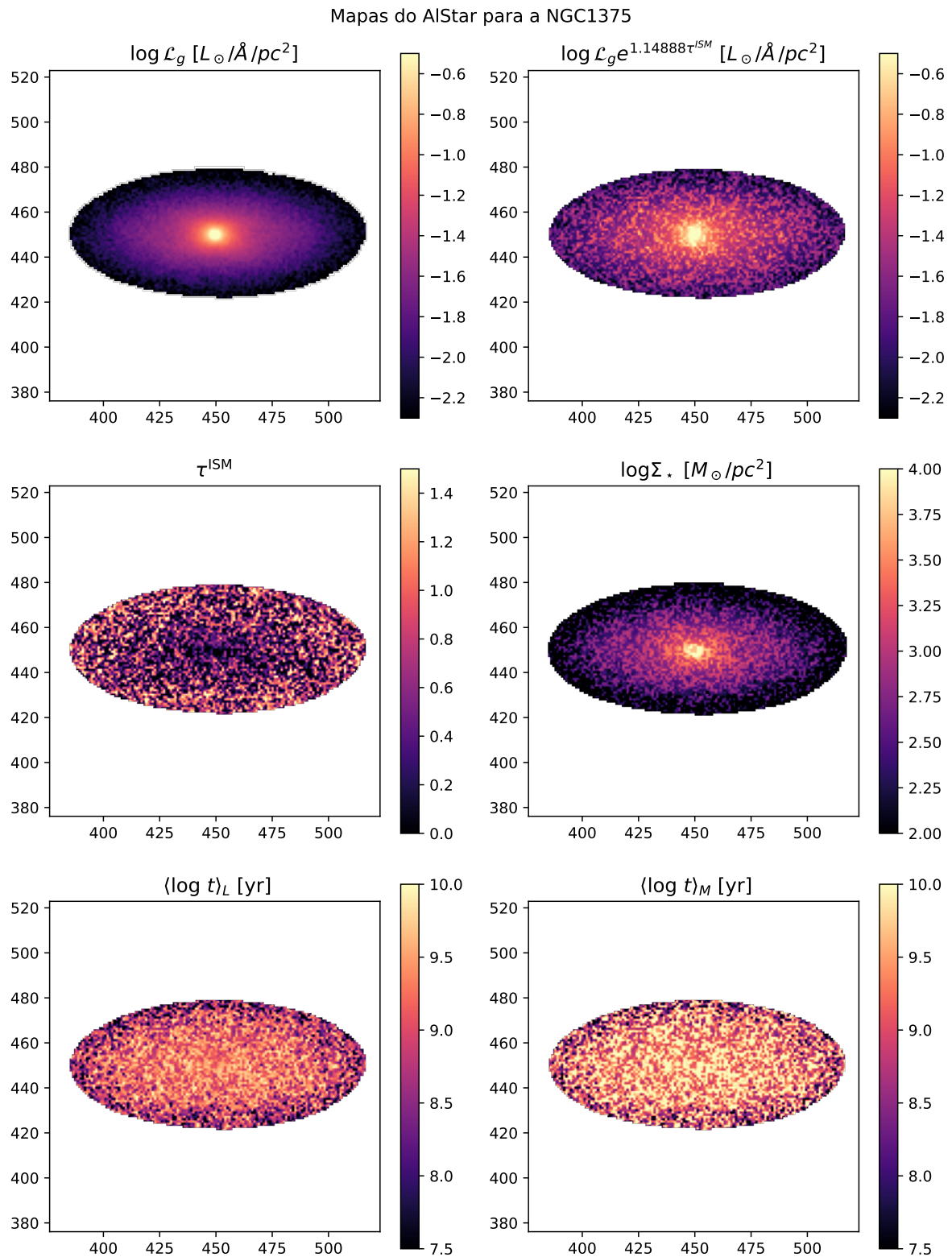


Figura G.17 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1375: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

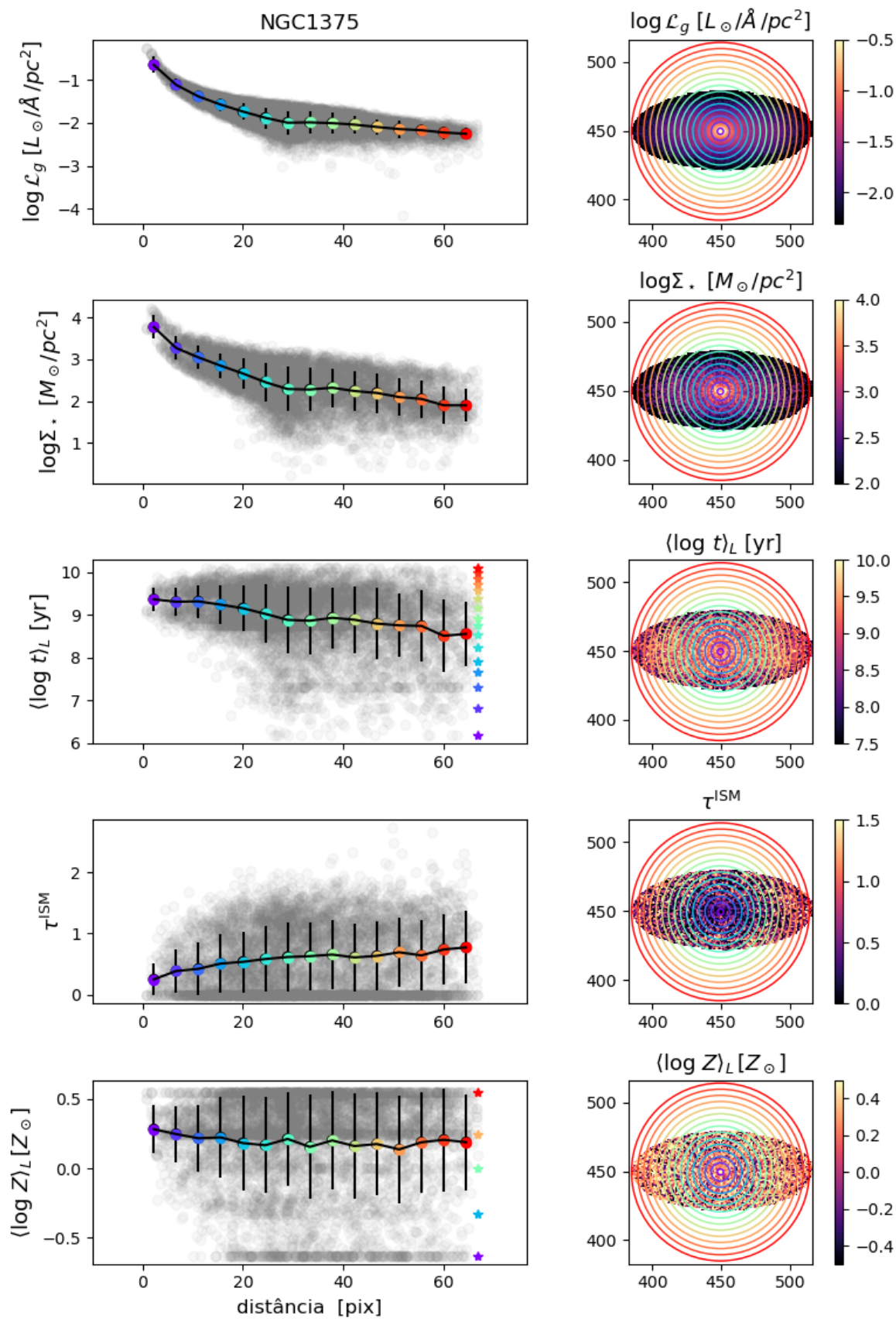


Figura G.18 – Perfis radiais para a NGC1375.

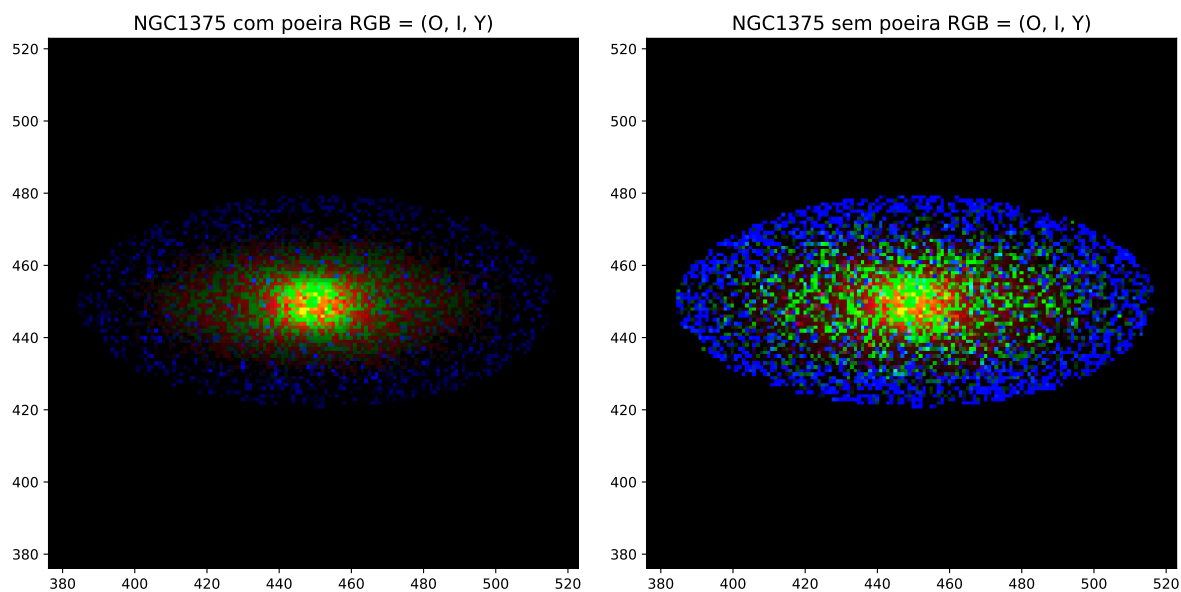


Figura G.19 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC1375.

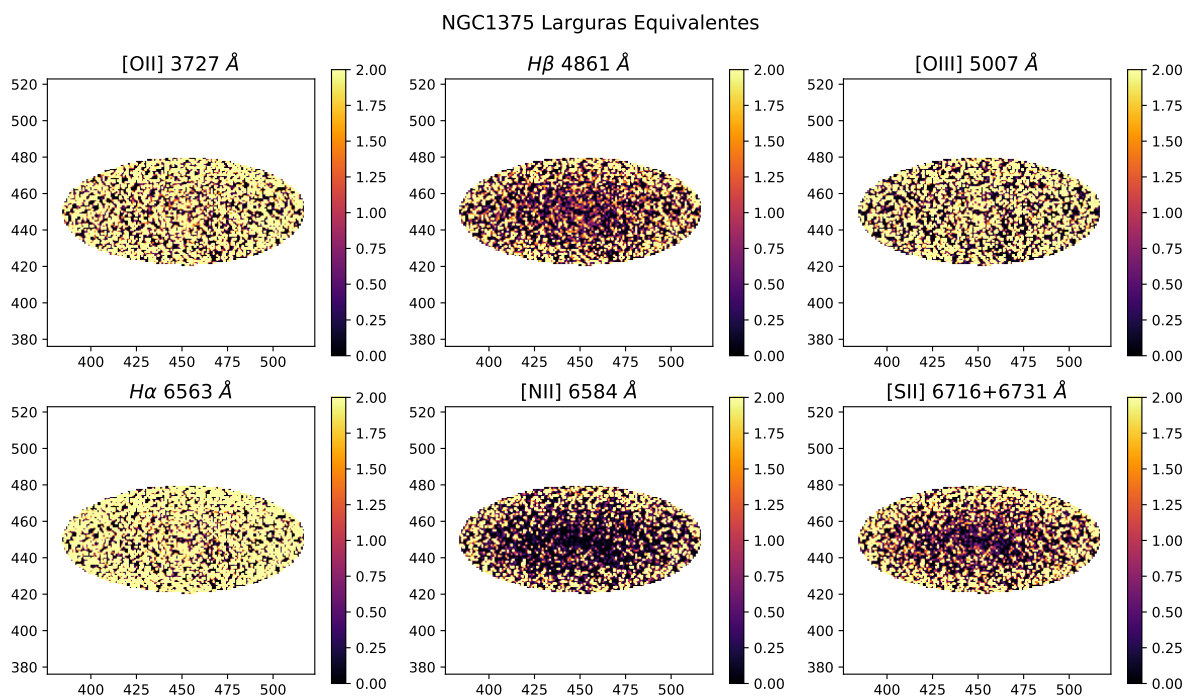


Figura G.20 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], H β , [O III], H α , [N II] e [S II] para a NGC1375.

APÊNDICE H – NGC1399

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao Alstar para a galáxia NGC1399. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC1399 é uma galáxia Radio Morphology do tipo morfológico E1, que se encontra na constelação de Fornax a uma distância de ~ 18.3 Mpc com um redshift de ~ 0.004755 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

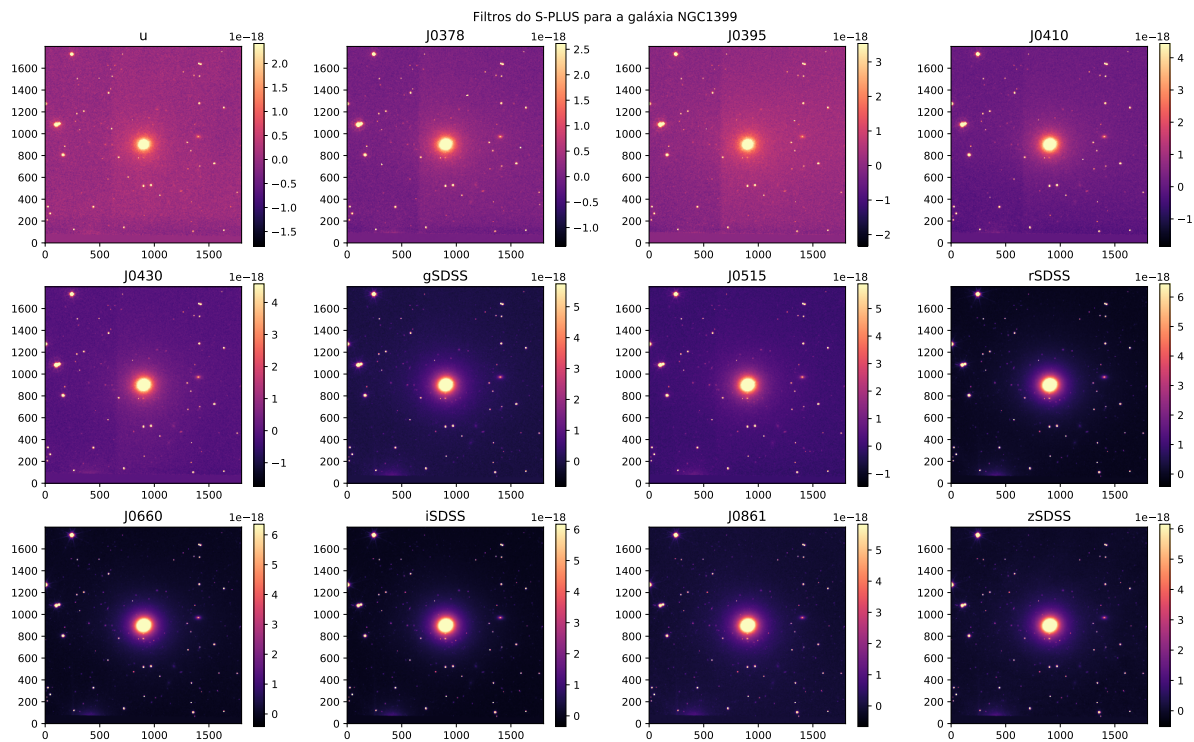


Figura H.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC1399 sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$.

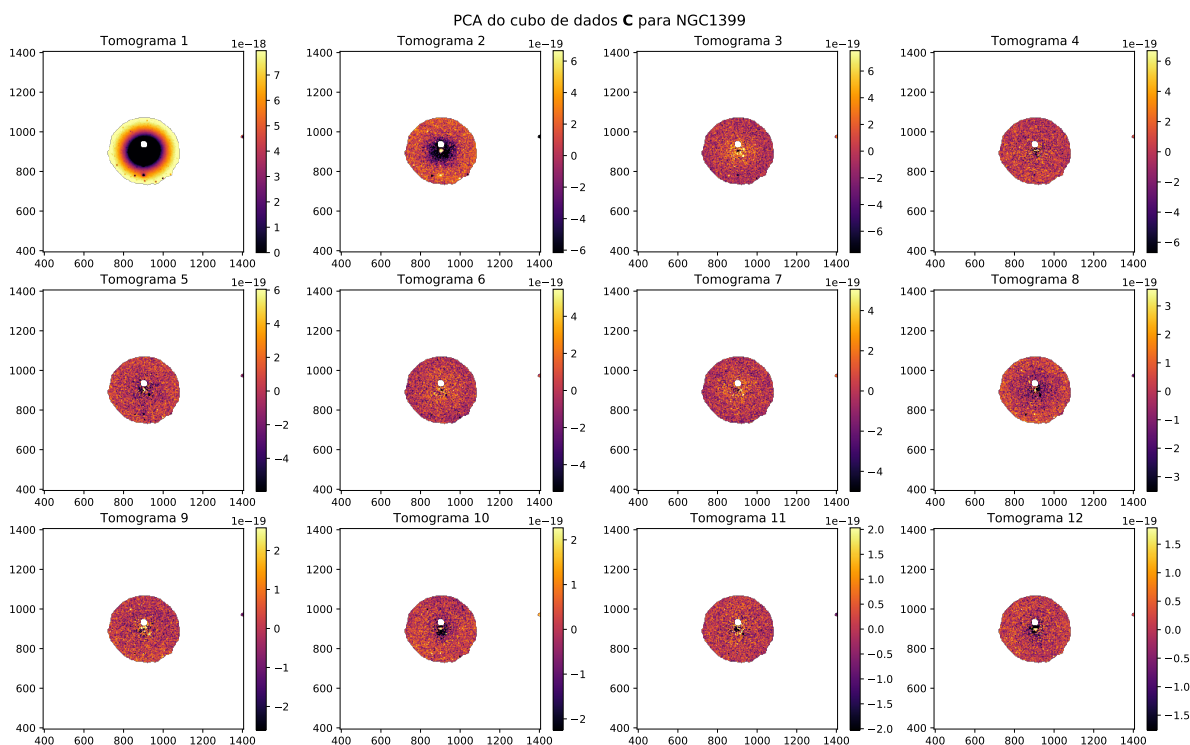


Figura H.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC1399.

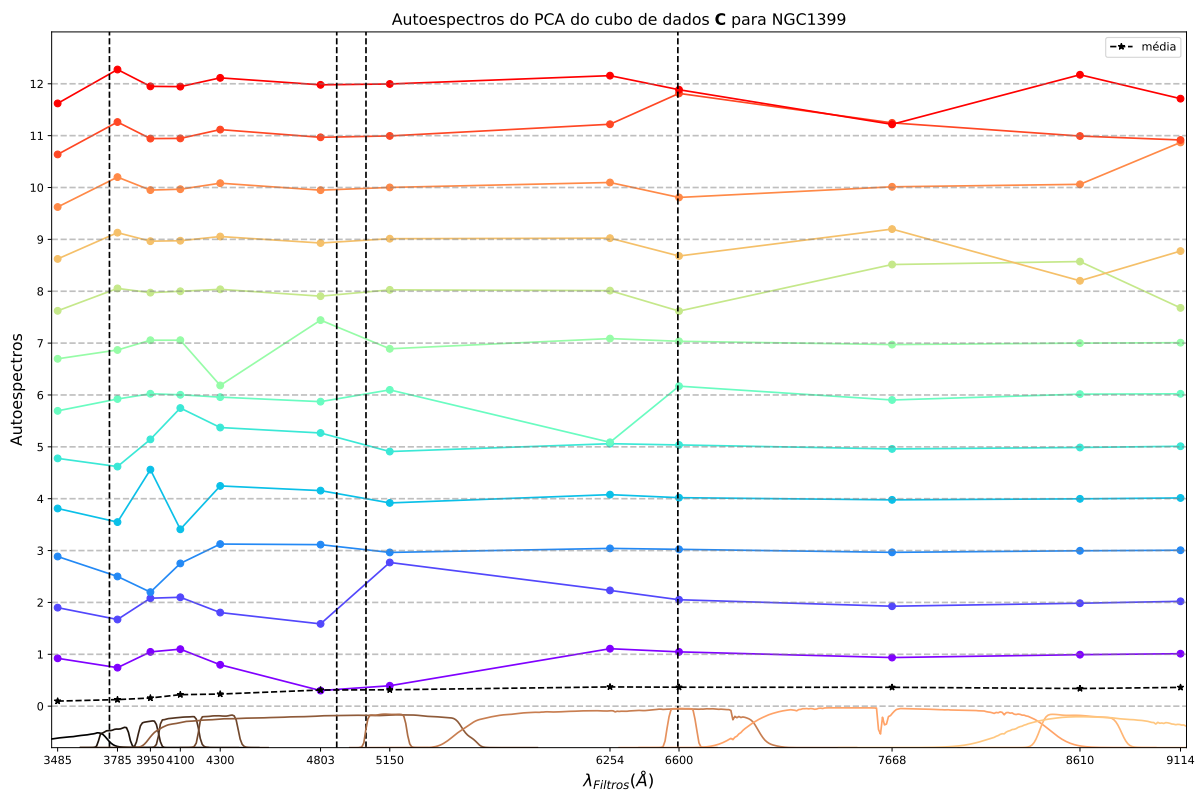


Figura H.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC1399. Detalhes assim como na Figura 18.

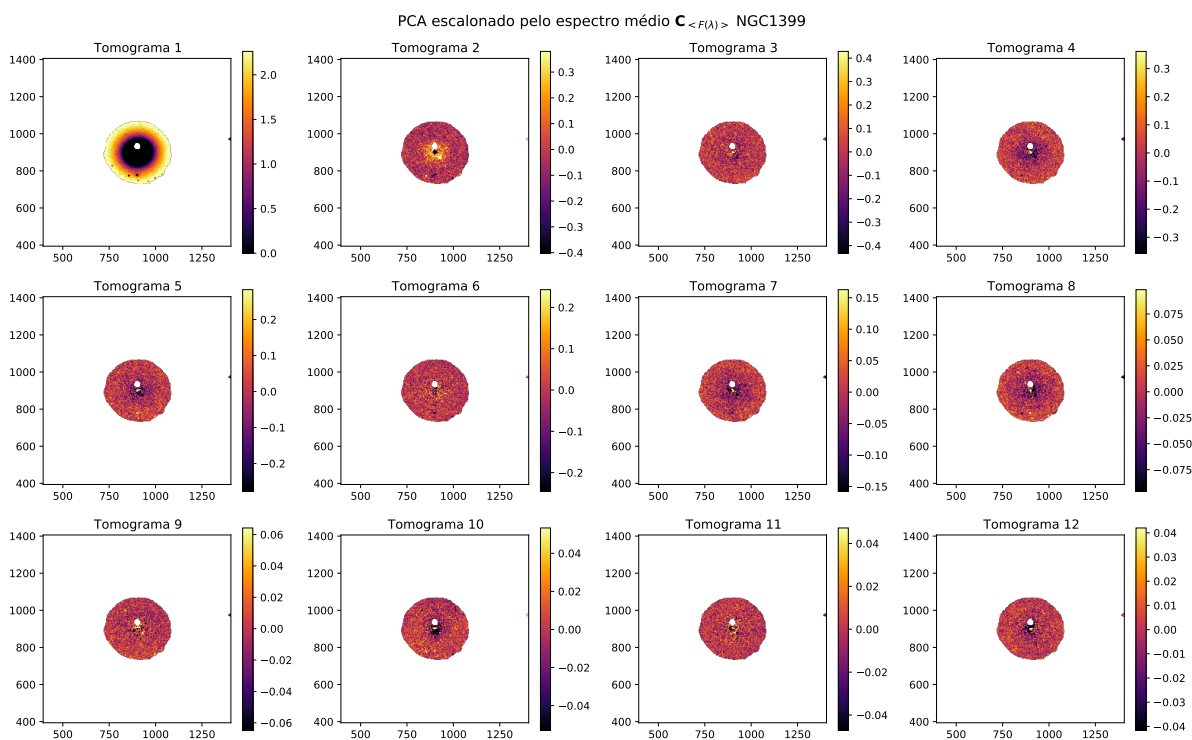


Figura H.4 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399.

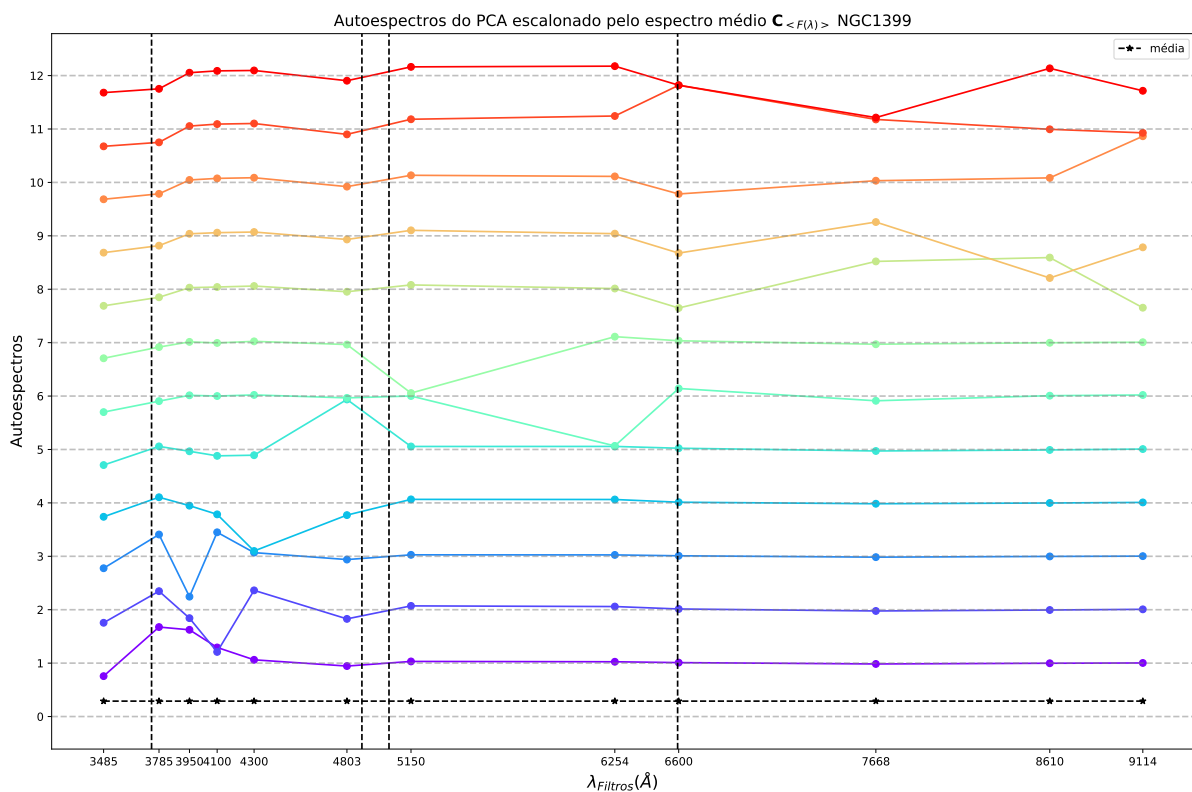


Figura H.5 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC1399. Detalhes assim como na Figura 18.

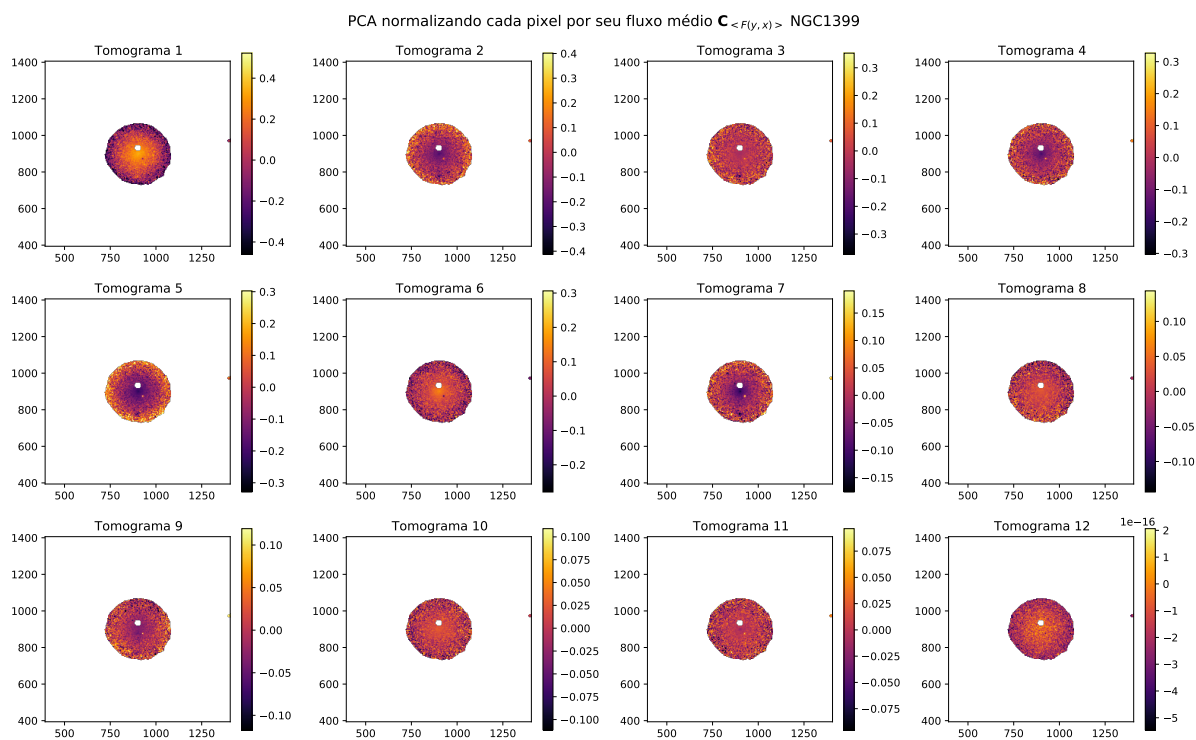


Figura H.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1399.

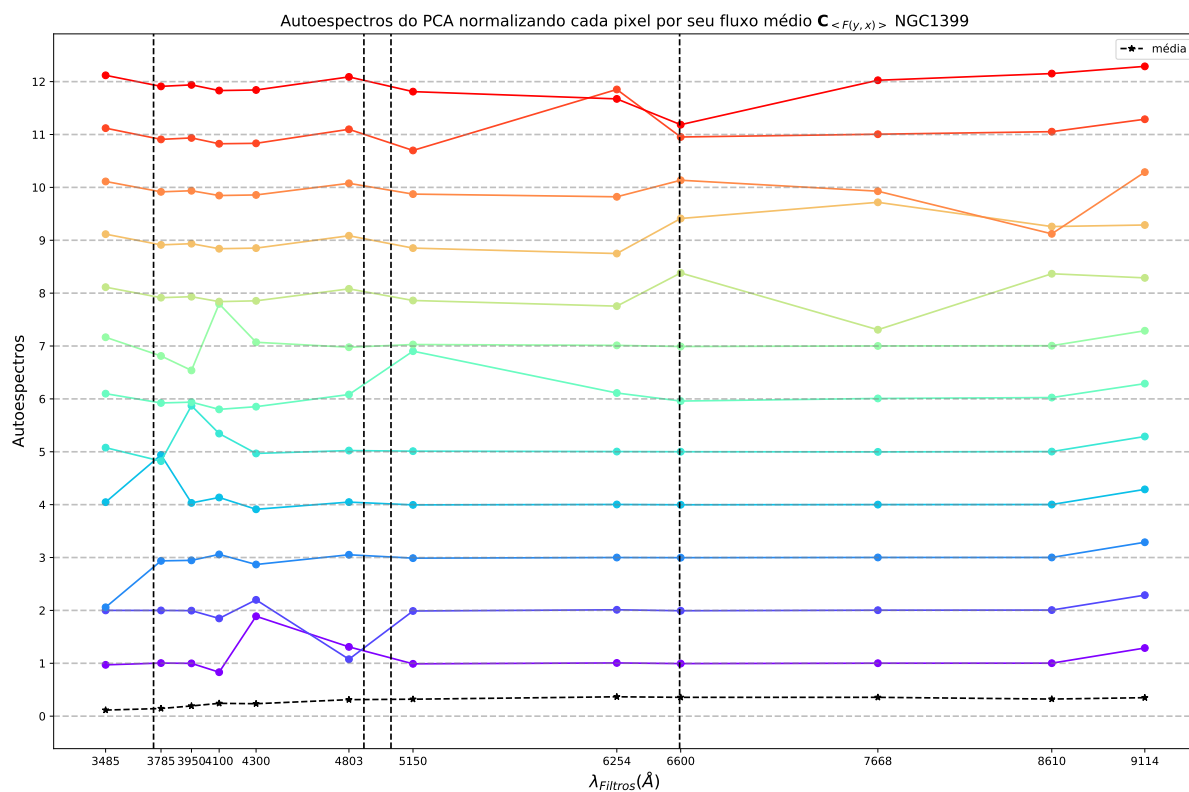


Figura H.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC1399. Detalhes assim como na Figura 18.

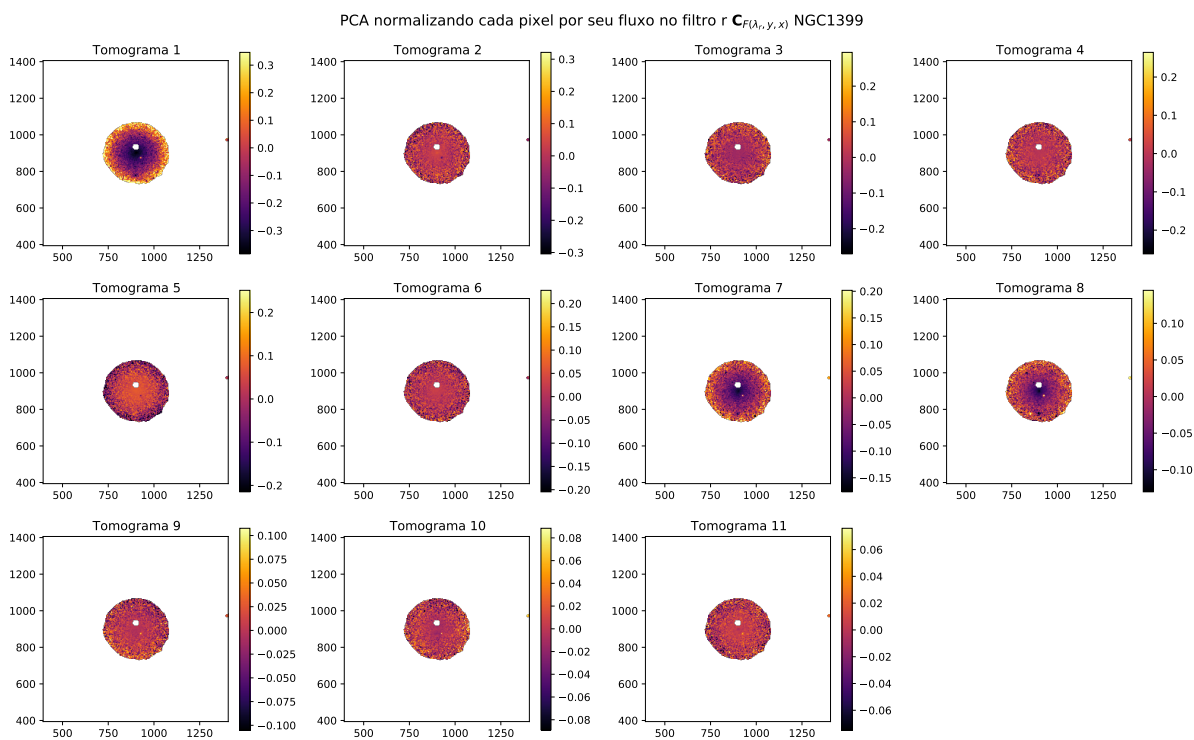


Figura H.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1399.

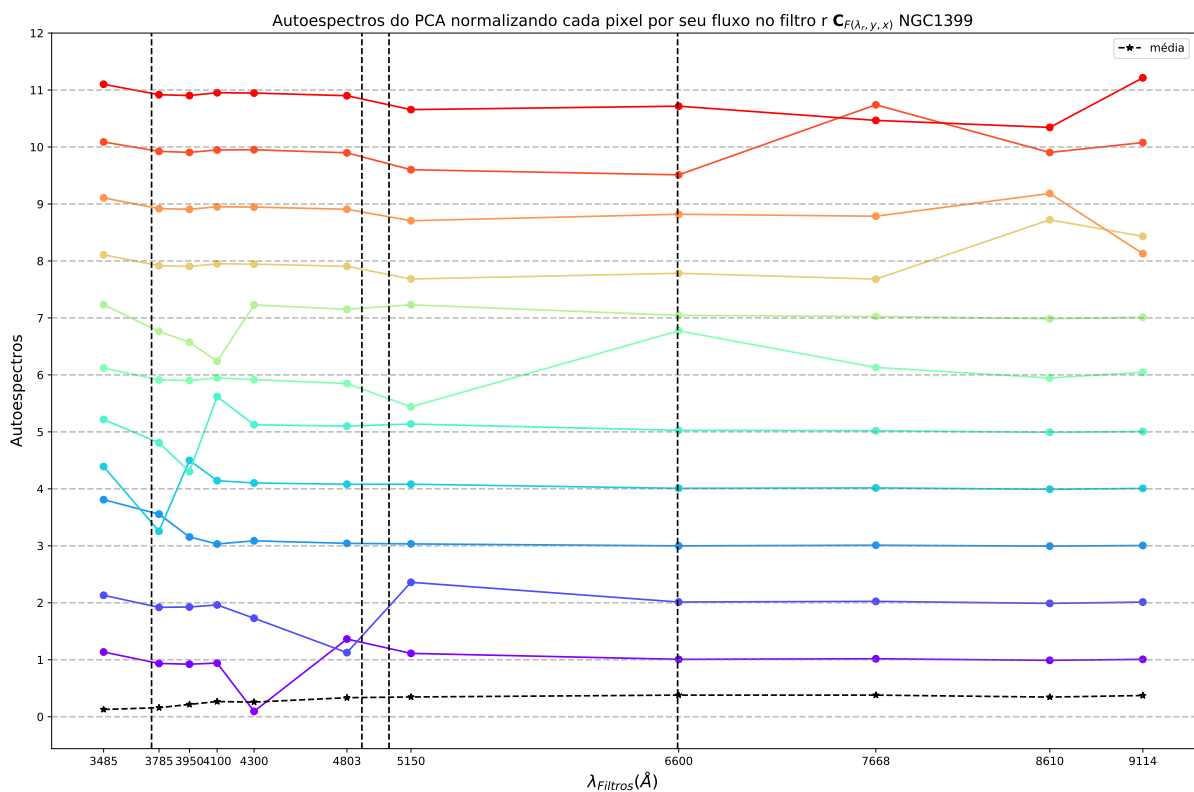


Figura H.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC1399. Detalhes assim como na Figura 18.

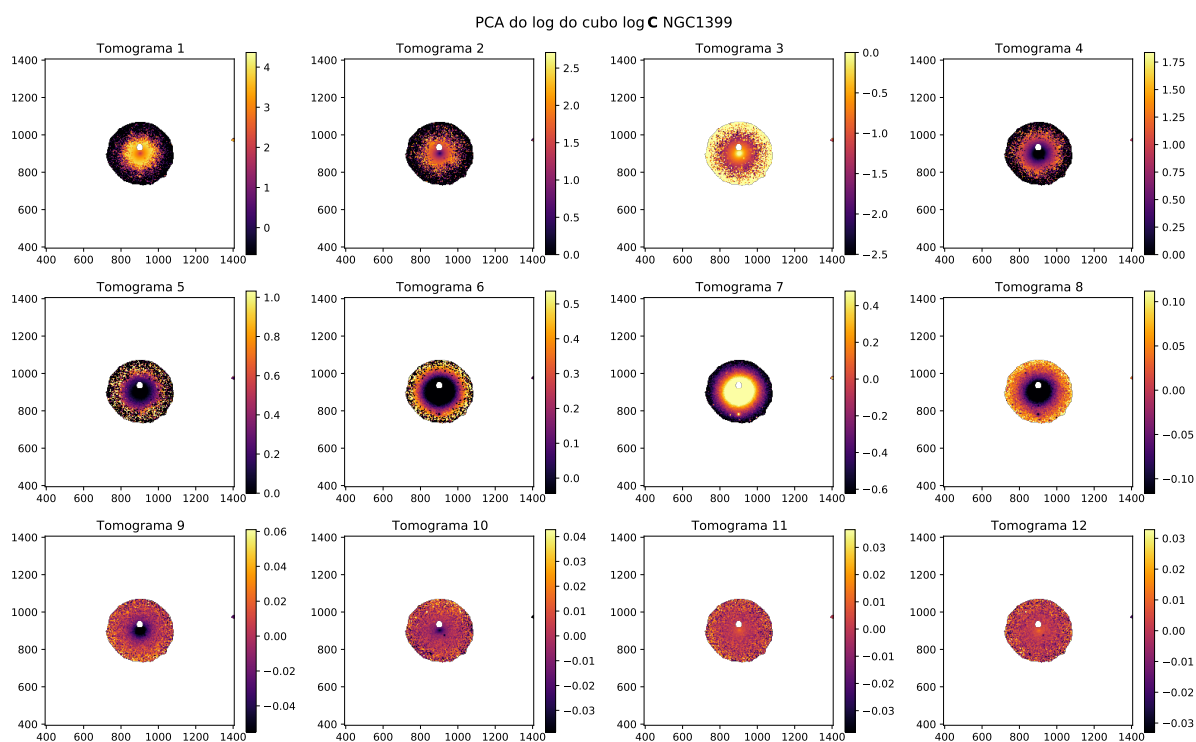


Figura H.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1399.

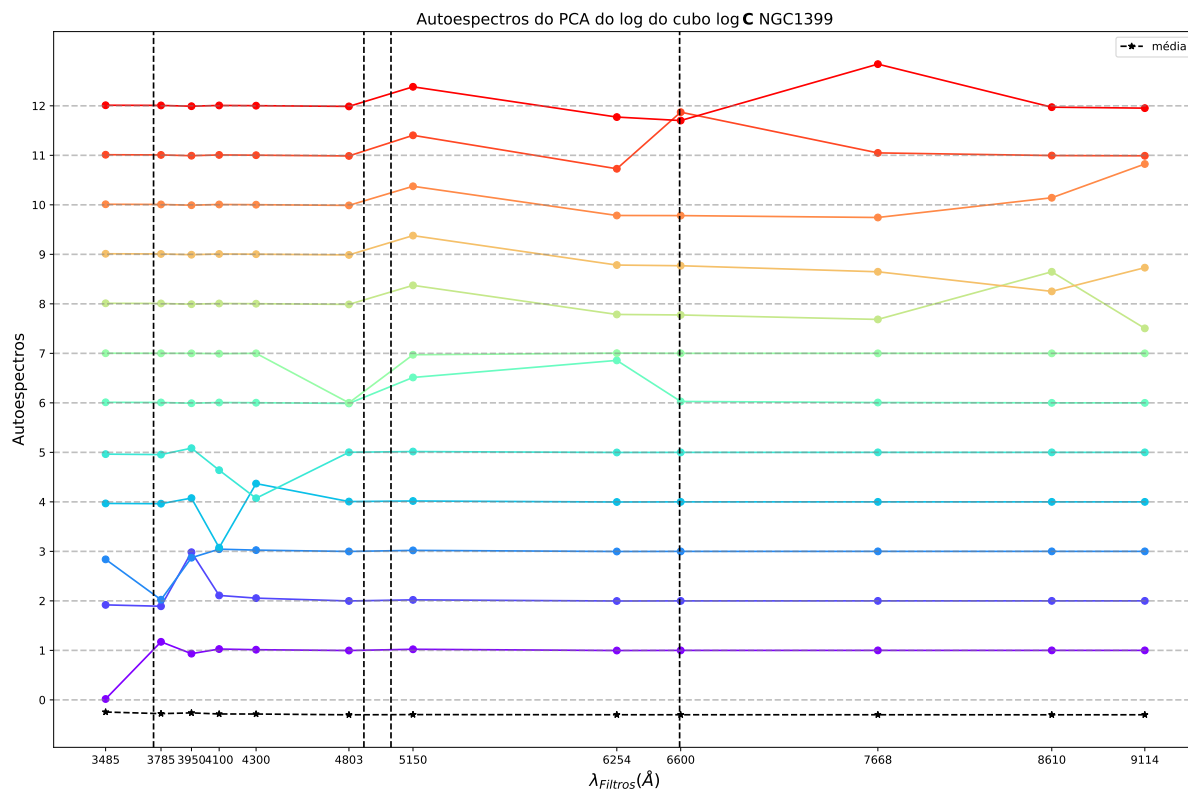


Figura H.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC1399. Detalhes assim como na Figura 18.

RGB-PCs | PCA do log do cubo NGC1399 | MFs, SNm = 30, 3.0

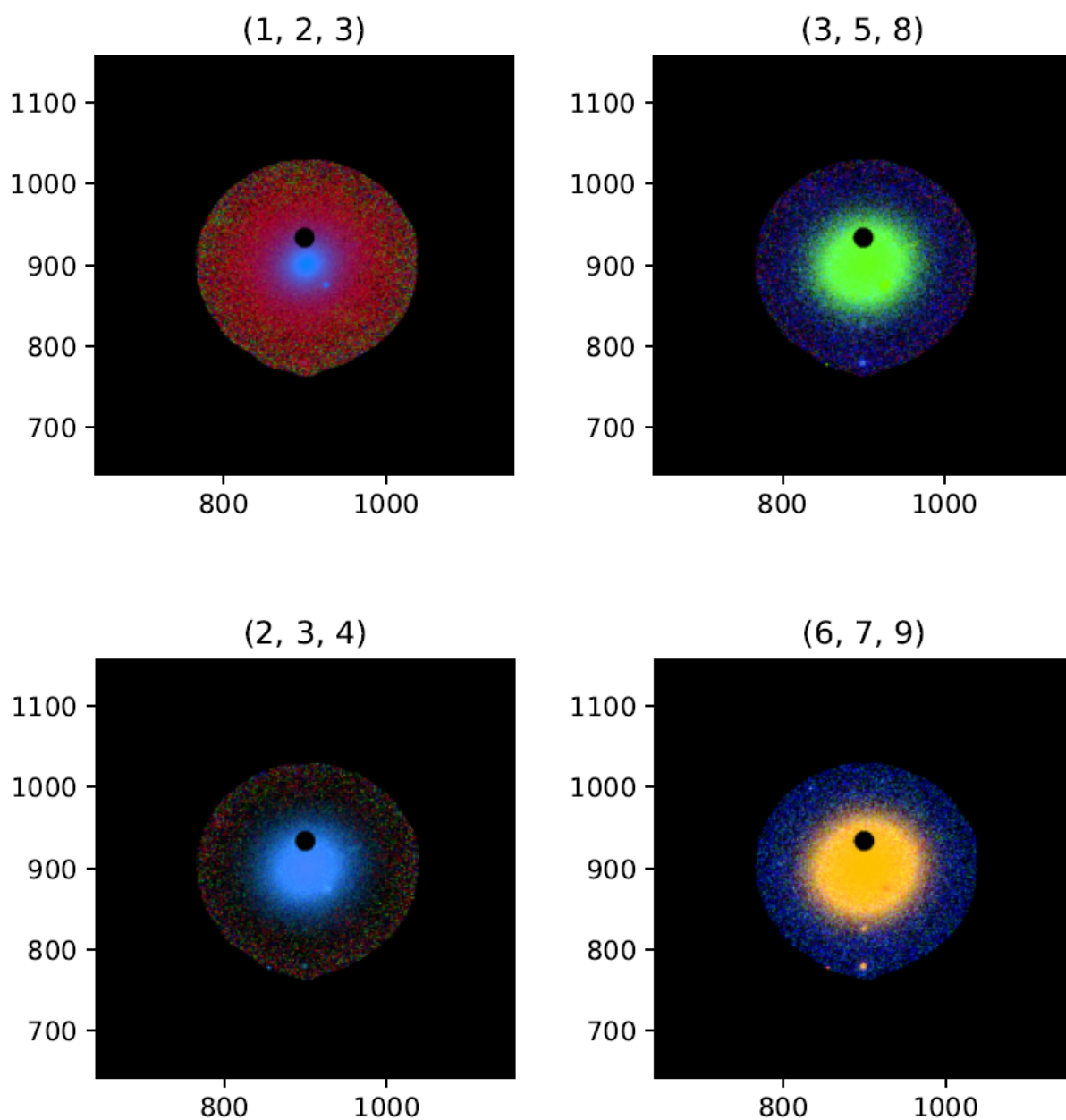


Figura H.12 – RGB do $\log C^{ext}$ para a galáxia NGC1399. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

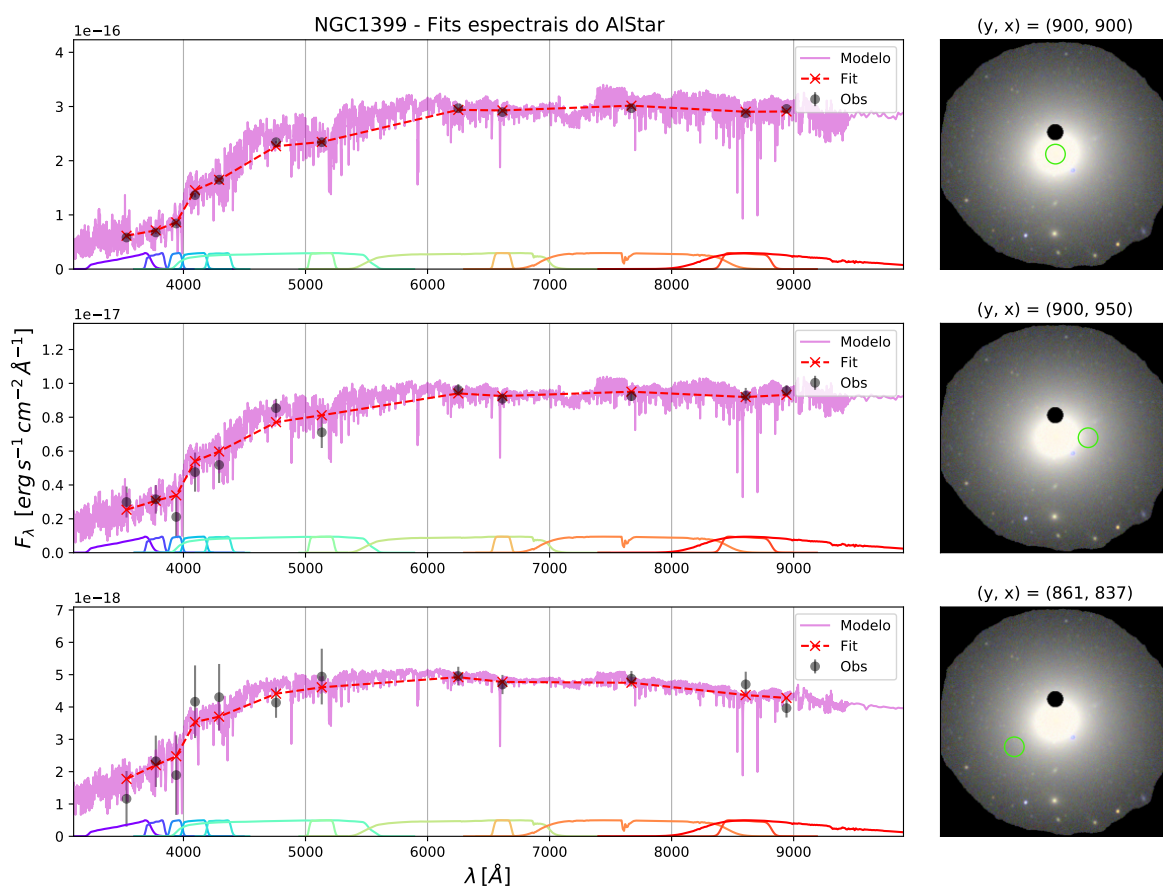


Figura H.13 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC1399. Detalhes assim como na Figura 65.

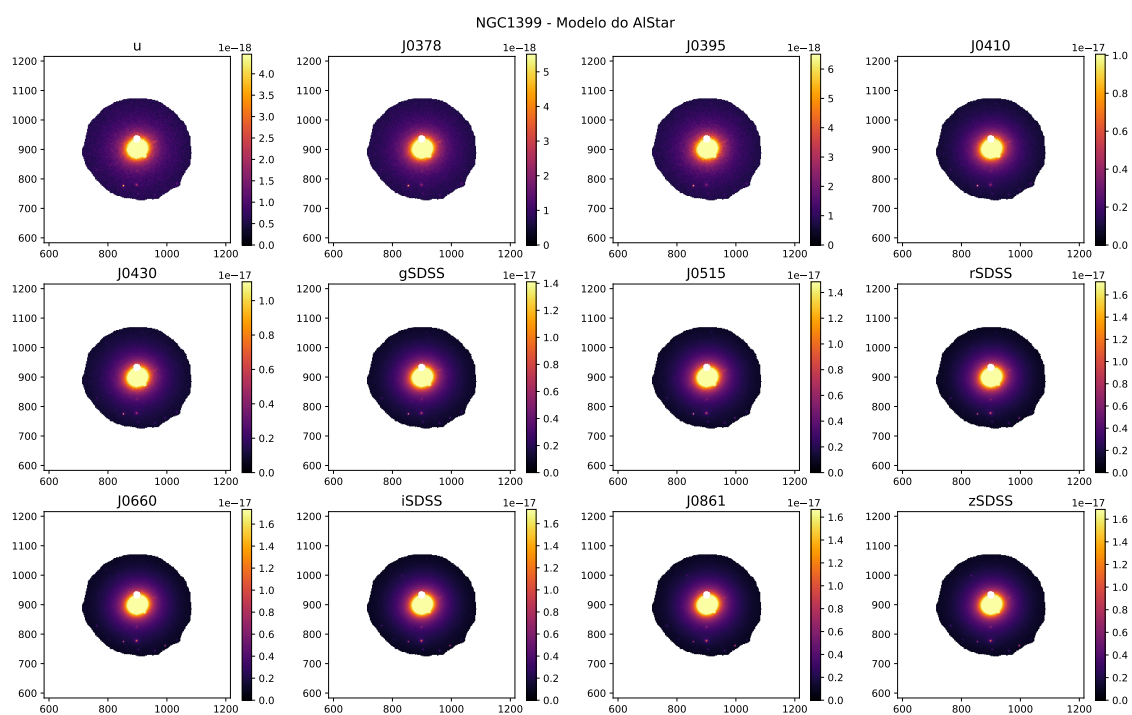


Figura H.14 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC1399.

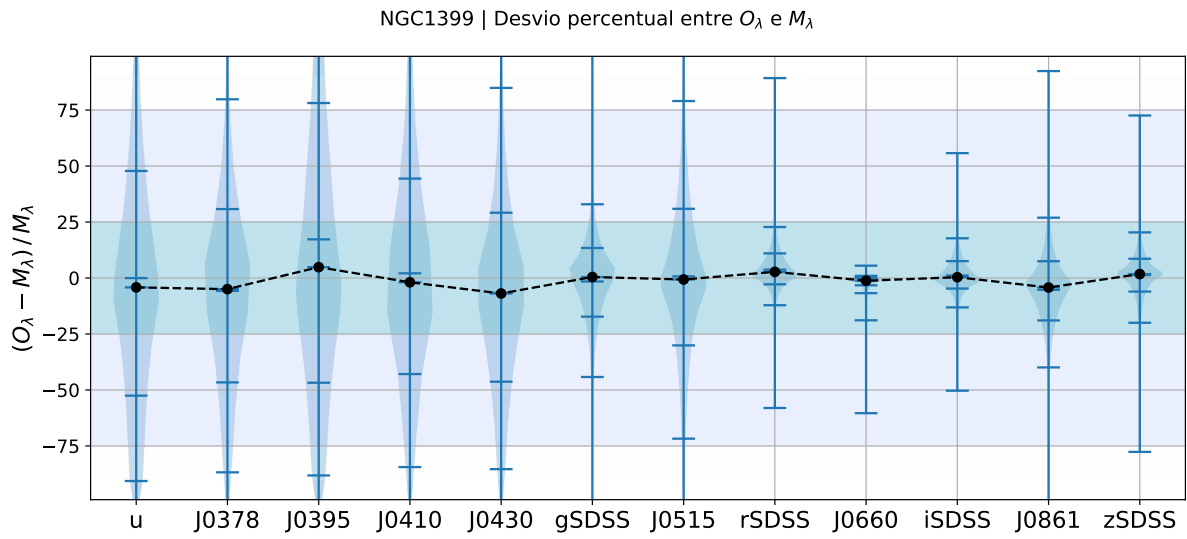


Figura H.15 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC1399. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

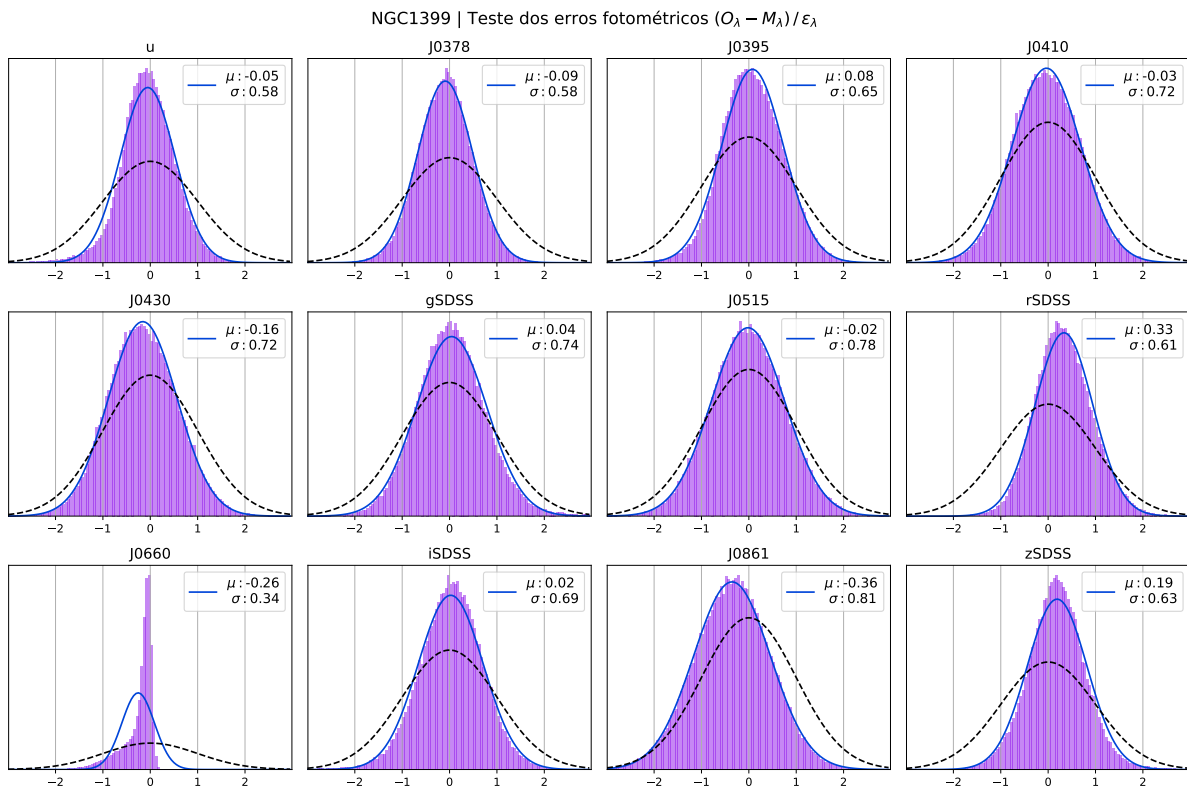


Figura H.16 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC1399. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

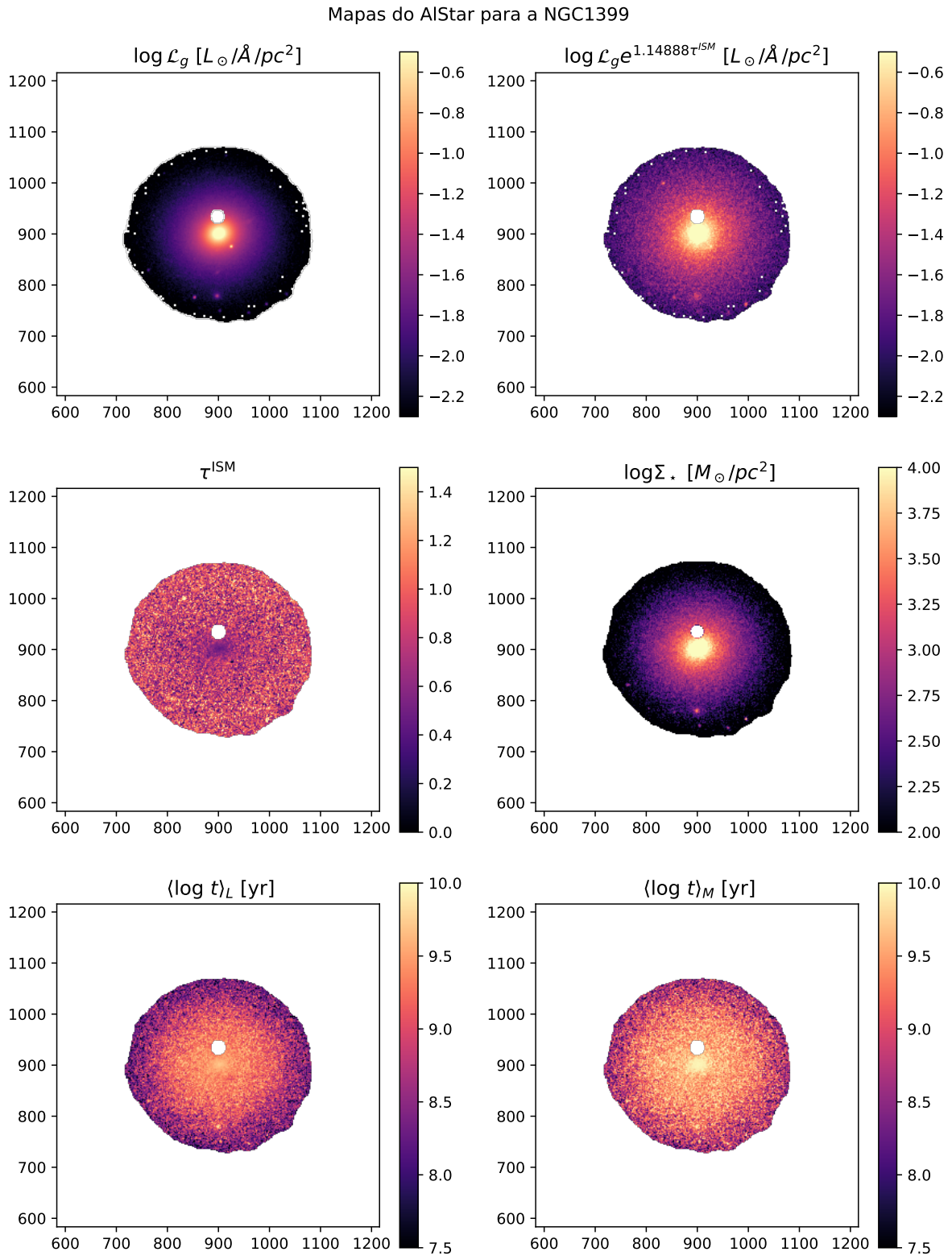


Figura H.17 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC1399: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_* , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

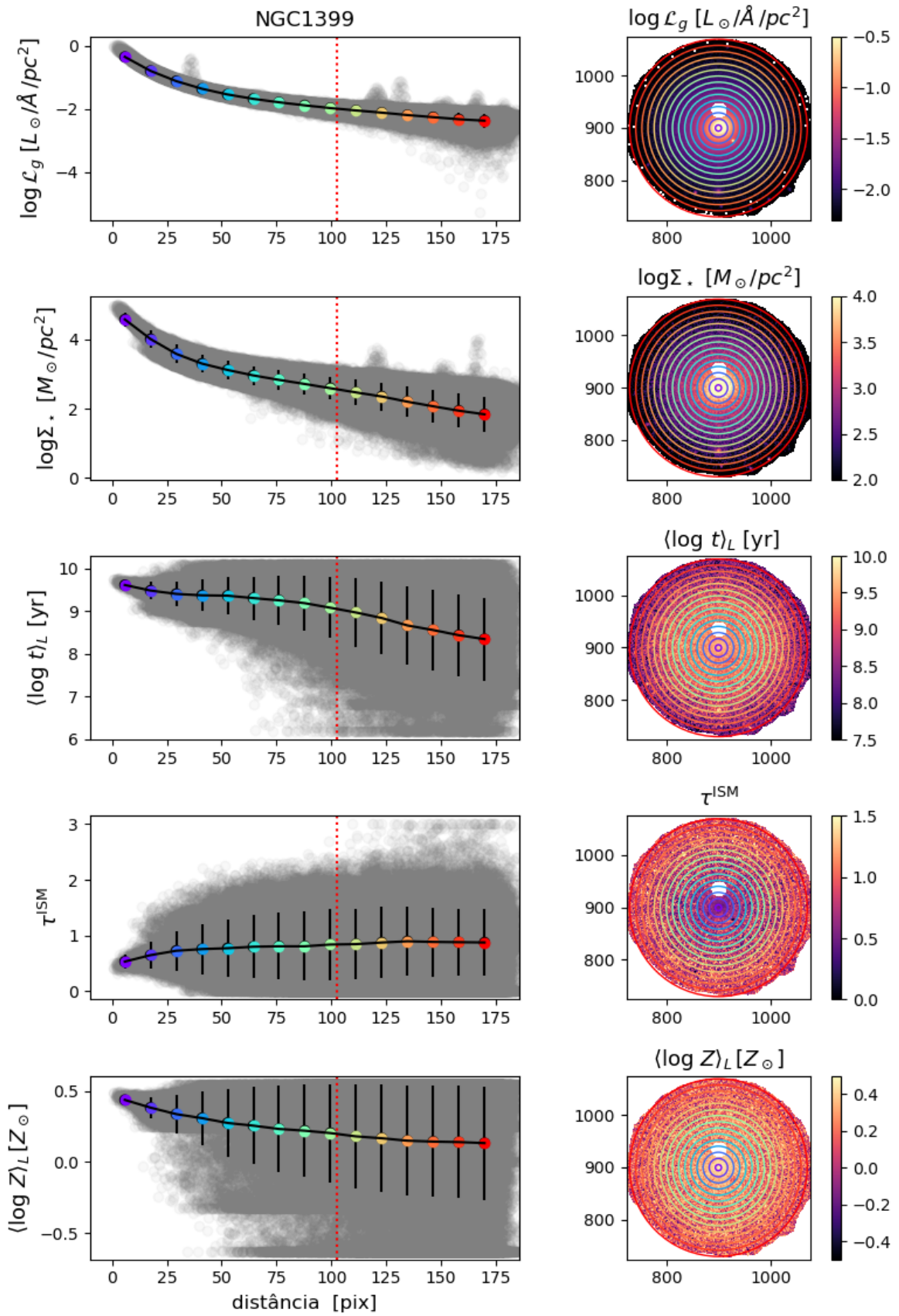


Figura H.18 – Perfis radiais para a NGC1399. A linha pontilhada em vermelho indica a distância (projetadas) de 5kpc ao núcleo.

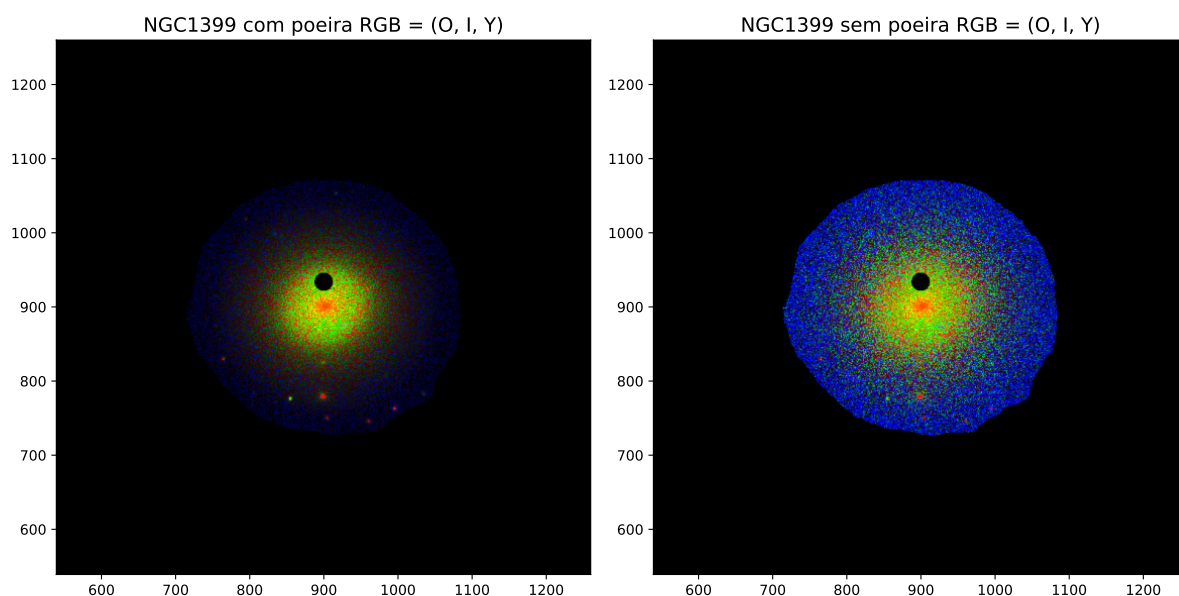


Figura H.19 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC1399.

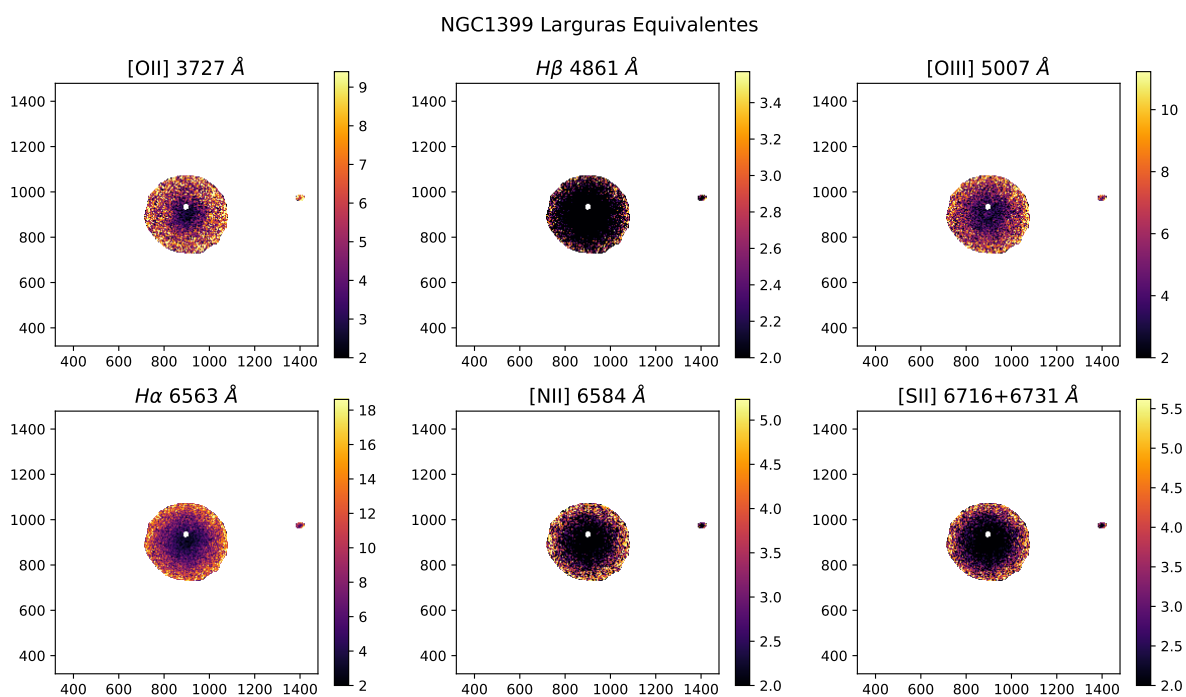


Figura H.20 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], $H\beta$, [O III], $H\alpha$, [N II] e [S II] para a NGC1399.

APÊNDICE I – NGC7047

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao Alstar para a galáxia NGC7047. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC7047 é uma galáxia LINER-type Active Galaxy Nucleus do tipo morfológico SAB(r)b, que se encontra na constelação de Aquarius a uma distância de ~ 76.3 Mpc com um redshift de ~ 0.01929 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

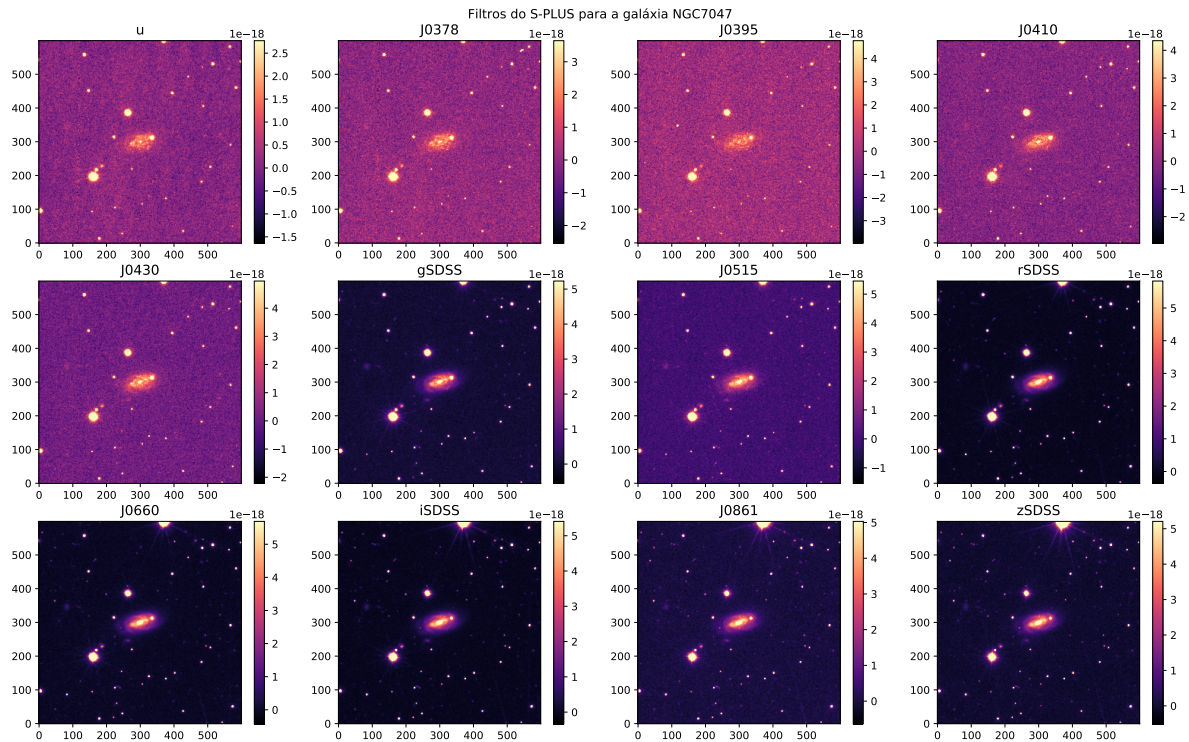


Figura I.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC7047 sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

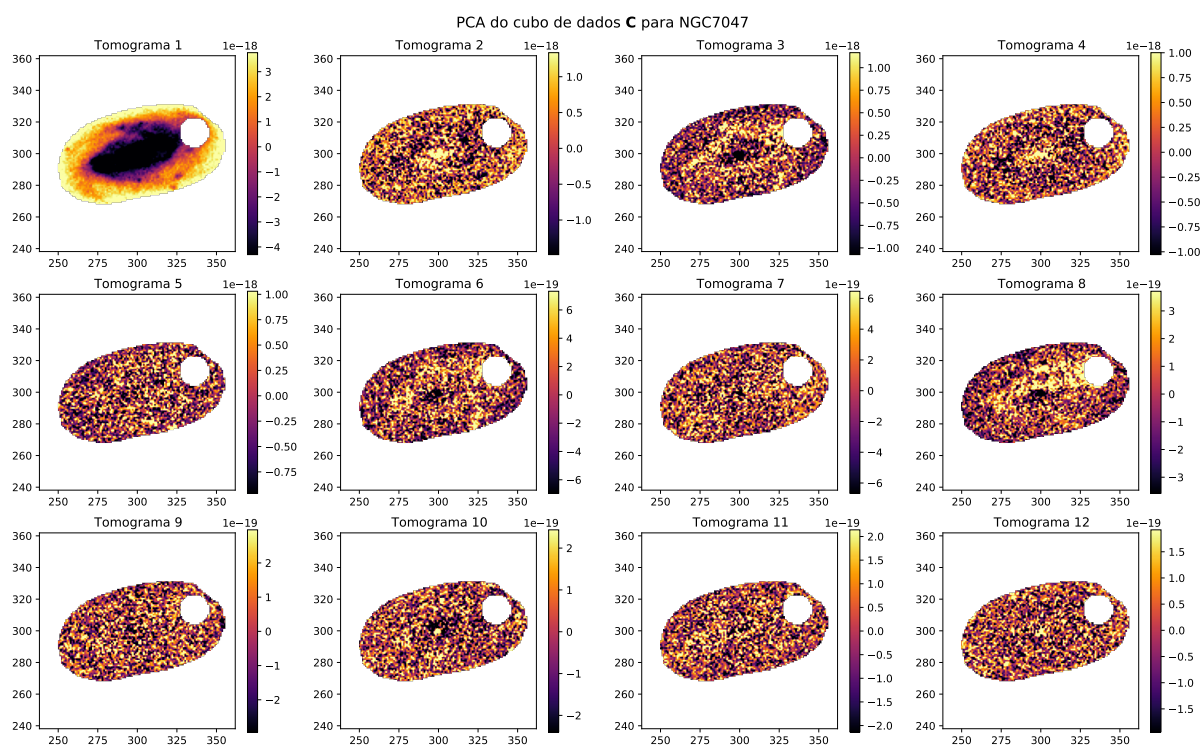


Figura I.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC7047.

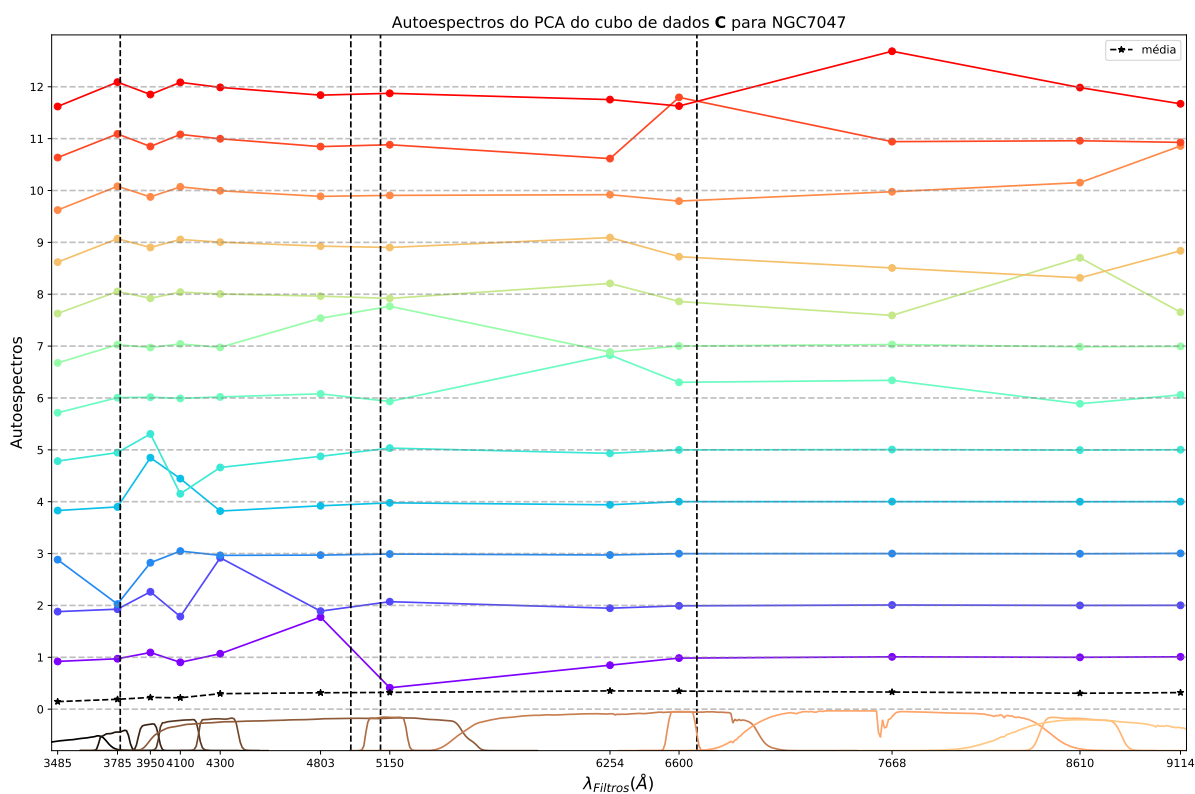


Figura I.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC7047. Detalhes assim como na Figura 18.

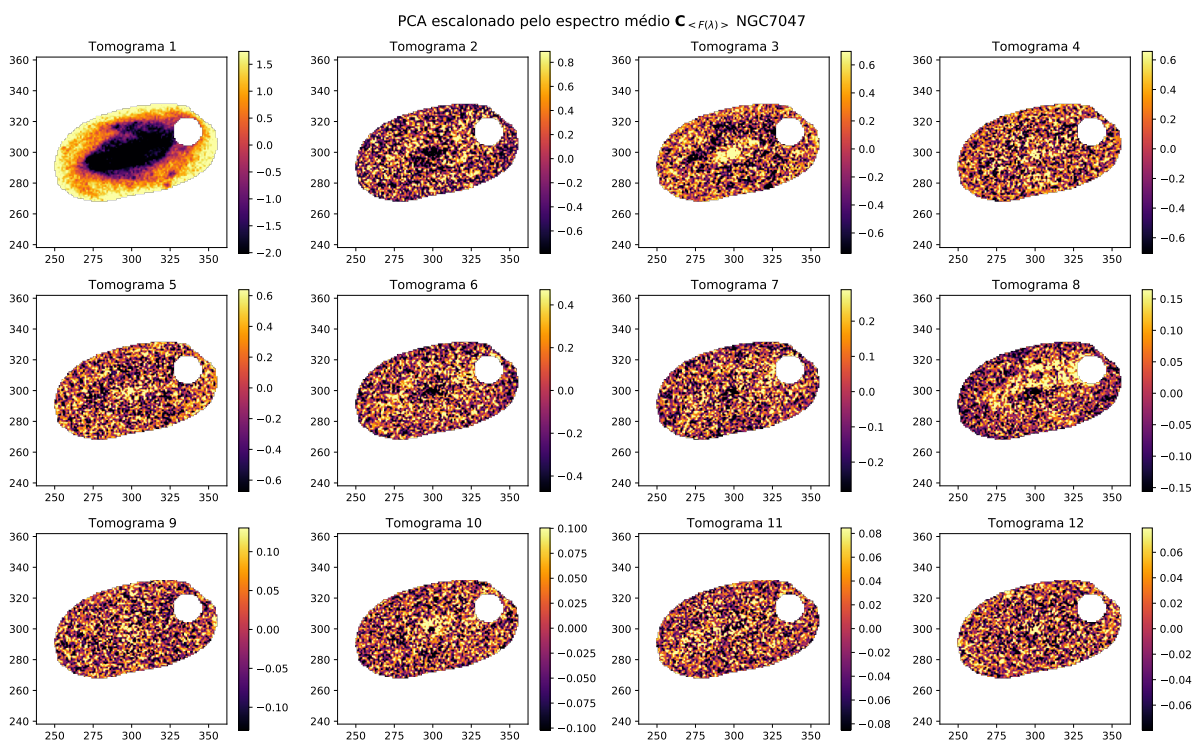


Figura I.4 – Tomogramas do PCA de $C_{(F(\lambda))}^{ext}$ para NGC7047.

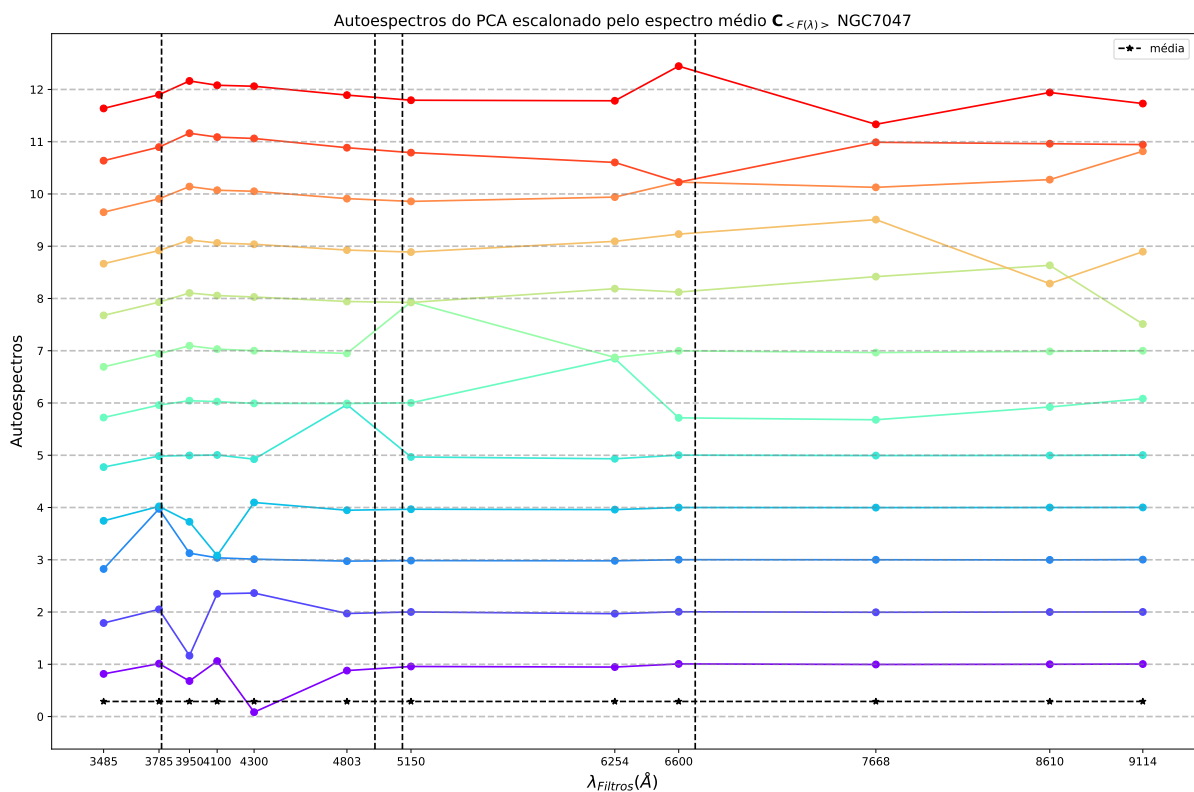


Figura I.5 – Autoespectros do PCA de $C_{(F(\lambda))}^{ext}$ para NGC7047. Detalhes assim como na Figura 18.

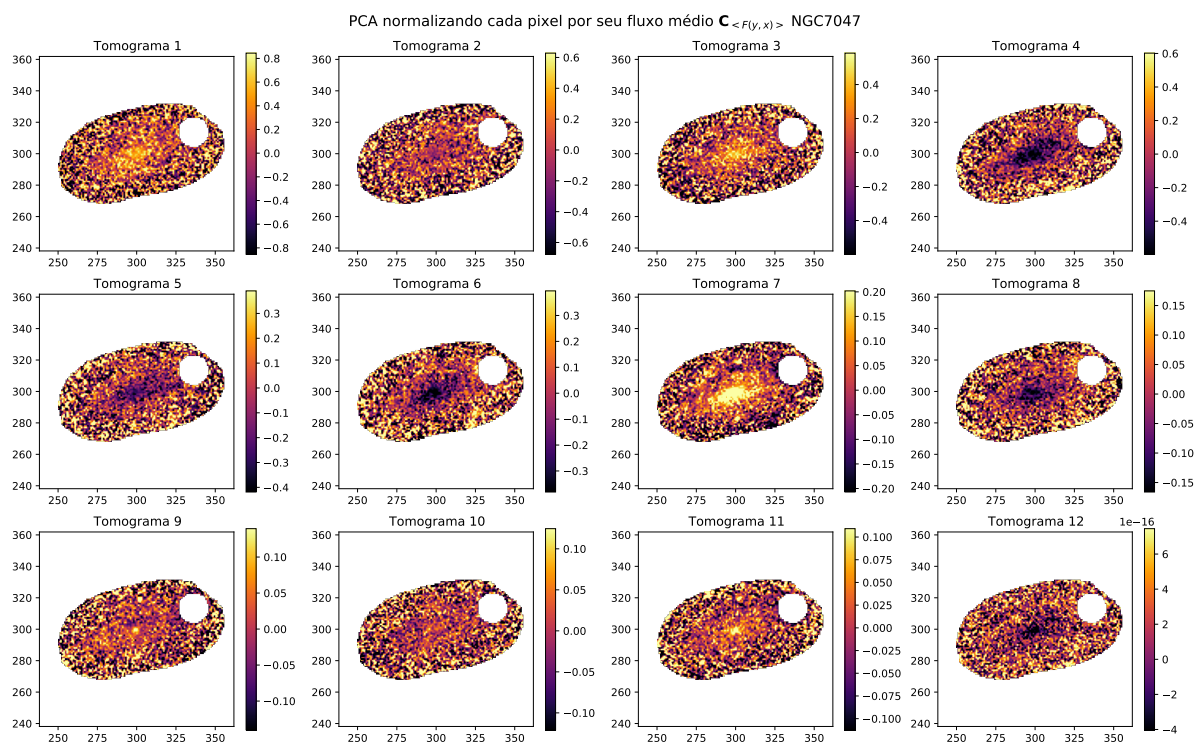


Figura I.6 – Tomogramas do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC7047.

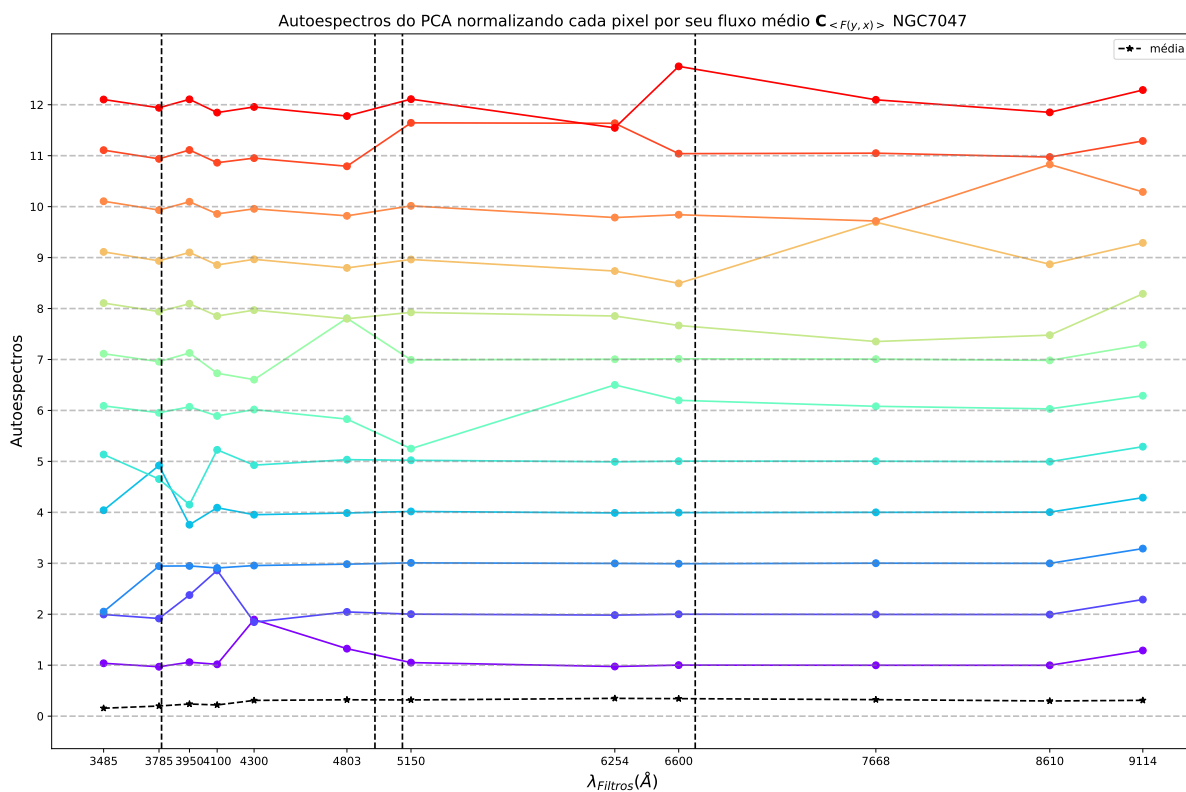


Figura I.7 – Autoespectros do PCA de $C_{\langle F(y,x) \rangle}^{int}$ para NGC7047. Detalhes assim como na Figura 18.

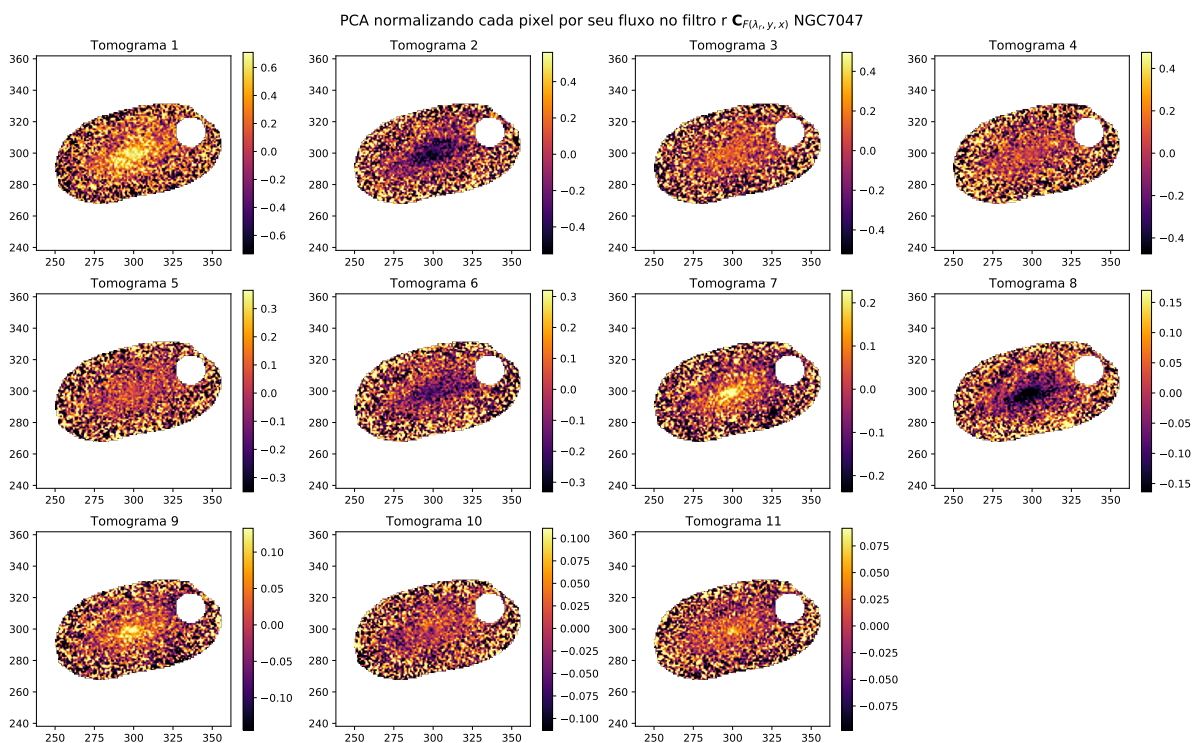


Figura I.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC7047.

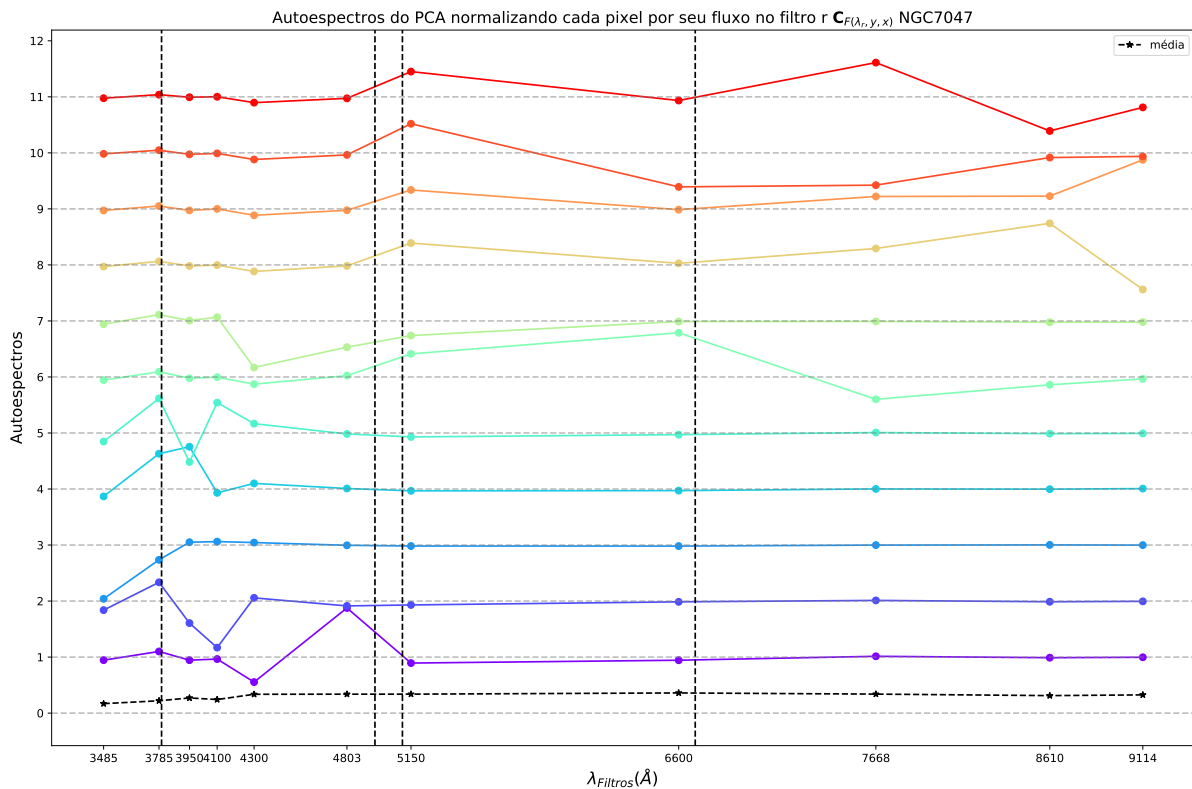


Figura I.9 – Autoespectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC7047. Detalhes assim como na Figura 18.

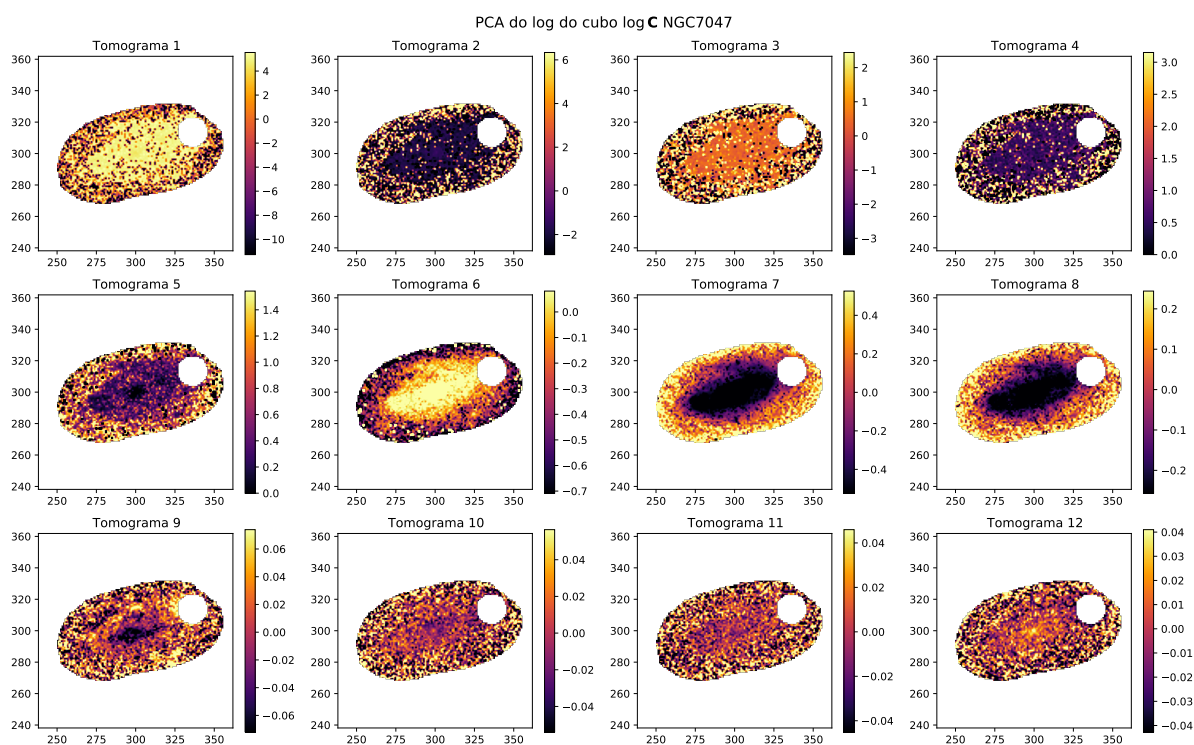


Figura I.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC7047.

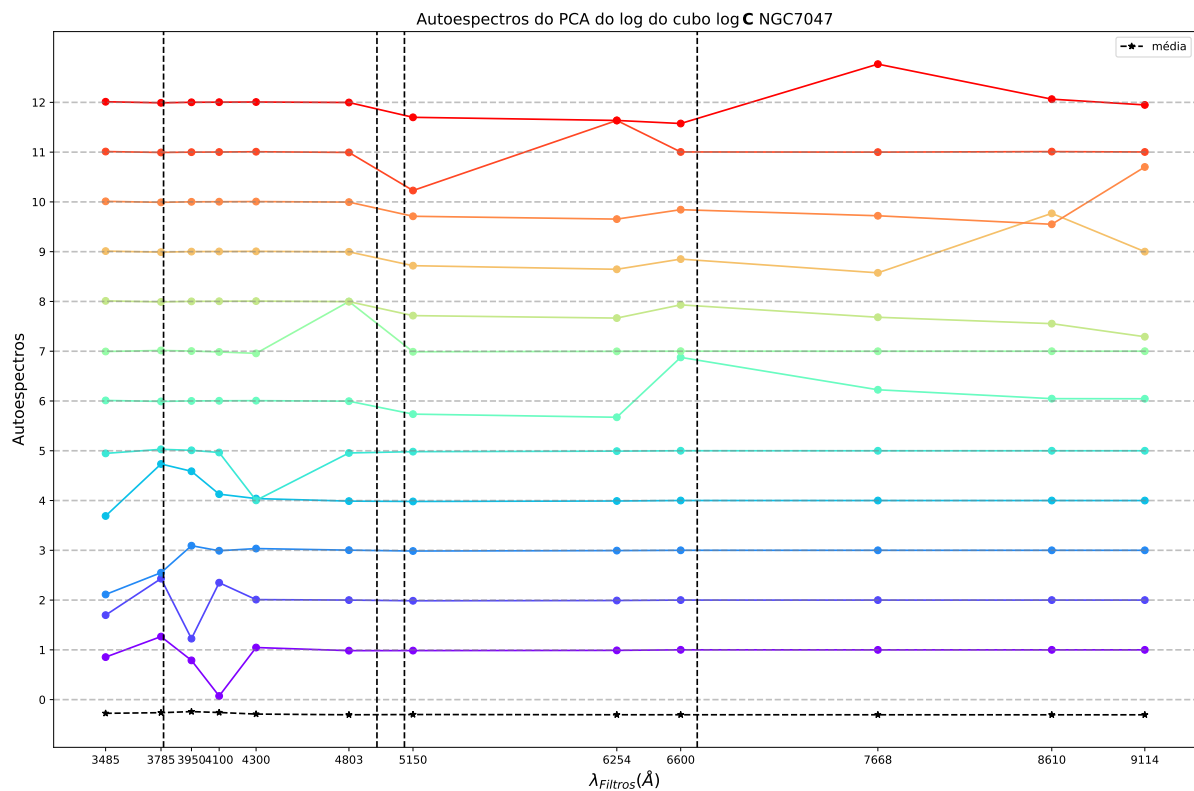


Figura I.11 – Autoespectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC7047. Detalhes assim como na Figura 18.

RGB-PCs | PCA do log do cubo NGC7047 | MFs, SNm = 30, 2.7

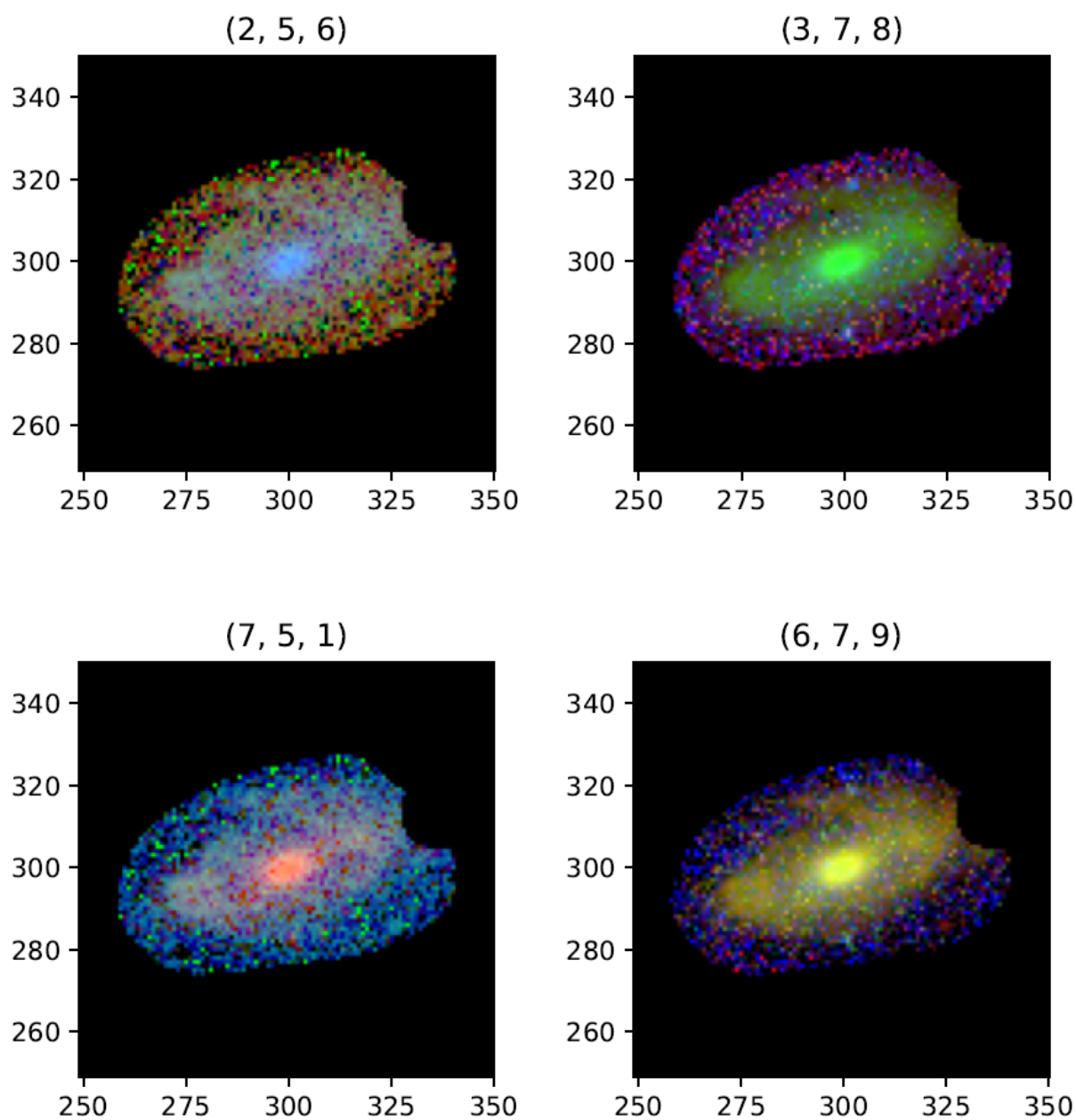


Figura I.12 – RGB do $\log C^{ext}$ para a galáxia NGC7047. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

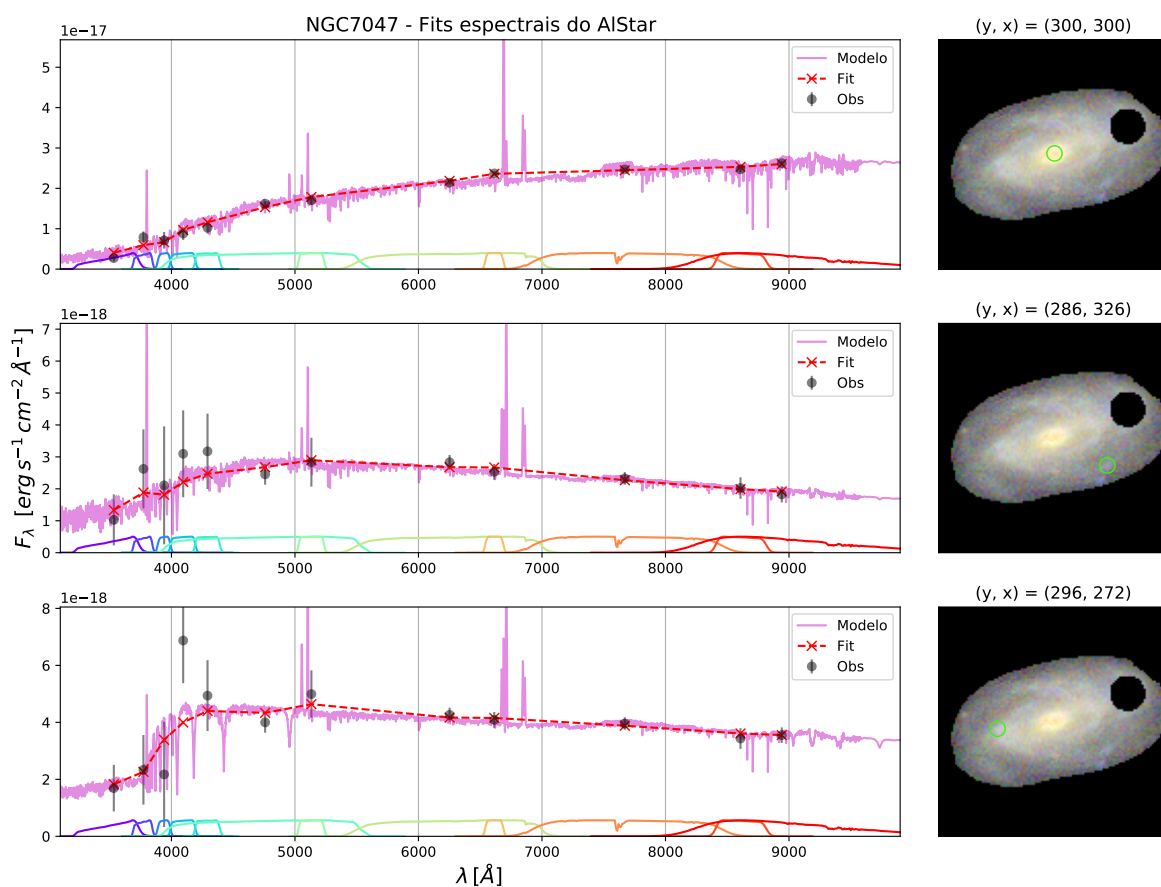


Figura I.13 – Ajustes espectrais produzido pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC7047. Detalhes assim como na Figura 65.

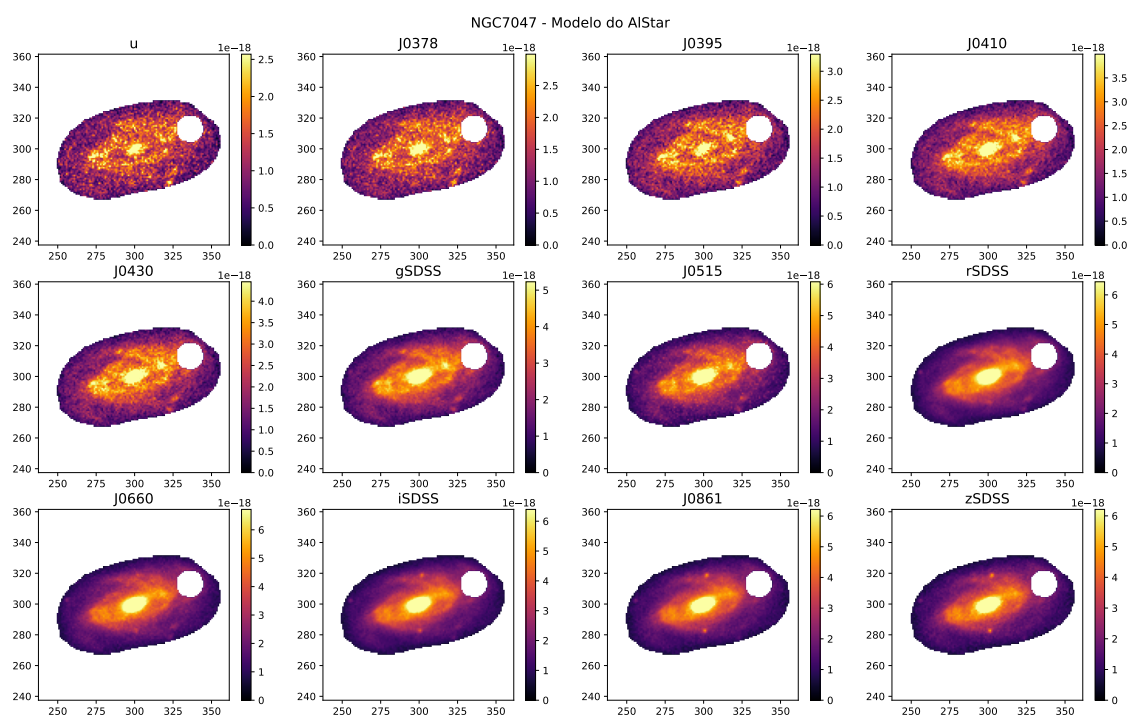


Figura I.14 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC7047.

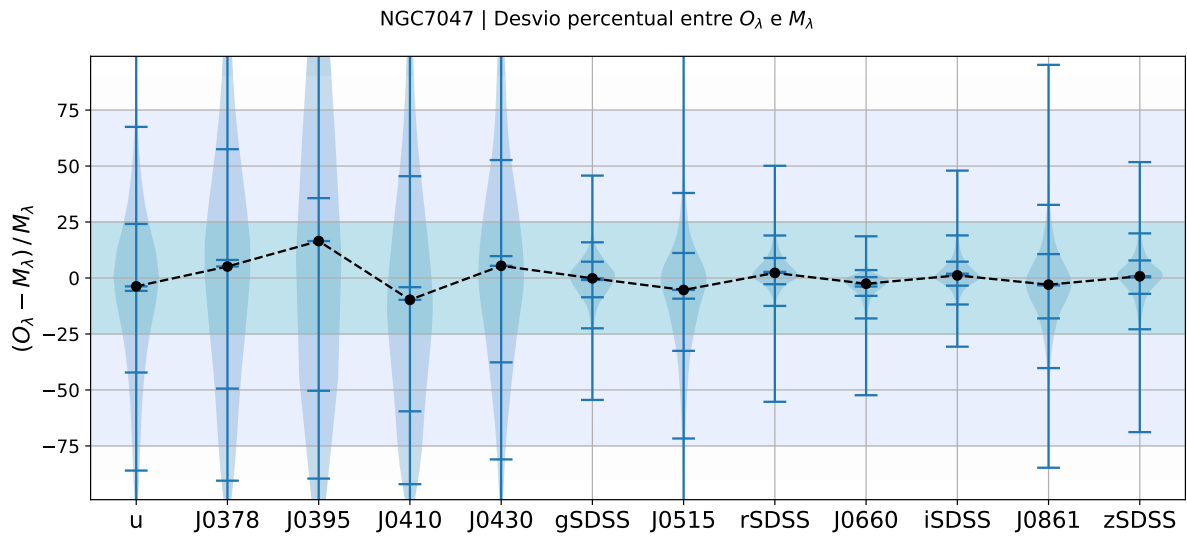


Figura I.15 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC7047. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

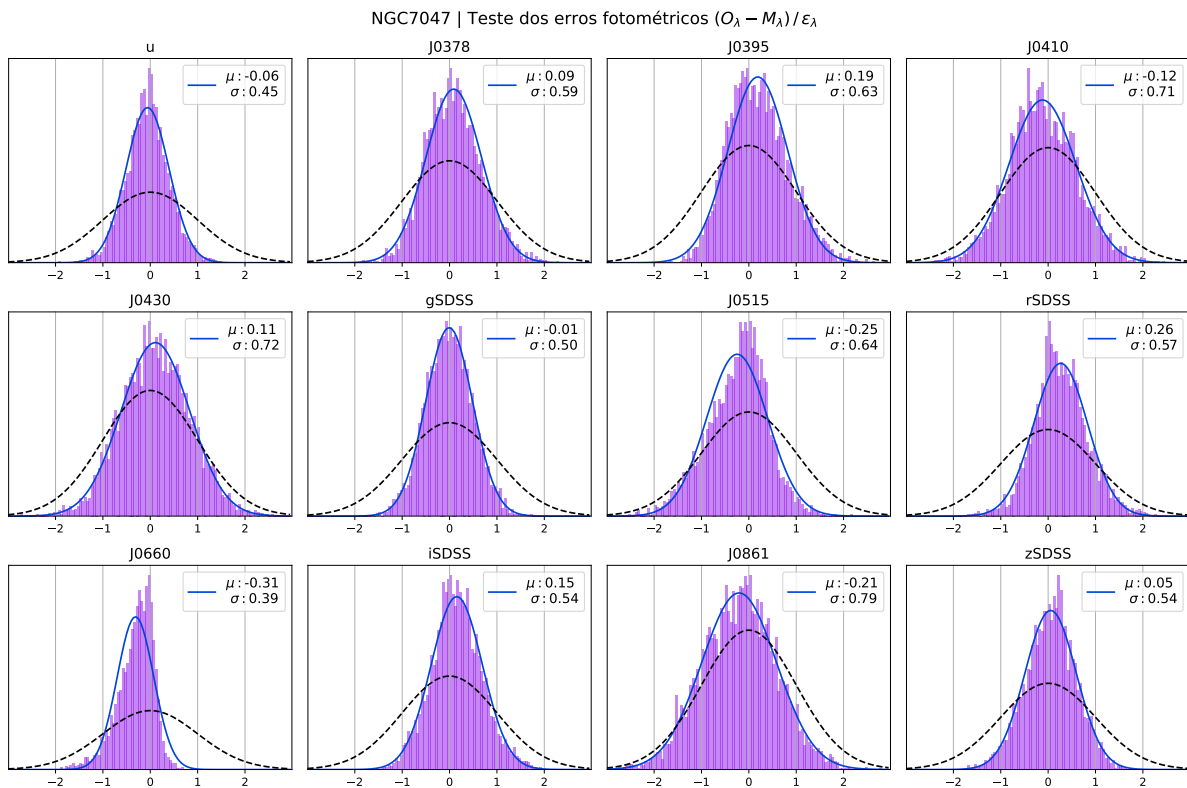


Figura I.16 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC7047. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$, a qual seria esperada para o fit dos erros em azul.

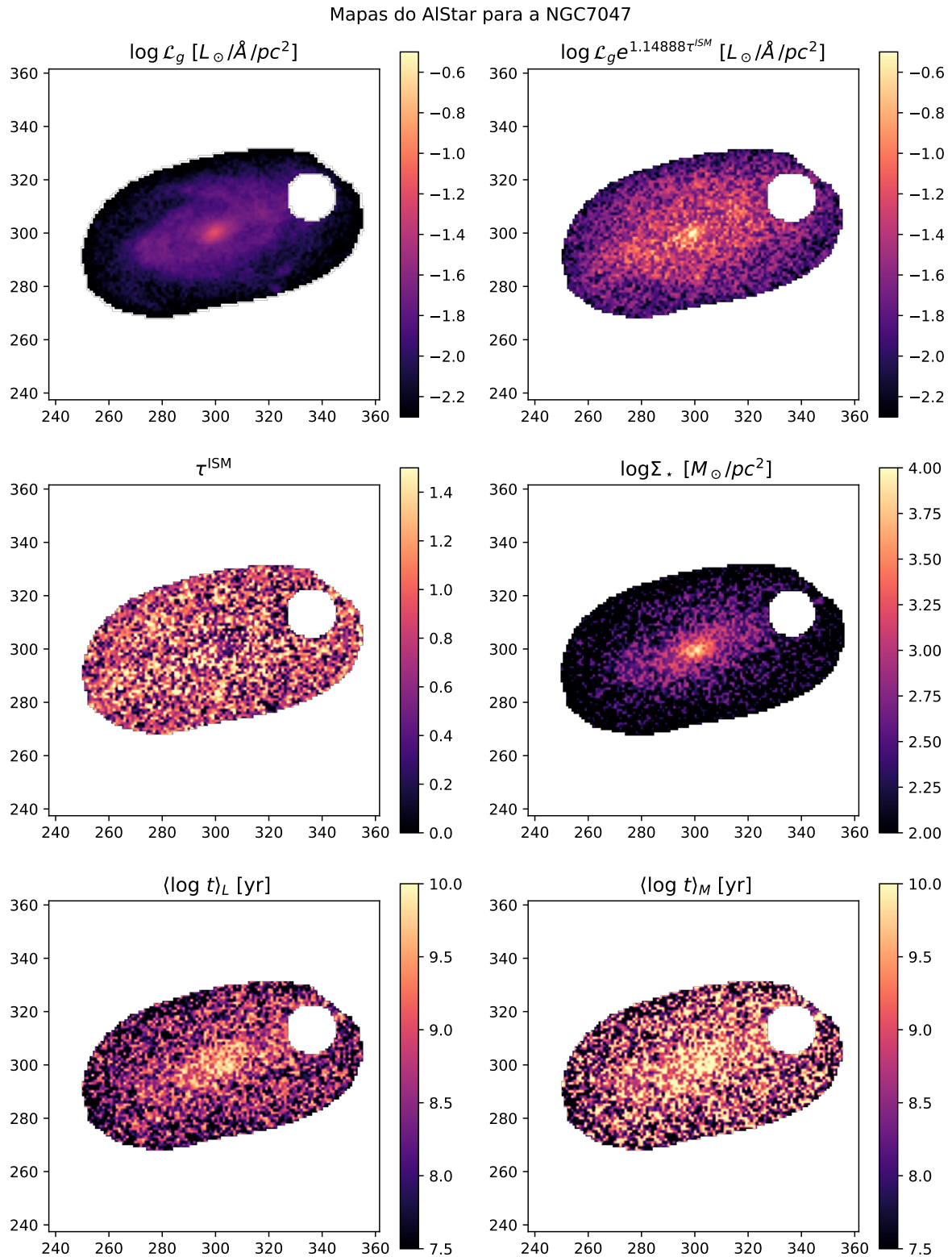


Figura I.17 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC7047: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

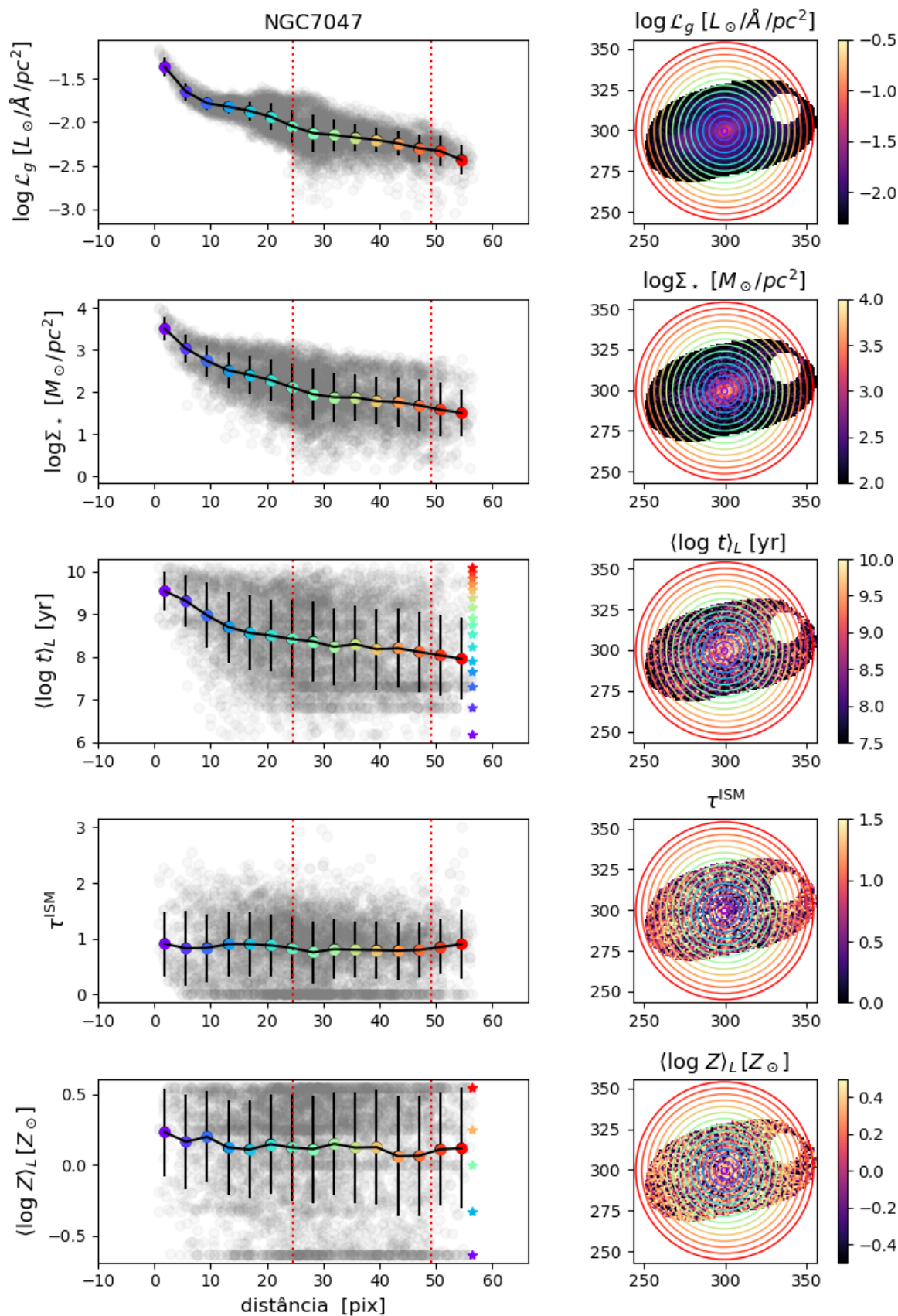


Figura I.18 – Perfis radiais para a NGC7047. As linhas pontilhadas em vermelho indicam distâncias (projetadas) a partir do núcleo para 5kpc e 10kpc.

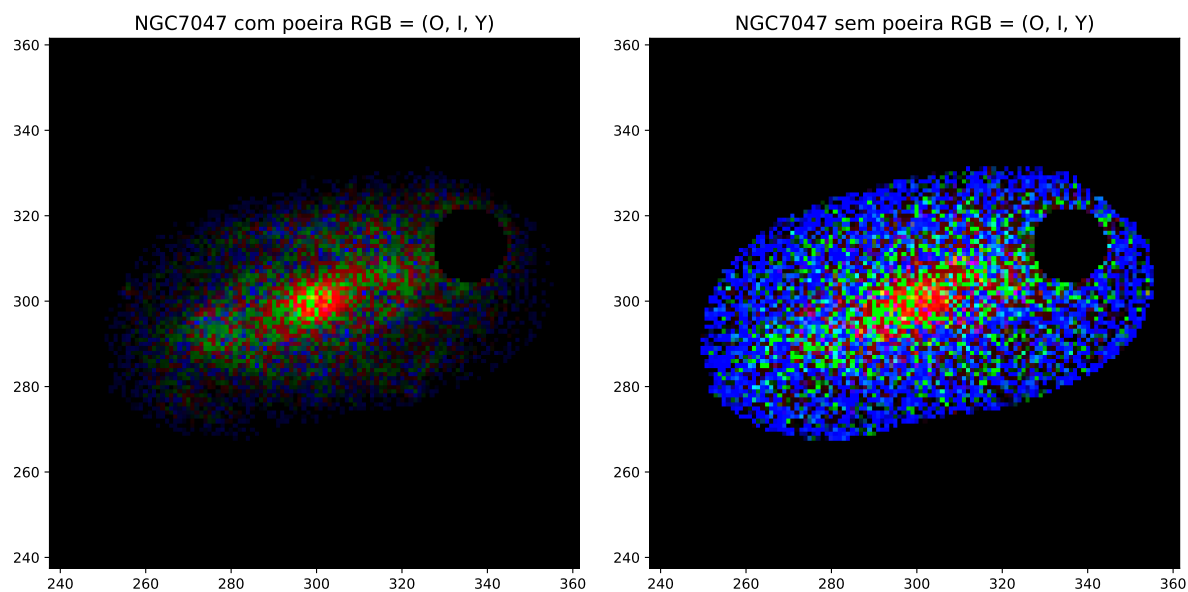


Figura I.19 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC7047.

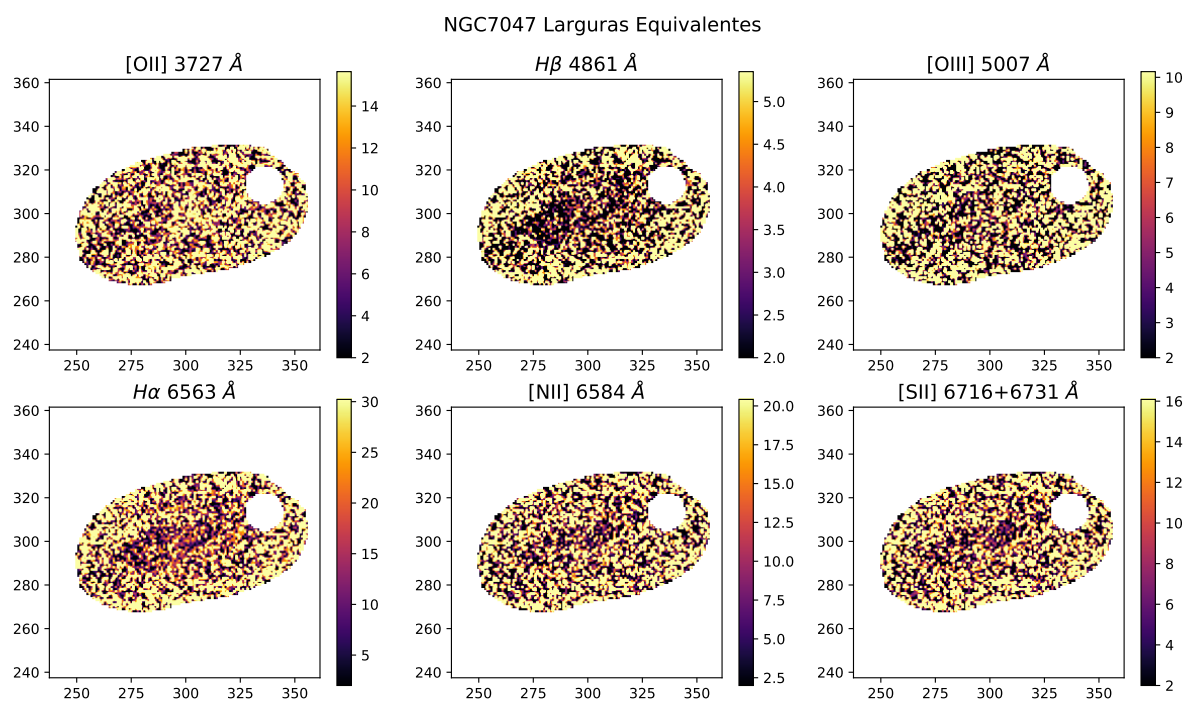


Figura I.20 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], H β , [O III], H α , [N II] e [S II] para a NGC7047.

APÊNDICE J – NGC986

Apêndice contendo respectivamente as imagens produzidas referentes ao PCA e ao Alstar para a galáxia NGC986. Os RGBs dos filtros e da máscara utilizadas estão apenas no Capítulo 2. Lembrando que os detalhes e as discussões das imagens aqui apresentadas foram feitas no texto.

A NGC986 é uma galáxia Emission-line do tipo morfológico SAB(rs)ab, que se encontra na constelação de Fornax a uma distância de ~ 26.85 Mpc com um redshift de ~ 0.006606 . Conforme as informações obtidas em **NASA/IPAC Extragalactic Database** e **Simbad**.

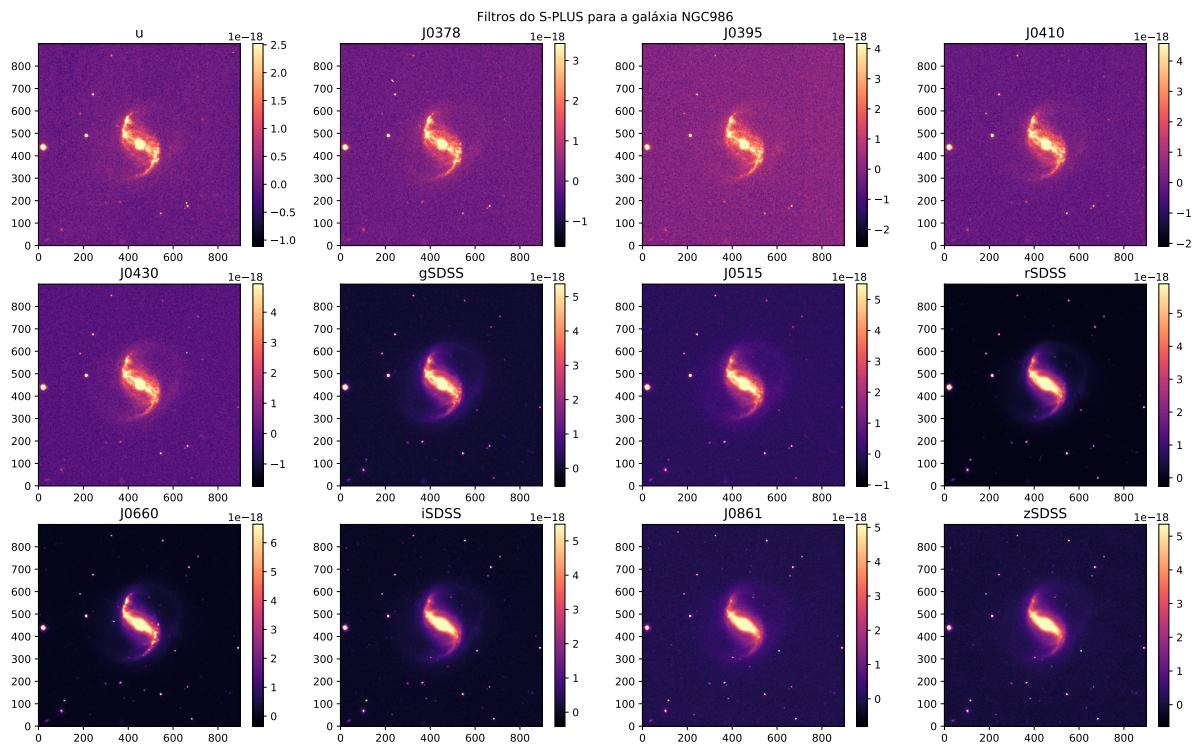


Figura J.1 – Imagens dos dados brutos nos 12 filtros do S-PLUS para a galáxia NGC986, sem nenhum recorte ou máscara. Os fluxos estão em unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

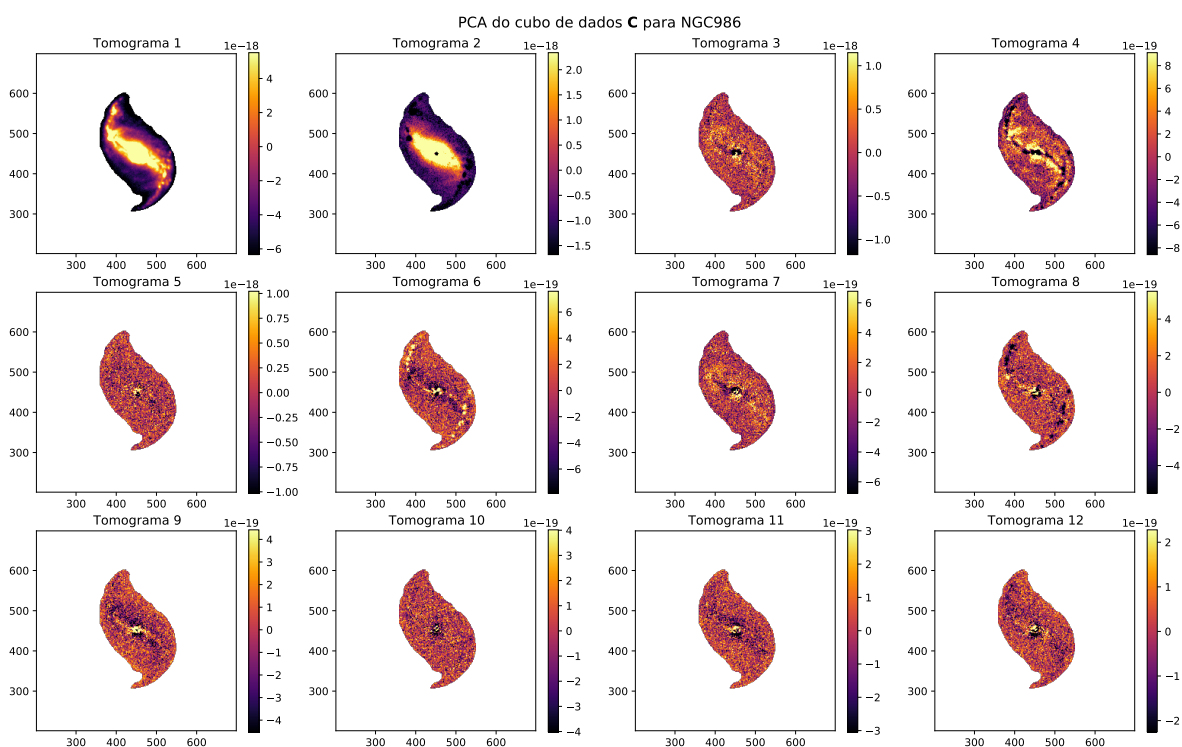


Figura J.2 – Tomogramas do PCA do cubo para NGC986.

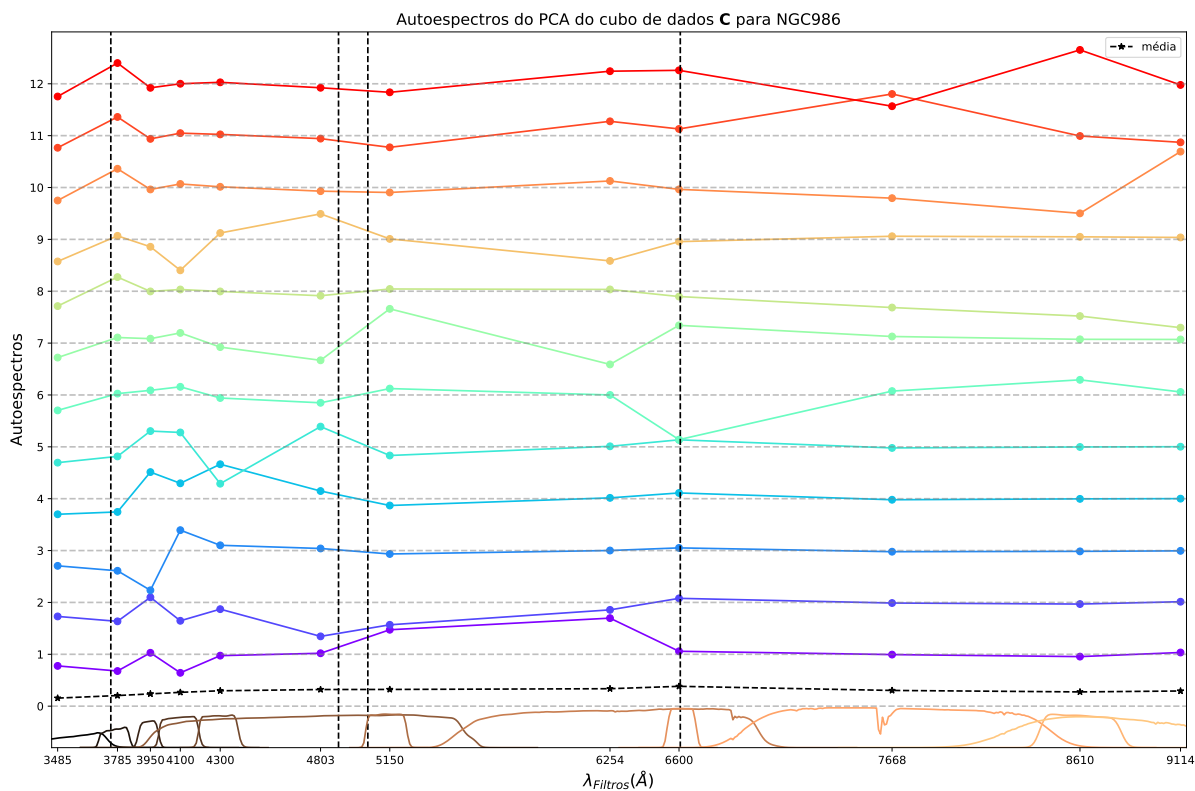


Figura J.3 – Autoespectros do PCA do cubo para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

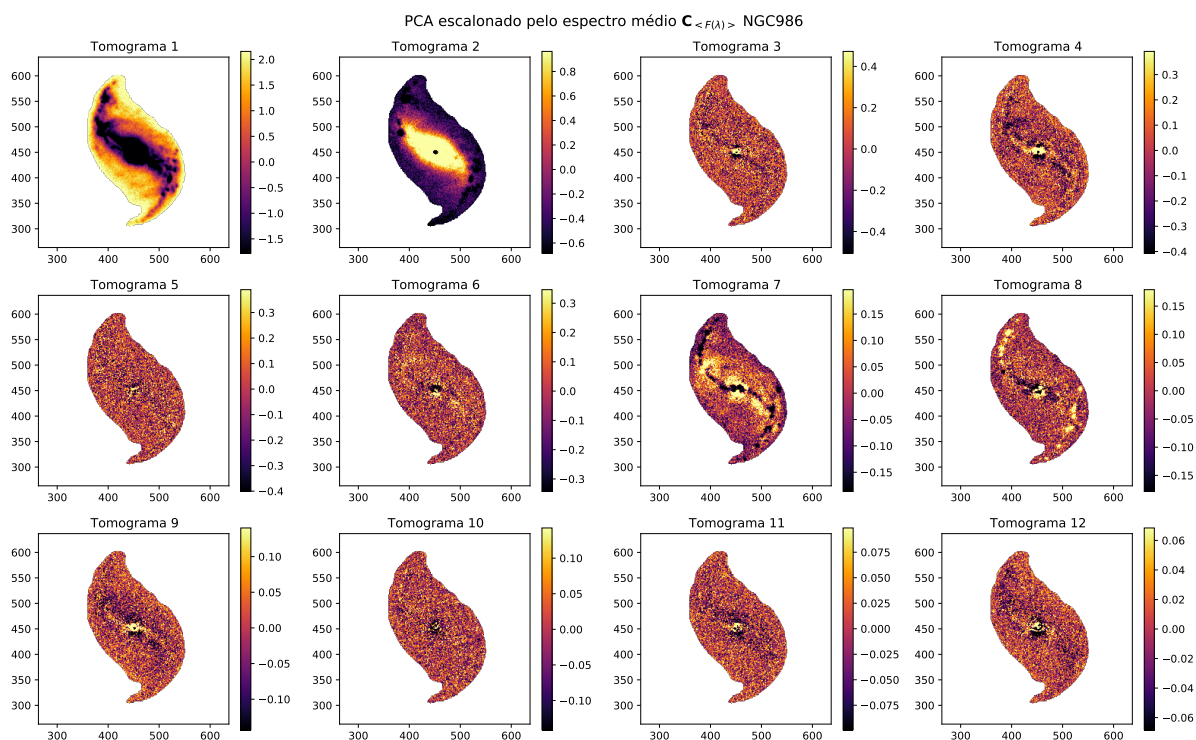


Figura J.4 – Tomogramas do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986.

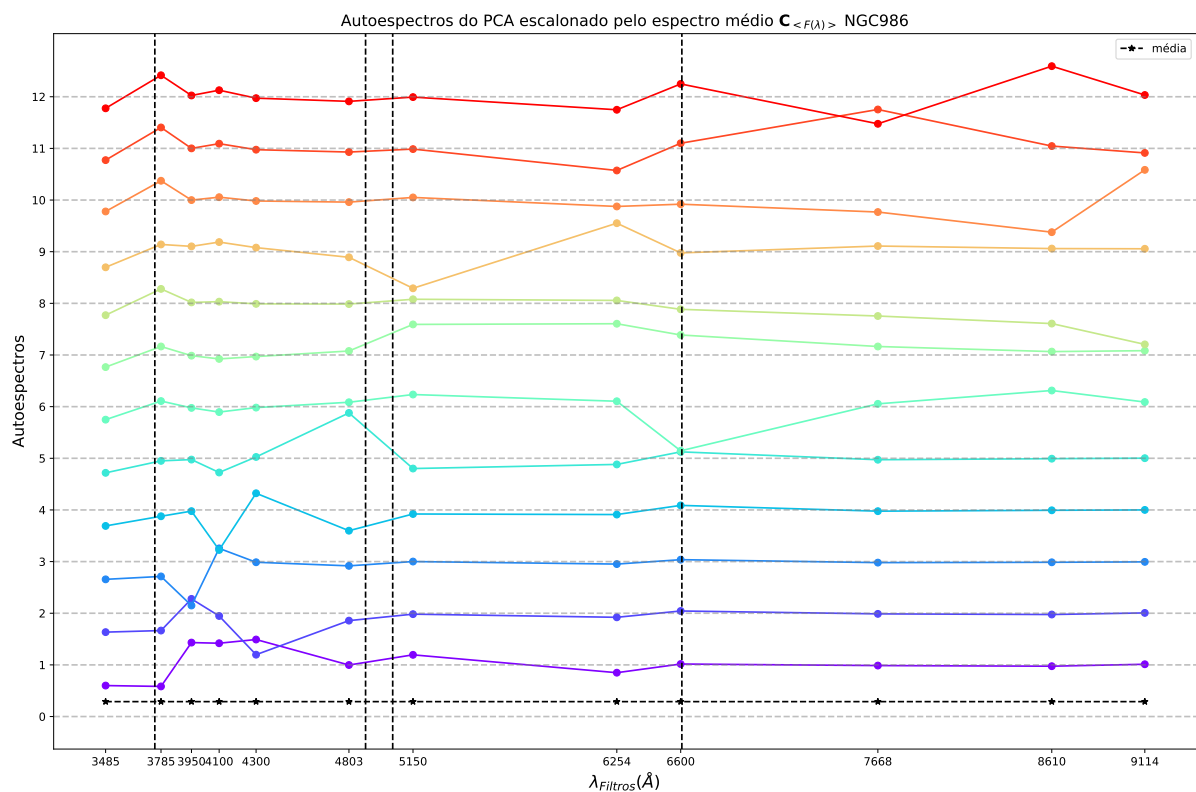


Figura J.5 – Autoespectros do PCA de $\mathbf{C}_{\langle F(\lambda) \rangle}^{ext}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

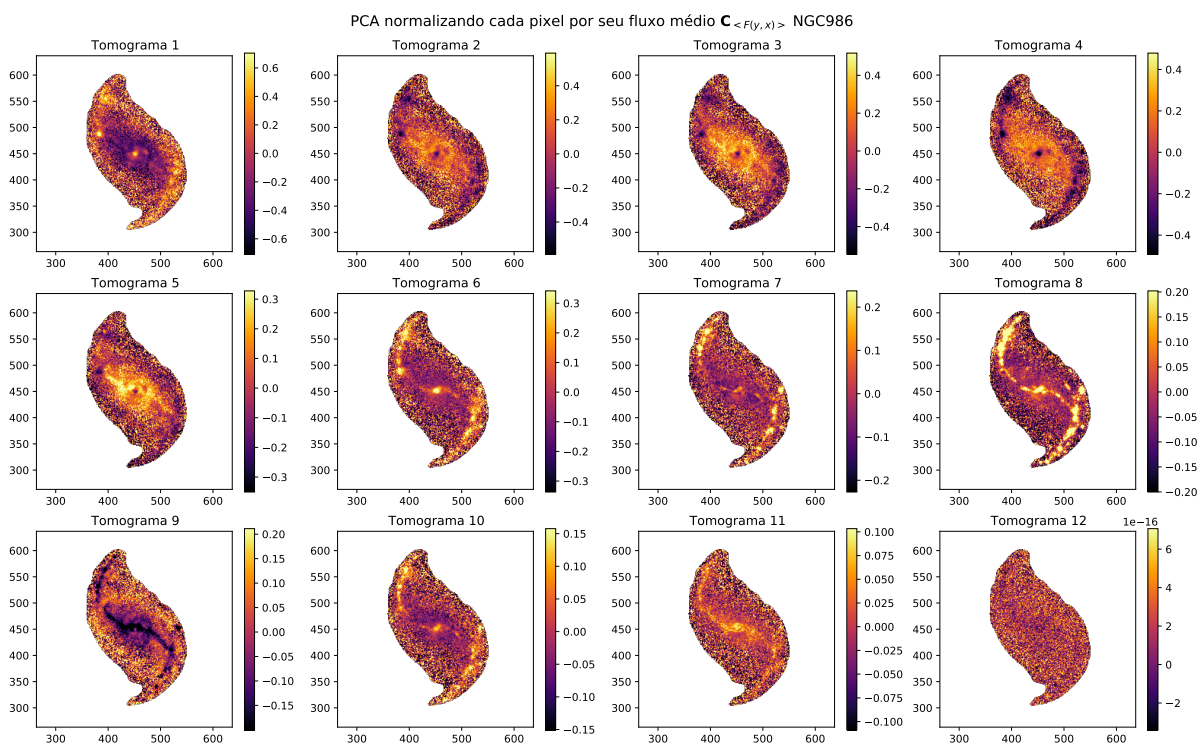


Figura J.6 – Tomogramas do PCA de $C_{(F(y,x))}^{int}$ para NGC986.

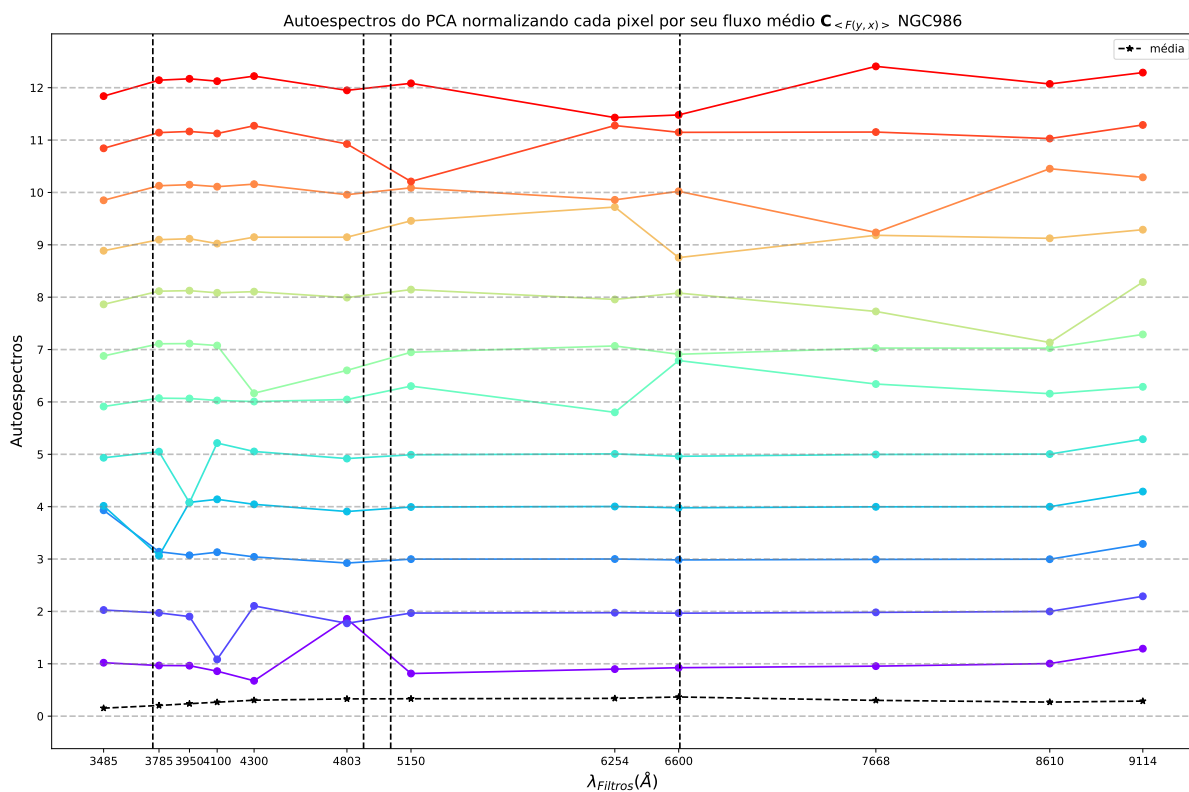


Figura J.7 – Autoespectros do PCA de $C_{(F(y,x))}^{int}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

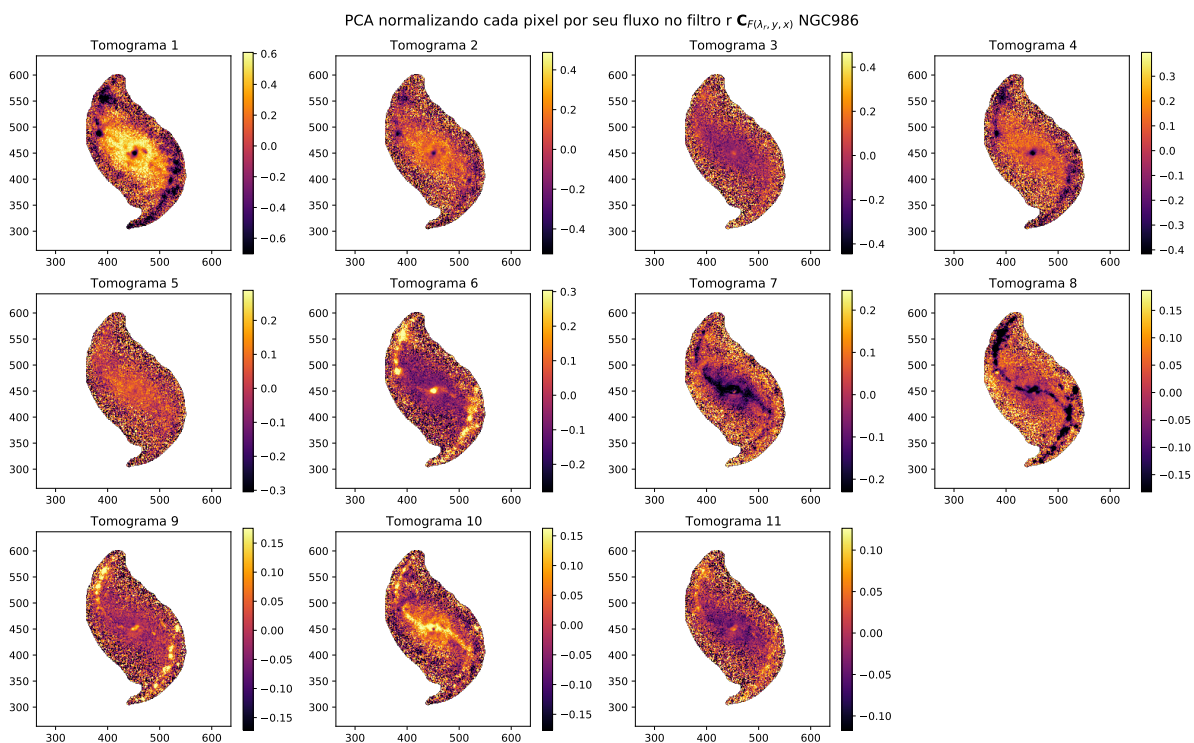


Figura J.8 – Tomogramas do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC986.

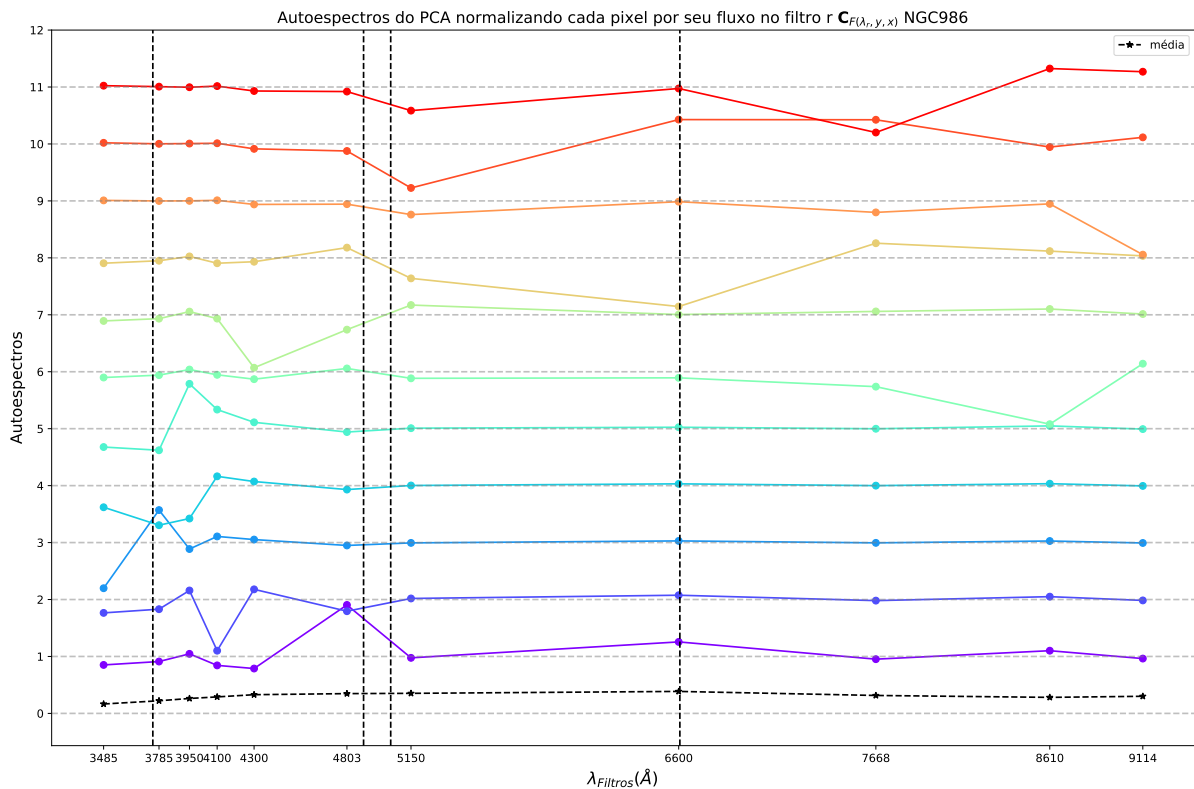


Figura J.9 – Autospectros do PCA de $C_{F(\lambda_r, y, x)}^{int}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

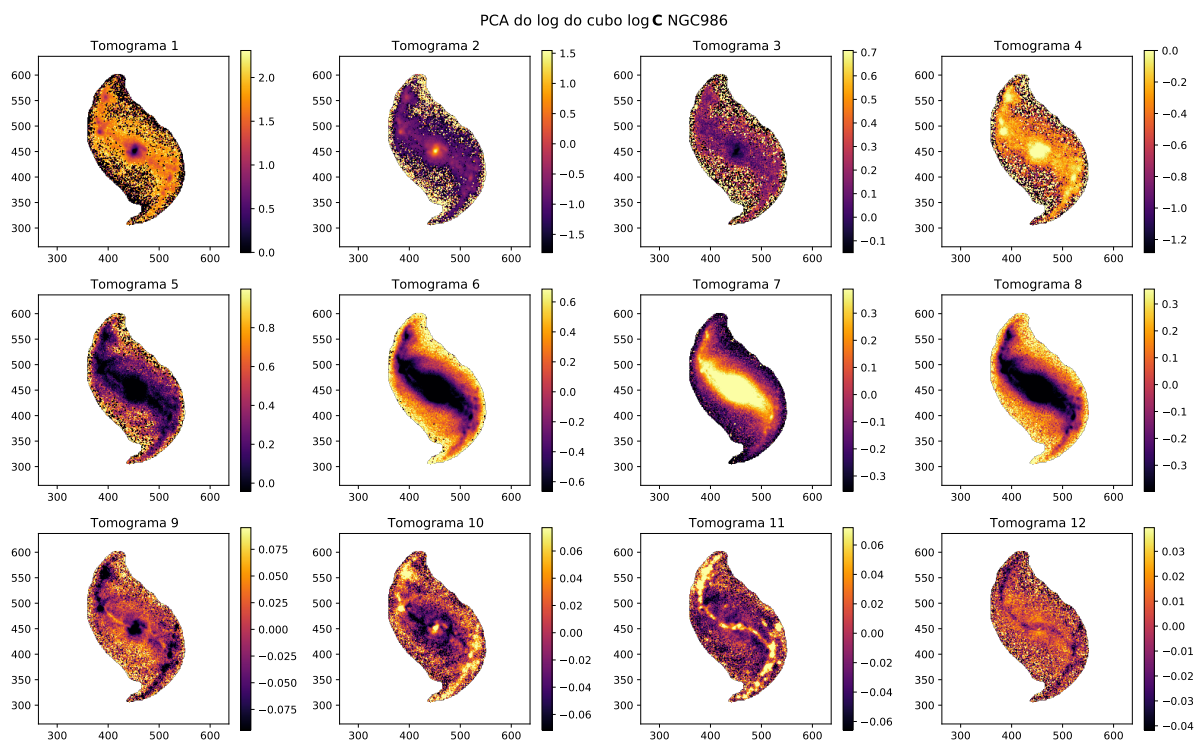


Figura J.10 – Tomogramas do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC986.

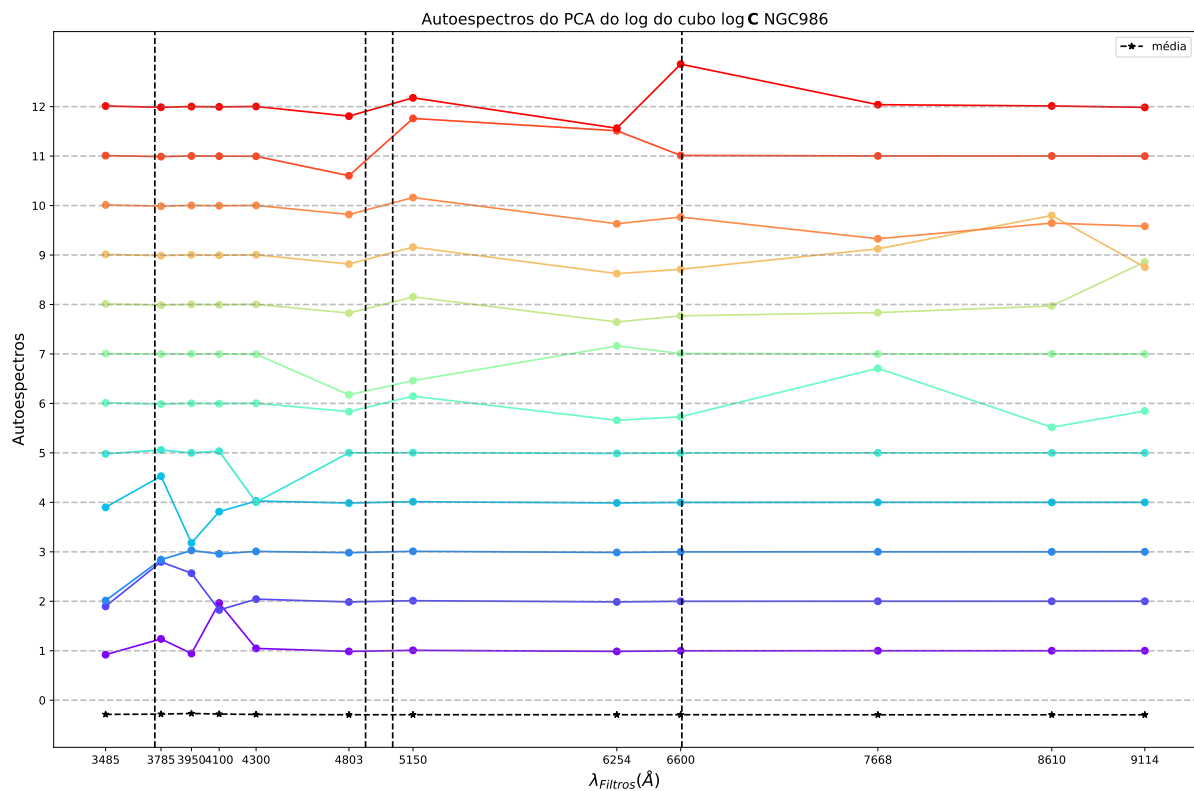


Figura J.11 – Autospectros do PCA de $\log C^{ext}$ para NGC986. Detalhes assim como na Figura 18.

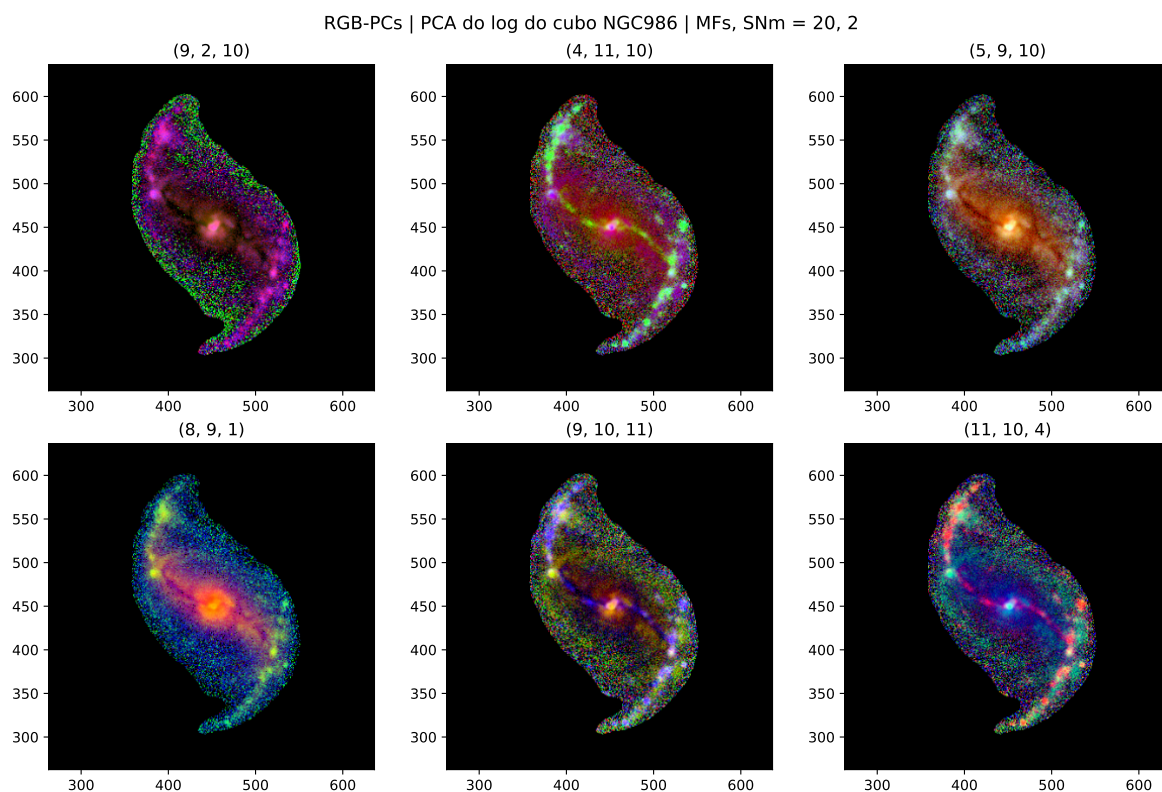


Figura J.12 – RGB do $\log C$ para a galáxia NGC986. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

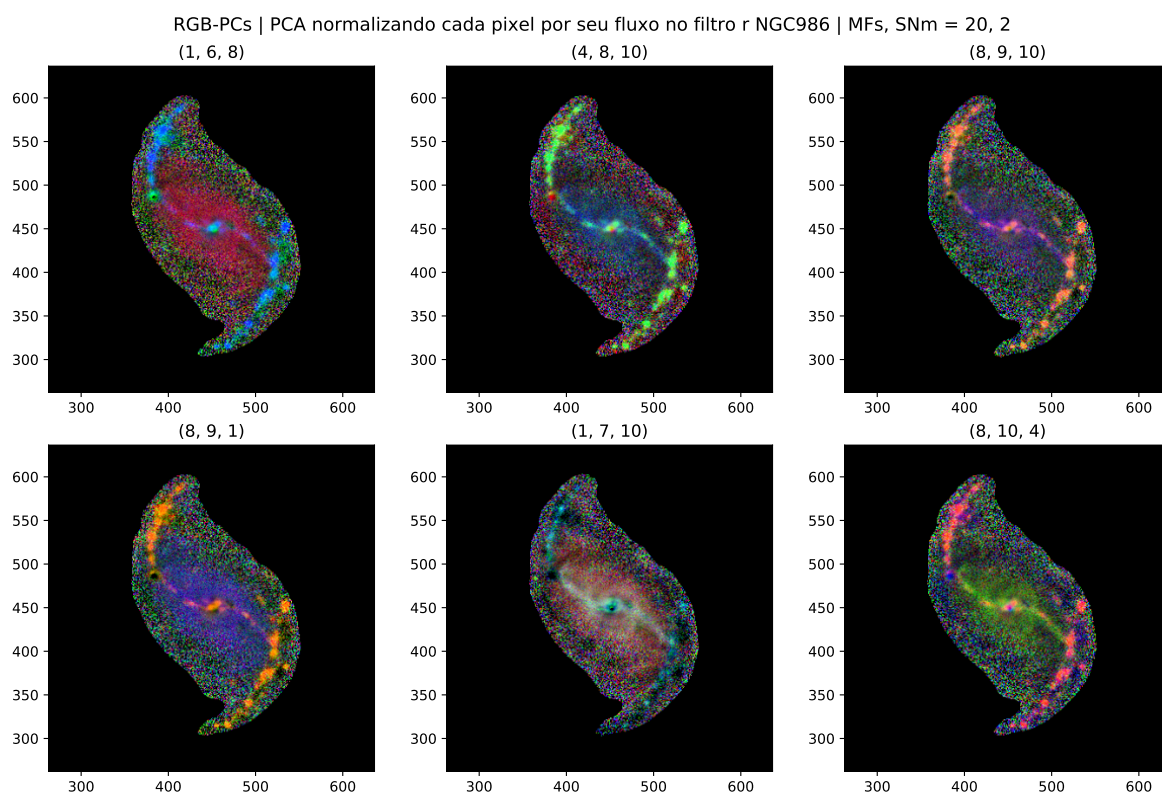


Figura J.13 – RGB do $C_{F(\lambda_r, y, x)}$ para a galáxia NGC986. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

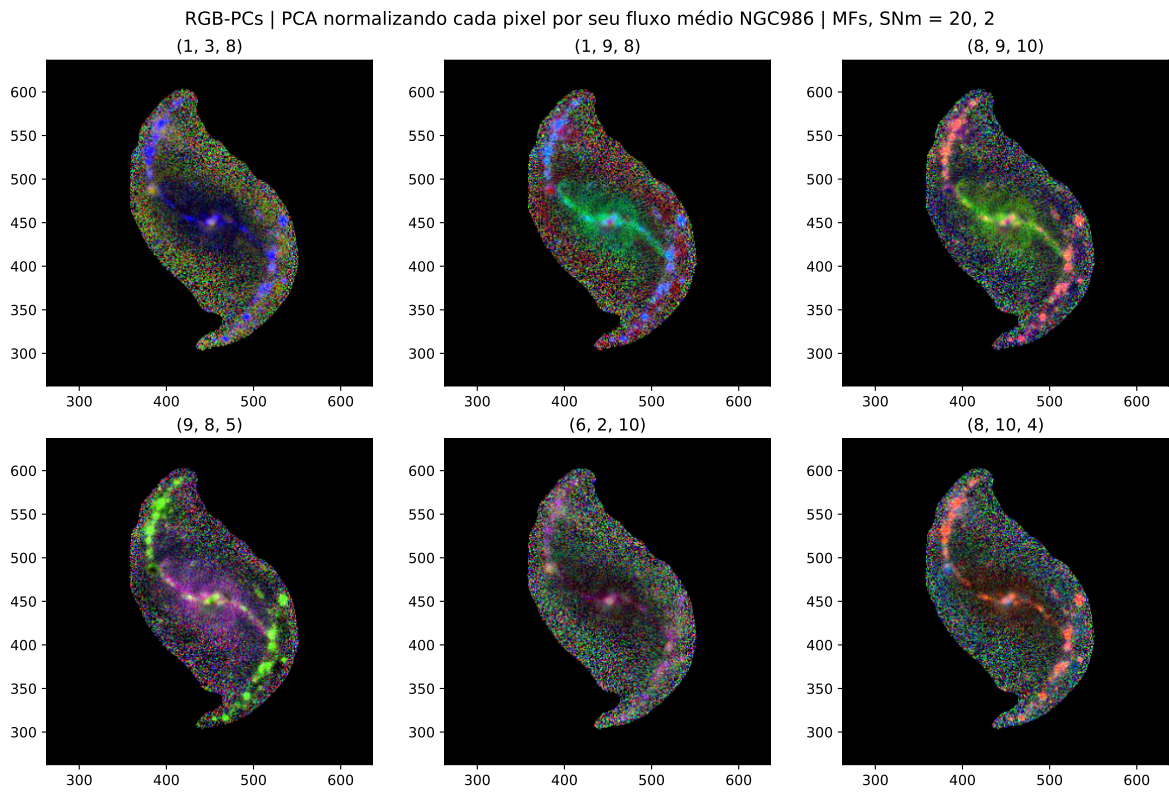


Figura J.14 – RGB do $C_{\langle F(y,x) \rangle}$ para a galáxia NGC986. Tomogramas utilizados estão indicados na figura.

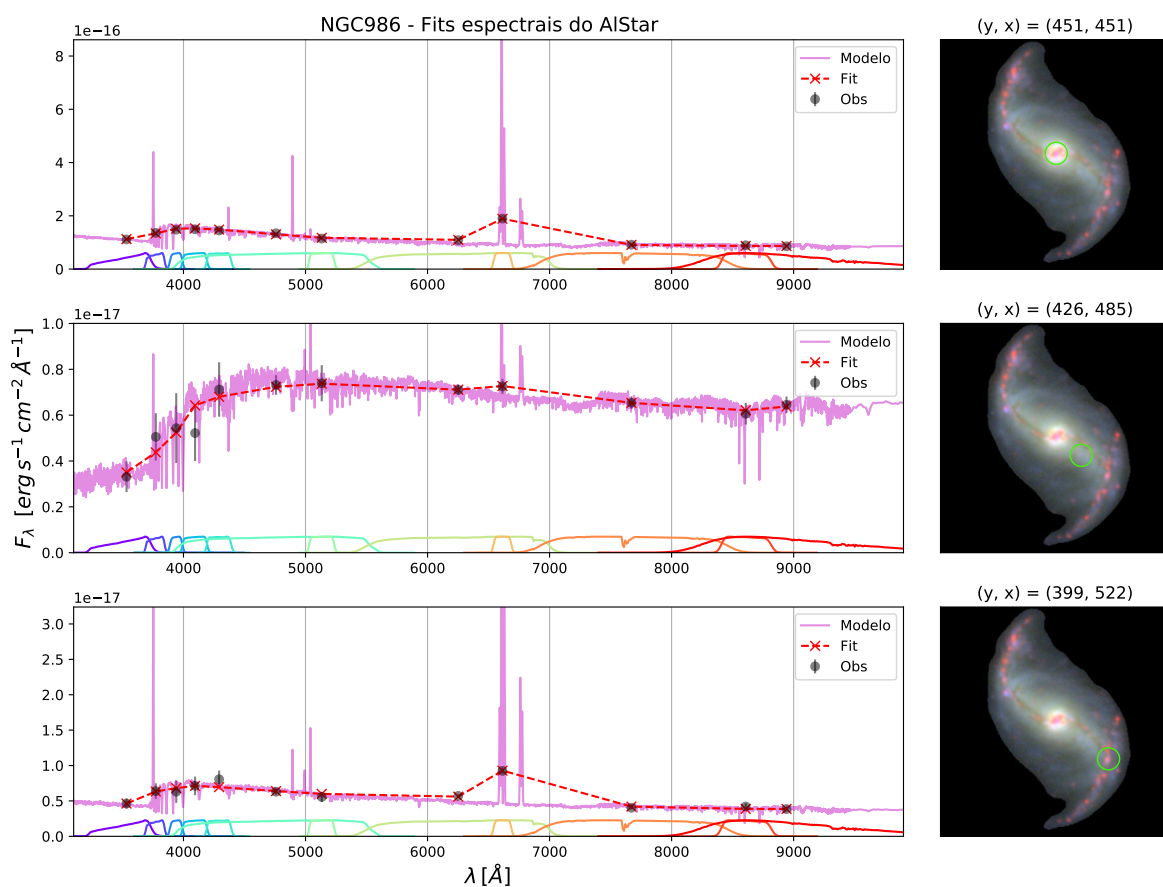


Figura J.15 – Ajustes espectrais produzidos pelo AlStar, para três regiões da galáxia NGC986. Detalhes assim como na Figura 65.

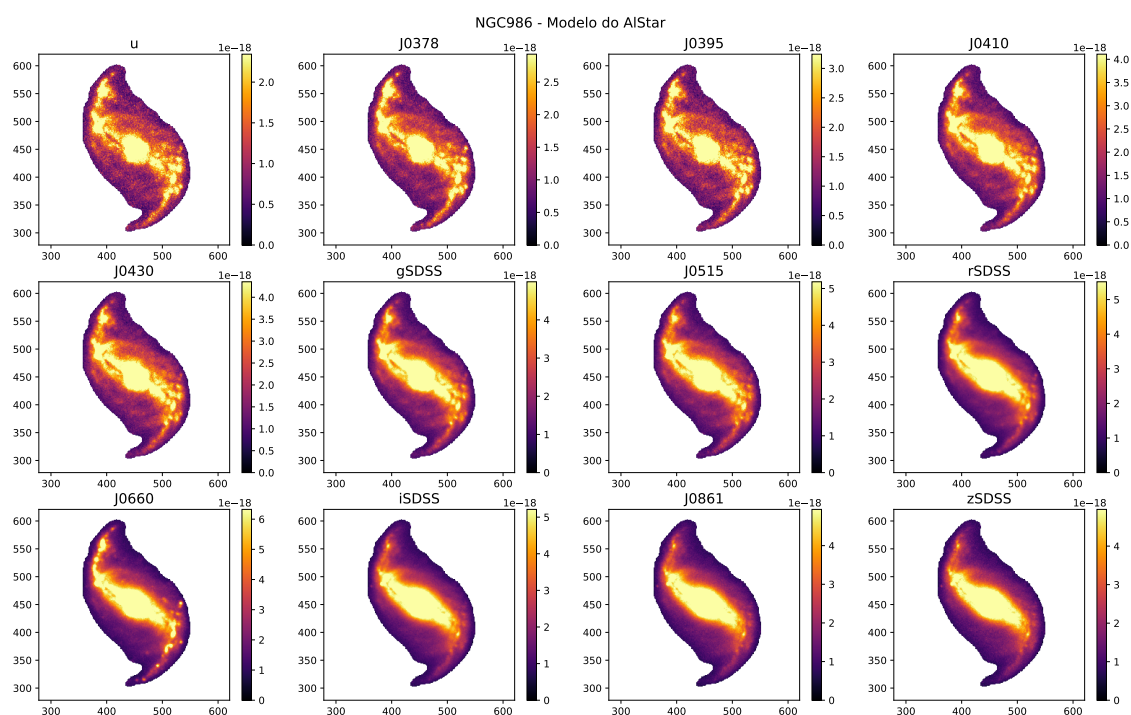


Figura J.16 – Modelo produzido pelo AlStar para os filtros do S-PLUS para a NGC986.

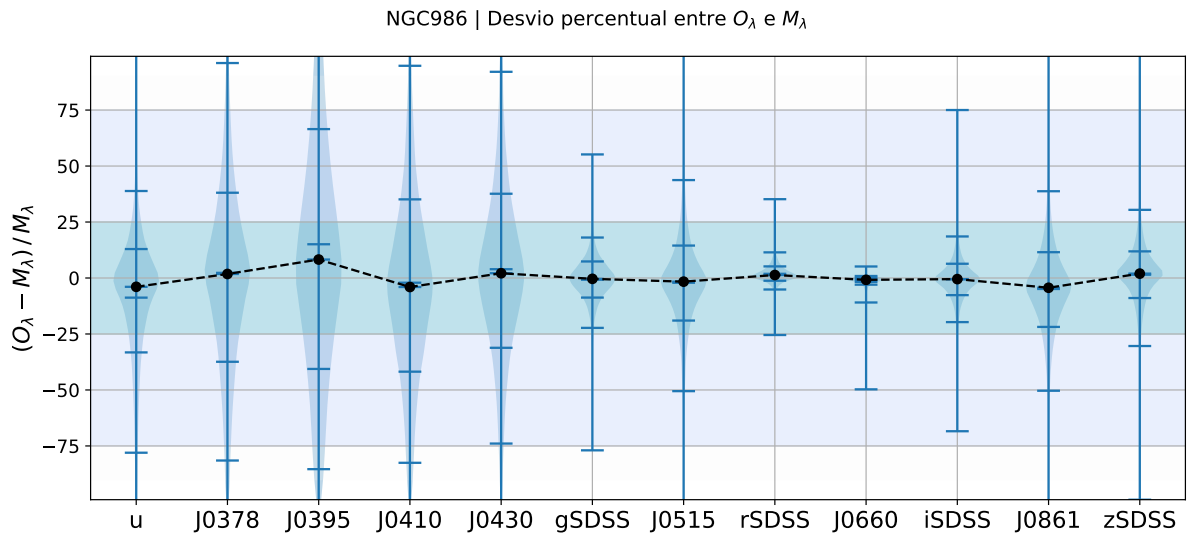


Figura J.17 – Violin plots do desvio percentual entre M_λ e O_λ , δ_λ , mostrando a distribuição de todos os pontos para cada filtro, para a NGC986. As marcações azuis representam a média e os quartis 2.5%, 16%, 84%, 97.5%, e em preto temos a mediana.

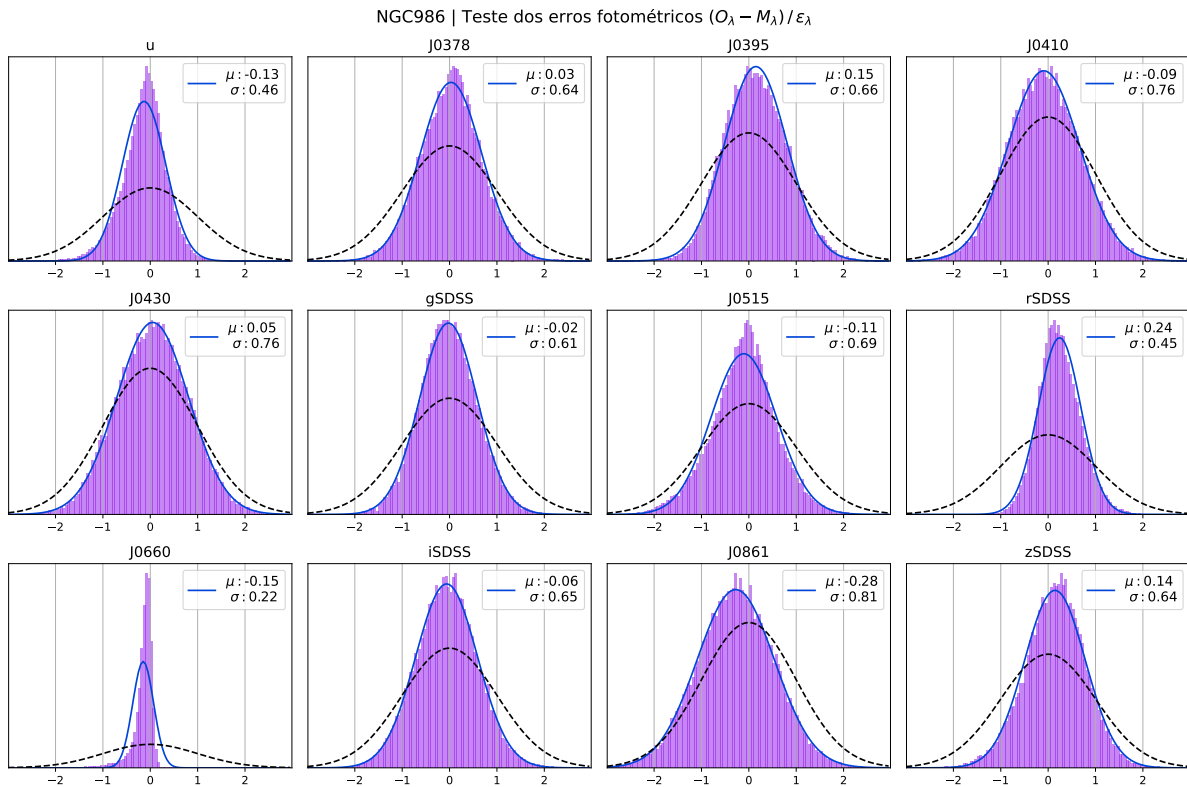


Figura J.18 – Histogramas de χ_λ em lilás para cada filtro, para a NGC986. A curva tracejada em preto é uma gaussiana com média $\mu = 0$ e desvio padrão $\sigma = 1$. A linha em azul mostra a gaussiana ajustada aos dados, cujos valores de μ e σ são dados na legenda.

Mapas do AlStar para a NGC986

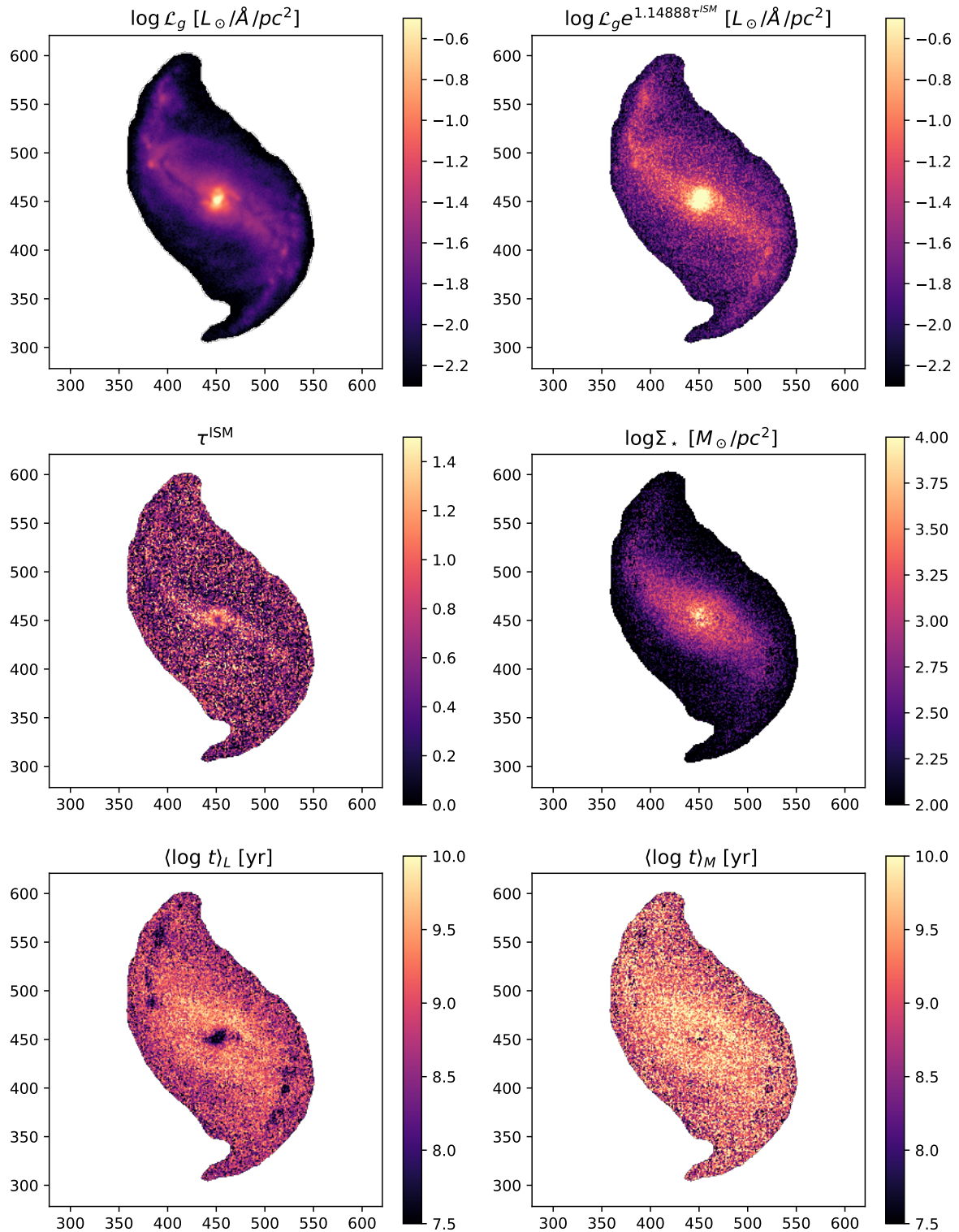


Figura J.19 – Mapas produzidos pelo AlStar para a NGC986: Luminosidade no filtro g \mathcal{L}_g , Luminosidade no filtro g corrigida pela atenuação por poeira, profundidade óptica de poeira τ^{ISM} , densidade superficial de massa estelar Σ_\star , média do log da idade ponderada pelo fluxo, $\langle \log t \rangle_L$, e ponderada pela massa, $\langle \log t \rangle_M$, como indicado nos títulos das imagens.

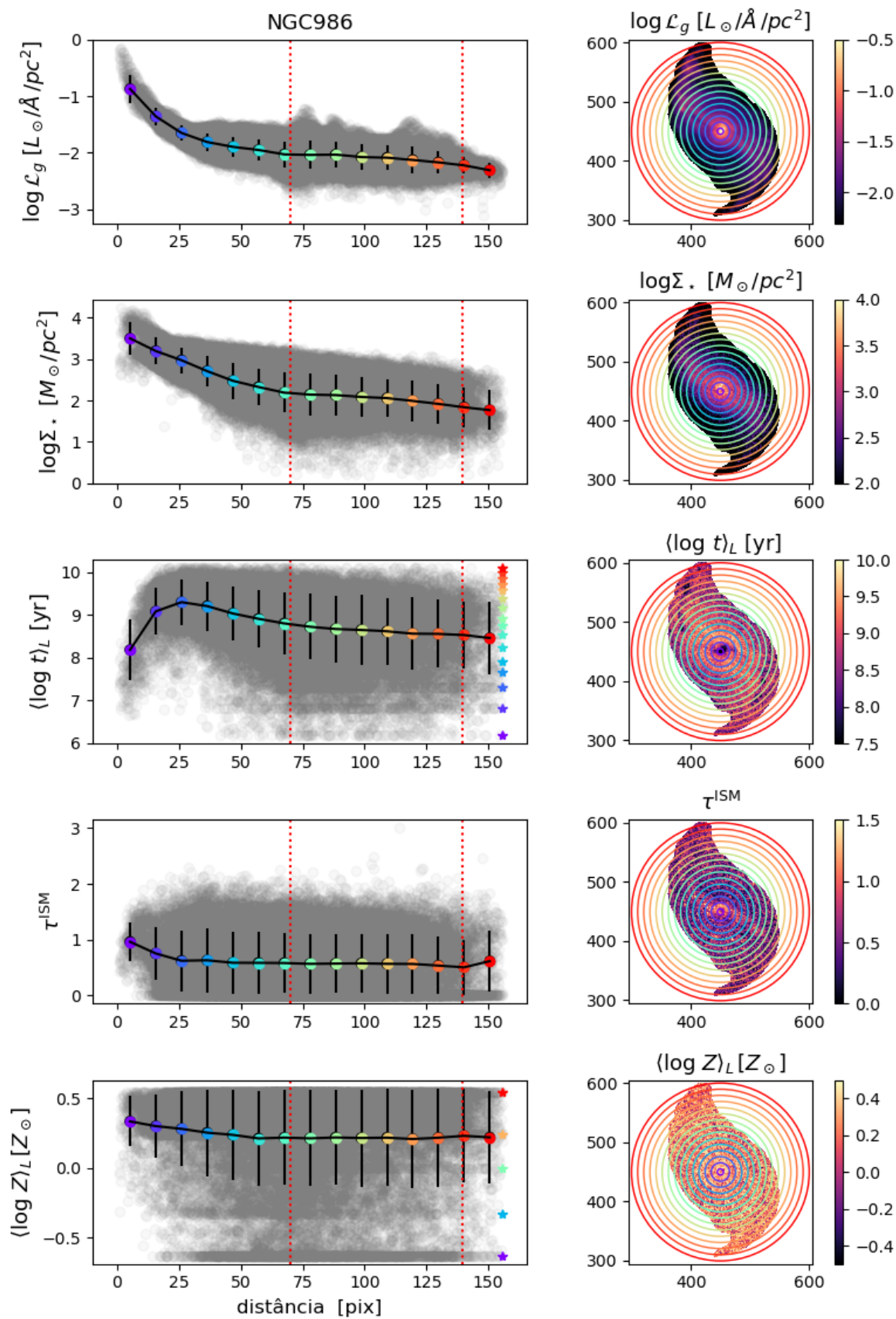


Figura J.20 – Perfis radiais para a NGC986. As linhas pontilhadas em vermelho indicam distâncias (projetadas) a partir do núcleo para 5kpc e 10kpc.

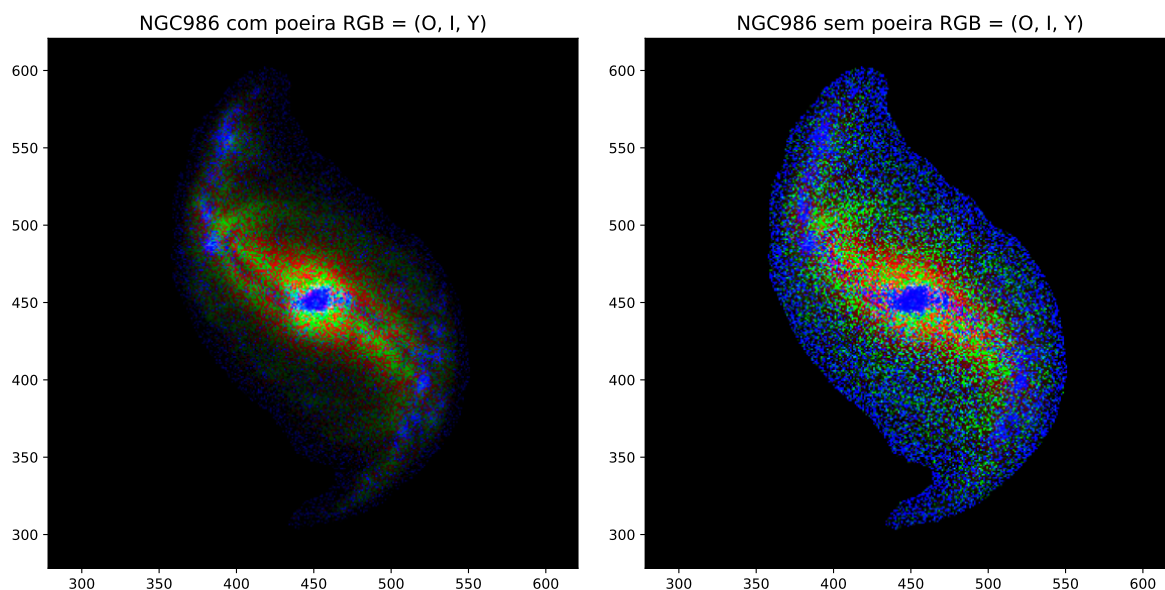


Figura J.21 – RGB dos fluxos em λ_N de populações estelares produzidos pelo AlStar, classificadas em três intervalos de idade: velhas (*Old*, O), intermediárias (*Intermediate*, I) e jovens (*Young*, Y), para a NGC986.

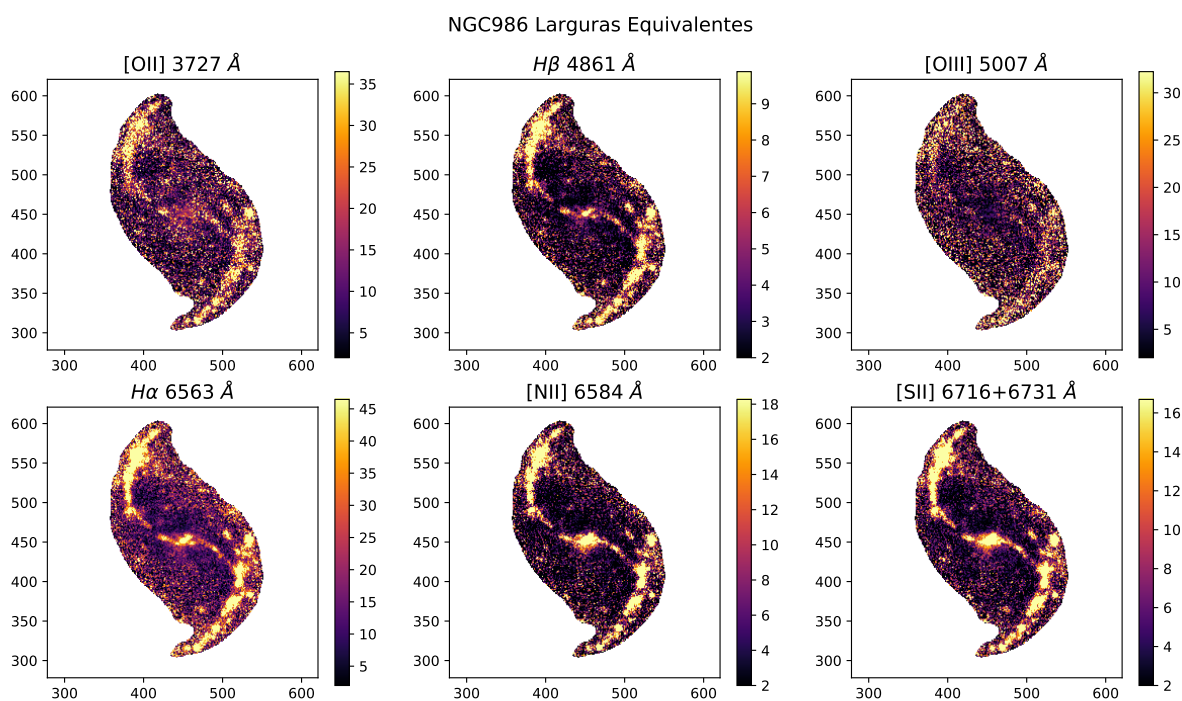


Figura J.22 – Mapas produzidos pelo AlStar para as larguras equivalentes de linhas [O II], H β , [O III], H α , [N II] e [S II] para a NGC986.