

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Daniel Marsango

**VARIAÇÕES EM CURTA E LONGA ESCALAS DE TEMPO DO
PERFIL EM DUPLO-PICO DE $H\alpha$ DA GALÁXIA PICTOR A**

Santa Maria, RS
2021

Daniel Marsango

**VARIAÇÕES EM CURTA E LONGA ESCALAS DE TEMPO DO PERFIL EM
DUPLO-PICO DE $H\alpha$ DA GALÁXIA PICTOR A**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, Área de Concentração em Astronomia, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Mestre em Física**. Defesa realizada por videoconferência.

ORIENTADOR: Prof. Jáderson da Silva Schimoia

COORIENTADOR: Prof. Sandro Barboza Rembold

Santa Maria, RS
2021

This study was financed in part by the Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior - Brasil (CAPES) - Finance Code 001

Marsango, Daniel
Variações em curta e longa escalas de tempo do perfil
em duplo-pico de H alfa da galáxia Pictor A / Daniel
Marsango.- 2021.
84 p.; 30 cm

Orientador: Jáderson da Silva Schimoia
Coorientador: Sandro Barboza Rembold
Dissertação (mestrado) - Universidade Federal de Santa
Maria, Centro de Ciências Naturais e Exatas, Programa de
Pós-Graduação em Física, RS, 2021

1. Galáxias Ativas. 2. Disco de Acreção 3. Linhas de
Emissão 4. Perfil em Duplo-Pico. I. da Silva Schimoia,
Jáderson II. Barboza Rembold, Sandro III. Título.

Sistema de geração automática de ficha catalográfica da UFSM. Dados fornecidos pelo autor(a). Sob supervisão da Direção da Divisão de Processos Técnicos da Biblioteca Central. Bibliotecária responsável Paula Schoenfeldt Patta CRB 10/1728.

Declaro, DANIEL MARSANGO, para os devidos fins e sob as penas da lei, que a pesquisa constante neste trabalho de conclusão de curso (Dissertação) foi por mim elaborada e que as informações necessárias objeto de consulta em literatura e outras fontes estão devidamente referenciadas. Declaro, ainda, que este trabalho ou parte dele não foi apresentado anteriormente para obtenção de qualquer outro grau acadêmico, estando ciente de que a inveracidade da presente declaração poderá resultar na anulação da titulação pela Universidade, entre outras consequências legais.

©2021

Todos os direitos autorais reservados a Daniel Marsango. A reprodução de partes ou do todo deste trabalho só poderá ser feita mediante a citação da fonte.

End. Eletr.: denifenton.com@gmail.com

Daniel Marsango

**VARIAÇÕES EM CURTA E LONGA ESCALAS DE TEMPO DO PERFIL EM
DUPLO-PICO DE $H\alpha$ DA GALÁXIA PICTOR A**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, Área de Concentração em Astronomia, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Mestre em Física**.

Aprovado em 27 de outubro de 2021:

Jáderson da Silva Schimoia, Dr. (UFSM)
(Presidente/Orientador)

Rogemar Andre Riffel, Dr. (UFSM) (videoconferência)

Daniel Ruschel Dutra, Dr. (UFSC) (videoconferência)

Santa Maria, RS
2021

NUP: 23081.098183/2021-71		Prioridade: Normal
Homologação de ata de banca de defesa de pós-graduação 134.332 - Bancas examinadoras: indicação e atuação		
COMPONENTE		
Ordem	Descrição	Nome do arquivo
1	Ata de defesa de dissertação/tese (134.332)	Ata defesa Daniel aprovado.pdf
Assinaturas		
03/11/2021 12:19:14 JÁDERSON DA SILVA SCHIMOIA (PROFESSOR DO MAGISTÉRIO SUPERIOR) 02.32.00.00.0.0 - DEPARTAMENTO DE FÍSICA - DFSC		
03/11/2021 12:54:43 Daniel Ruschel Dutra (Pessoa Física) Usuário Externo (011.***.***-**)		
03/11/2021 20:51:15 ROGEMAR ANDRE RIFFEL (PROFESSOR DO MAGISTÉRIO SUPERIOR) 02.32.00.00.0.0 - DEPARTAMENTO DE FÍSICA - DFSC		
Código Verificador: 969279 Código CRC: dc2780 Consulte em: https://portal.ufsm.br/documentos/publico/autenticacao/assinaturas.html		

DEDICATÓRIA

A todos que veem na educação um caminho de igualdade, equidade e transformação social.

AGRADECIMENTOS

- ★ *A todos professores, por sempre me auxiliarem e contribuírem na minha formação;*
- ★ *Ao professor Jáderson e ao professor Sandro, por sempre me guiarem, ensinar e auxiliar durante esta etapa;*
- ★ *Ao professor Tiago que sempre esteve a disposição para conversar e ajudar no que fosse necessário;*
- ★ *A minha família;*
- ★ *A todos meus Amigos e Colegas;*
- ★ *Ao Xandy e a Laís, pois amigos como esses merecem no mínimo um paragrafo.*
- ★ *À minha companheira Taís, sim, ela sabe quanto é especial para mim.*
- ★ *A todos os colegas do Laboratório de Astrofísica;*
- ★ *A UFSM e o PPGFísica;*
- ★ *À CAPES, pelo financiamento da pesquisa - Código de Financiamento 001.*

A ciência é muito simples. Quando se torna complicada, no geral é porque o mundo é complicado – ou porque nós é que somos complicados. Quando nos afastamos assustados da ciência, porque ela parece difícil demais (ou porque não fomos bem ensinados), abrimos mão da capacidade de cuidar de nosso futuro. Ficamos privados dos direitos civis. A nossa autoconfiança se deteriora.

Mas quando ultrapassamos essa barreira, quando as descobertas e os métodos da ciência se tornam claros para nós, quando compreendemos e empregamos esse conhecimento, sentimos uma profunda satisfação. Isso vale para todo mundo, mas sobretudo para as crianças – nascidas com vontade de conhecer, cientes de que devem viver num futuro moldado pela ciência, mas frequentemente convencidas em sua adolescência de que a ciência não é para elas. Sei pessoalmente, tanto por terem me explicado a ciência como pelas minhas tentativas de explicá-la aos outros, o quanto é gratificante quando a compreendemos, quando os termos obscuros de repente adquirem sentido, quando entendemos afinal do que se trata, quando maravilhas profundas nos são reveladas.

(CARL SAGAN, 2006)

RESUMO

VARIAÇÕES EM CURTA E LONGA ESCALAS DE TEMPO DO PERFIL EM DUPLO-PICO DE $H\alpha$ DA GALÁXIA PICTOR A

AUTOR: Daniel Marsango

ORIENTADOR: Jáderson da Silva Schimoia

COORIENTADOR: Sandro Barboza Rembold

No paradigma atual a atividade nuclear em galáxias acontece quando o Buraco Negro Supermassivo (SMBH) central está sendo alimentado por um disco de acreção de gás. A assinatura espectral do disco de acreção é a presença de linhas largas da série de Balmer em duplo-pico, como pode ser visto nos espectros óticos do AGN da galáxia Pictor A. Neste trabalho é apresentado um conjunto de dados de 18 observações espectroscópicas correspondente a um monitoramento realizado ao longo de 12 anos para o perfil em duplo-pico de $H\alpha$ da galáxia Pictor A, com o objetivo de estudar a variabilidade do perfil em curta e longa escalas de tempo. Para este fim, foram realizadas medidas no perfil em duplo-pico utilizando do software IFSCUBE, que indicaram que variações do fluxo integrado da linha larga acontecem em escalas de tempo curta, da ordem de 40 dias, e também que variações significativas nas intensidades relativas do lado vermelho e azul do perfil acontecem em escalas de tempo de anos. O cenário físico proposto para explicar as variações observadas é o cenário em que o perfil em duplo-pico se origina em um disco de acreção com órbitas Keplerianas e relativísticas, inclinado em relação ao plano do céu, e com emissividade superficial axialmente assimétrica com um raio de máxima emissividade. Para que as escalas de tempo teóricas do disco de acreção estejam de acordo com as escalas de tempo de variação observadas para o perfil em duplo-pico é necessário que o gás no disco orbite um SMBH com uma massa de $M_{\bullet} \approx 2 \times 10^8 M_{\odot}$. Neste cenário a extensão física da região emissora da linha se estende de 6–48 dia-luz.

Palavras-chave: Galáxias Ativas. Disco de Acreção. Linhas de Emissão. Perfil em Duplo-Pico.

ABSTRACT

SHORT AND LONG TIME-SCALE VARIATIONS OF THE $H\alpha$ DOUBLE-PEAK PROFILE OF THE PICTOR A GALAXY

AUTHOR: Daniel Marsango
ADVISOR: Jáderson da Silva Schimoia
CO-ADVISOR: Sandro Barboza Rembold

In the current paradigm nuclear activity in a galaxy happens when the central Supermassive Black Hole (SMBH) is being fed by an accretion disk of gas. The spectral signature of the accretion disk is the presence of broad double-peaked Balmer emission lines, as seen in the optical spectra from the AGN of the galaxy Pictor A. In this work it is presented a dataset of 18 spectroscopic observations corresponding to a 12 year monitoring of the $H\alpha$ double-peak profile of the Pictor A galaxy, with the goal of studying the variability of the profile in short and long time scales. For this purpose, measurements were performed in the double-peak profile using the IFSCUBE software, which indicated that variations of the integrated flux of the broad line occur in short time scales, on the order of 40 days, and also that significant variations in the relative intensity of the red and blue sides of the profile occurs on time scales of years. The physical scenario proposed to explain the observed variations is a scenario in which the double-peaked profile originates in an accretion disk with Keplerian and relativistic orbits, is inclined with respect to the plane of sky, and has an axially asymmetric surface emissivity with a radius of maximum emissivity. In order to make the theoretical time scales of the accretion disk to agree with the observed time scales of variability of the double-peaked profile, it is required that the gas in the disk orbits a SMBH with a mass of $M_{\bullet} \approx 2 \times 10^8 M_{\odot}$. In this scenario the physical extent of the line emitting region is in the range from 6–48 light-days.

Keywords: Active Galaxies. Accretion Disk. Emission Lines. Double-Peak Profile.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1.1 – Classificação de AGNs	15
Figura 1.2 – Espectros óticos de diferentes tipos AGNs.	16
Figura 1.3 – Estruturas de um AGN	20
Figura 1.4 – Emissão em duplo-pico do AGN de NGC 1097	23
Figura 1.5 – Mapa de isovelocidades projetadas e perfil em duplo-pico	24
Figura 1.6 – Representação de um ADAF	25
Figura 1.7 – Galáxia Pictor A	27
Figura 1.8 – Variabilidade da linha larga da Galáxia Pictor A	28
Figura 1.9 – Modelamento do perfil em duplo-pico	28
Figura 1.10 – Variabilidade da linha larga da Galáxia Pictor A entre 1993 e 2003	30
Figura 2.1 – Cúpula do telescópio Gemini	32
Figura 2.2 – Gaps do CCD	33
Figura 2.3 – Cúpula do telescópio SOAR	34
Figura 2.4 – Espectro bidimensional da galáxia Pictor A obtida do telescópio Gemini-Sul	38
Figura 2.5 – Espectro nuclear da galáxia Pictor A	38
Figura 2.6 – Espectro da galáxia Pictor A com correção Telúrica	39
Figura 3.1 – Ajuste simultâneo das linhas de emissão via IFSCUBE	43
Figura 3.2 – Fluxo da linha larga estimado pelo IFSCUBE	44
Figura 3.3 – Parâmetros de caracterização do perfil em duplo-pico	46
Figura 3.4 – Ilustração dos principais parâmetros do modelo de disco de acreção com emis- sividade superficial assimétrica	50
Figura 4.1 – Espectros da galáxia Pictor A	53
Figura 4.2 – Espectros da galáxia Pictor A em datas próximas	55
Figura 4.3 – Variações de fluxo do perfil	58
Figura 4.4 – Variações das curvas de luz	59
Figura 4.5 – Razão do fluxo	60
Figura 4.6 – Variações da velocidade	63
Figura 4.7 – Ajuste do perfil	67
Figura 4.8 – Mapas da emissividade superficial do disco de acreção	68
Figura 4.9 – Ilustração de um disco assimétrico com dois braços espirais	71

LISTA DE TABELAS

Tabela 1.1 – Comparação entre os diferentes tipos de Galáxias Ativas.....	18
Tabela 1.2 – Propriedades físicas para Pictor A.....	29
Tabela 2.1 – Descrição do conjunto de dados espectroscópicos.....	35
Tabela 2.2 – FWHM das linhas de emissão da lâmpada de calibração.....	40
Tabela 4.1 – Medidas do fluxo do perfil.....	57
Tabela 4.2 – Medidas das velocidades.....	62
Tabela 4.3 – Parâmetros do ajuste do Perfil.....	64

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

ADAFs	<i>Advection dominated accretion flow</i> ou fluxo de acreção dominado por advecção
AGN	<i>Active Galactic Nuclei</i> ou Núcleos Ativos de Galáxias
BLR	<i>Broad Line Region</i> ou Região de linhas largas
BLRG	<i>Broad-Line Radio-Galaxy</i>
CCD	<i>Charge Coupled Device</i> ou Dispositivo de Carga Acoplada
FWHM	<i>Full Width at Half Maximum</i> ou Largura a meia altura
GMOS	<i>Gemini Multi-Object Spectrograph</i>
IFU	<i>Integral Field Unit</i> ou Unidade de Campo Integral
IRAF	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i>
LINER	<i>Low Ionization Nuclear Emission-Line Region</i>
LLAGN	<i>Low Luminosity Active Galactic Nuclei</i> ou Núcleos ativos de galáxias de baixa luminosidade
MOS	<i>Multi-Object Spectroscopy</i>
NLR	<i>Narrow Line Region</i> ou Região de linhas estreitas
NLRG	<i>Narrow-Line Radio-Galaxy</i>
QSOs	<i>Quasi-stellar radio source</i>
RIAF	<i>Radiatively Inefficient Accretion Flow</i> ou escoamento acretivo de baixa eficiência
SED	<i>Spectral energy distribution</i> ou distribuição espectral de energia
SMBH	<i>Super Massive Black Hole</i> ou Buraco Negro Supermassivo

LISTA DE SÍMBOLOS

M_{\bullet}	Massa do Buraco Negro
M_{\odot}	Massa do Sol ($1,98 \times 10^{30}$ kg)
arcsec	Segundos de arco
L_{bol}	Luminosidade bolométrica
\AA	Ângström (10^{-10} m)
σ_{\star}	Dispersão de velocidades
c	Velocidade da luz (3×10^5 km s $^{-1}$)
r_g	Raio gravitacional ($r_g = \frac{GM_{\bullet}}{c^2}$)

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	13
1.1	NÚCLEOS ATIVOS	13
1.2	CLASSIFICAÇÃO	14
1.2.1	Quasares.....	15
1.2.2	Galáxias Seyferts	16
1.2.3	LINER	17
1.2.4	Objetos BL Lacertae (BL Lac) e radiogaláxias	18
1.3	ESTRUTURAS DOS AGNS	19
1.4	PERFIL EM DUPLO-PICO	22
1.4.1	O Disco de Acreção e o Perfil em duplo-pico	22
1.4.2	A ionização do Disco de acreção	24
1.4.3	Variabilidade dos perfis em duplo-pico	25
1.4.4	A galáxia Pictor A	26
1.5	MOTIVAÇÃO E OBJETIVOS	30
2	OBSERVAÇÕES E REDUÇÕES DE DADOS	32
2.1	OS TELESCÓPIOS GEMINI E SOAR	32
2.2	CONJUNTO DE DADOS ESPECTROSCÓPICOS	34
2.3	REDUÇÃO DE DADOS	36
2.3.1	As etapas de redução de dados.....	36
3	METODOLOGIA DE ANÁLISE	41
3.1	MEDIDAS DE FLUXO DO PERFIL EM DUPLO-PICO	41
3.2	ANÁLISE DA VARIABILIDADE	46
3.3	MODELAMENTO DA LINHA DE EMISSÃO LARGA EM DUPLO-PICO DE H α	47
4	RESULTADOS E DISCUSSÕES	52
4.1	VARIABILIDADE DA LINHA LARGA DE H α EM DUPLO-PICO	52
4.2	MEDIDAS DO PERFIL	56
4.3	MODELAMENTO DO PERFIL	63
4.4	ESCALAS DE TEMPO E CENÁRIOS FÍSICOS	69
4.4.1	Discussão sobre cenários alternativos	70
5	CONCLUSÕES	73
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	75
	APÊNDICE A – ARQUIVO DE CONFIGURAÇÃO DO IFSCUBE	79

1 INTRODUÇÃO

1.1 NÚCLEOS ATIVOS

As galáxias são grandes estruturas do Universo, com escalas físicas da ordem de dezenas a centenas de milhares de anos-luz¹ de diâmetro, como é caso da nossa própria galáxia, a Via Láctea, que possui um diâmetro de cerca de 100.000 anos-luz. As galáxias são exemplos de estruturas do Universo que estão gravitacionalmente ligadas e são constituídas de matéria visível e não visível, como exemplo; as estrelas, os planetas, nuvens de gases e de poeira, a matéria escura e etc.

No paradigma atual, todas as galáxias com bojo estelar devem possuir em seu centro um buraco negro supermassivo (SMBH, do inglês *Supermassive Black Hole*), onde sua presença pode ser detectada nos casos em que o SMBH está acretando matéria em direção ao seu centro, também por sua influencia gravitacional em estrelas e gás próximos a ele e atualmente, também é possível identifica-los por modernas técnicas de interferometria. De todas as galáxias observáveis no Universo, estima-se que em cerca de 10% delas o SMBH esteja de fato acretando matéria ativamente (NARAYAN; QUATAERT, 2005). Os processos físicos que acontecem próximo do SMBH emitem uma grande quantidade de energia na forma de radiação, que é observada desde comprimentos de onda de rádio até radiação γ (KROLIK, 1999). Nesses casos, as regiões centrais dessas galáxias hospedeiras de SMBHs recebem a denominação de núcleos ativos de galáxias (AGNs, do inglês *Active Galactic Nuclei*). Nessas regiões, a luminosidade, temperatura, e características espectroscópicas observadas, não podem ser atribuídas a processos de enriquecimento energéticos – fusão e fissão nuclear– devidos somente a presença de estrelas (KORMENDY; HO, 2013). As evidências observacionais indicam que a maior parte da energia emitida por núcleos ativos é produzida durante a acreção de matéria pelo SMBH. Os estudos dos processos de acreção de matéria pelo SMBH e a emissão de radiação produzida nas regiões que circundam o SMBH são campos de pesquisa atualmente bastante ativos e relevantes. Além da acreção de matéria, evidências observacionais também mostram que o gás que circunda o SMBH pode ser ejetado da região nuclear em processos que são chamados de *feedback* do AGN (RAMIREZ, 2018; FABIAN, 2009).

Embora que todas as estruturas dos AGNs ainda não possam ser resolvidas com observações de imagens óticas, quando tomadas em conjunto, observações espectroscópicas, fotométricas e cinemáticas possibilitam compreender as principais estruturas que estão presentes em um AGN, os mecanismos e processos físicos associados a radiação observada, bem como, possibilitam o estudo da cinemática e distribuição do gás nessas regiões. Ao longo das últimas décadas, o emprego de diferentes técnicas observacionais permitiu a detecção de AGNs

¹ 1 ano-luz = $9,461 \times 10^{15}$ m

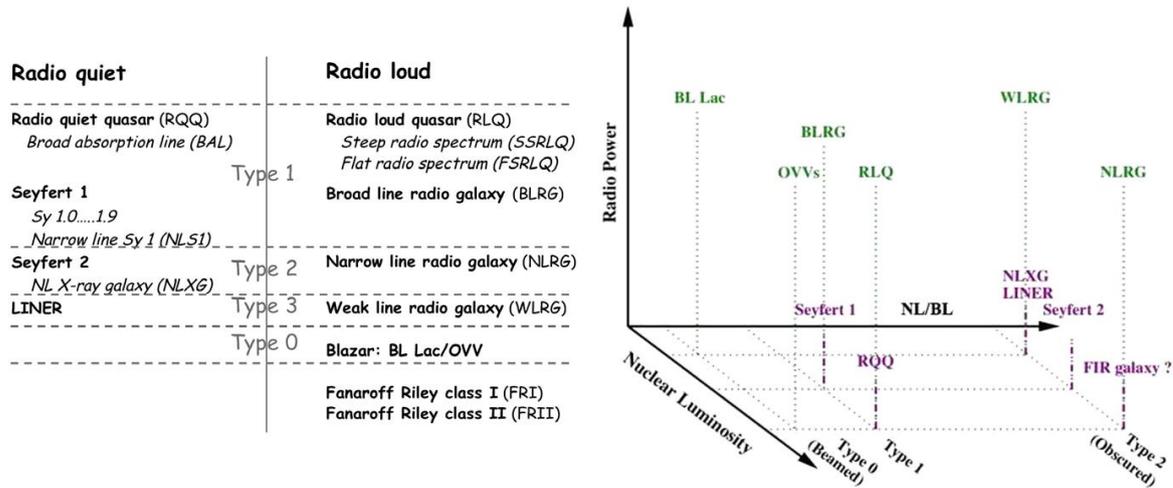
com diferentes características espectroscópicas que podem ser amplamente classificados como: Quasares, Seyferts, LINERs (HO, 1999), Blazares e Radiogaláxias. Essas categorias serão discutidas na seção 1.2, sendo o foco deste trabalho AGNs do Tipo I, que apresentam linhas largas da série de Balmer com o chamado perfil em duplo-pico.

1.2 CLASSIFICAÇÃO

A relação empírica entre a dispersão de velocidades das estrelas do bojo central, e a massa do SMBH sugere que todas as galáxias que apresentam uma componente esferoidal, também chamada de bojo estelar, devem possuir um SMBH em seu centro, essa relação ficou conhecida como relação $M_{\bullet} - \sigma_{\star}$ (MERRITT; FERRARESE, 2001). Embora a relação $M_{\bullet} - \sigma_{\star}$ indique que a maioria das galáxias do Universo deve apresentar um SMBH em seu centro, a co-evolução entre o SMBH central e a galáxia hospedeira ainda não é completamente compreendida (KORMENDY; HO, 2013). Apenas a presença de um SMBH não garante que o núcleo da galáxia esteja ativo, ainda é necessário que o gás esteja sendo acretao pelo SMBH através de um disco de gás que o circunda. Uma fração próxima a 10% de todas as galáxias com SMBH satisfazem esta condição e são denominadas galáxias com núcleos ativos (AGNs). Apesar de AGNs serem encontrados somente em uma fração de galáxias, trabalhos teóricos vêm sugerindo que seu *feedback* energético tem papel fundamental para explicar a função de luminosidade das galáxias no Universo (MATTEO et al., 2008; Hopkins; Elvis, 2010).

A classificação de um núcleo ativo é baseada em uma série de características espectroscópicas, como por exemplo, razões de linhas de emissão, emissão em raios-X, emissão em rádio, luminosidade bolométrica (L_{bol}), etc. Considerando apenas a região espectral do ótico, os AGNs eram inicialmente identificados e classificados pelas linhas de emissão alargadas da série de Balmer ($H\alpha$, $H\beta$, etc ...), com $\text{FWHM} \approx 2000\text{-}5000 \text{ km s}^{-1}$ (*full width at half maximum*). A presença da linha larga implicava em uma classificação de um núcleo ativo do Tipo I, como o caso das galáxias Seyfert 1. Apesar de ser um dos primeiro métodos de identificação e classificação de AGNs, ainda hoje a presença das linhas largas da série de Balmer é o melhor indicativo, no ótico, da presença de um SMBH. Atualmente dois mecanismos usados para a classificação de AGNs, são por exemplo, as razões de fluxo das linhas de emissão, $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \times [\text{O III}]/\text{H}\beta$ pelo conhecido diagrama BPT de Baldwin, Phillips e Terlevich (1981) e a classificação baseada na luminosidade bolométrica: os Quasares são os AGNs mais luminosos, os núcleos Seyferts possuem luminosidades intermediárias e os LLAGNs (do inglês, *low luminosity AGNs*) que incluem os LINERs, são os AGNs menos luminosos. A tabela da esquerda e o diagrama tridimensional mostrado na direita da Figura (1.1), podem ajudar a compreender como os AGNs são classificados atualmente.

Figura 1.1 – Classificação de AGNs.



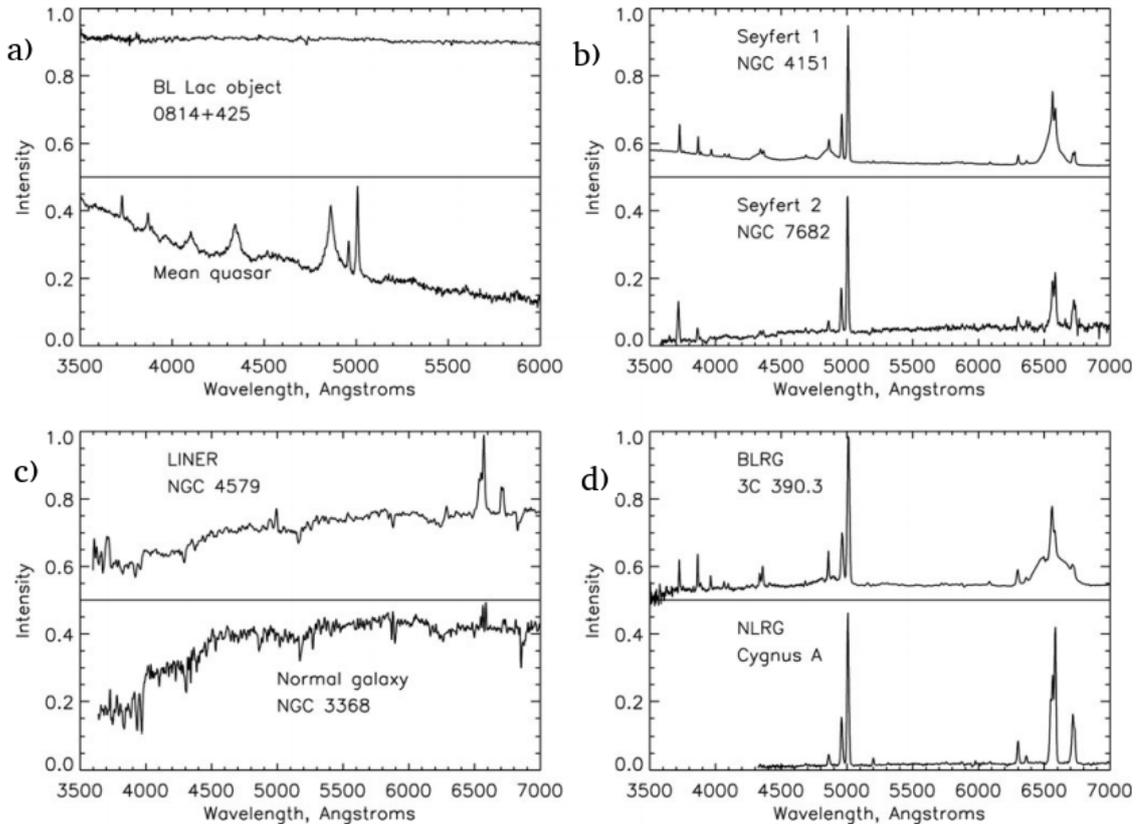
Fonte: < Extraído de Tadhunter (2008)>

Os AGNs do Tipo I são aqueles que apresentam linhas de emissão permitidas e alargadas, os do Tipo II são os que não possuem essa característica, apresentado apenas linhas de emissão estreitas, os do Tipo III são os AGNs menos luminosos, enquanto que os de TIPO 0 são os que mostram variabilidade do contínuo do AGN em curtos intervalos de tempo. Utilizando os critérios da luminosidade bolométrica, da intensidade relativa das linhas estreitas e das linhas largas e a atividade em rádio, o diagrama da direita da Figura 1.1 mostra como estão classificados os AGNs.

1.2.1 Quasares

Os quasares (QSOs, do inglês *Quasi Stellar Radio Sources*) foram primeiramente observados na década de 60 como intensas fontes de rádio. Estas galáxias possuem uma aparência óptica mais azulada, uma vez que seu pico de emissão encontra-se próximo ao ultravioleta. Suas linhas de emissão estão deslocadas para comprimentos de onda maiores indicando que esses objetos estão se afastando a velocidades muito altas, sendo assim os objetos mais velhos e distantes conhecidos no Universo. Estas galáxias são compactas e luminosas, o núcleo de um Quasar pode emitir uma quantidade de energia que é equivalente a quantidade de energia emitida por centenas de galáxias do Universo local. Sua luminosidade bolométrica está entre $10^{45} - 10^{48} \text{ erg s}^{-1}$ – o que corresponde a trilhões de vezes a luminosidade solar – e seu SMBH possui massa entre 10^6 e $10^9 M_{\odot}$ (MORTLOCK et al., 2011; WEBB et al., 2012). Um exemplo do espectro óptico desse tipo de AGN pode ser visto na parte inferior do painel (a) da Figura 1.2.

Figura 1.2 – Espectros óticos de diferentes tipos AGNs. Em todas imagens os picos visualizados são linhas de emissão e correspondem a determinados elementos. No painel (a) é mostrado o espectro de um Blazar e na parte inferior o espectro de um Quasar. No painel (b) é mostrado a diferença espectral ótica para galáxias Seyferts 1 e 2. No painel (c) tem-se a comparação do espectro de uma galáxia do tipo LINER em comparação ao espectro de uma galáxia sem núcleo ativo. No painel (d) é comparado o espectro ótico de uma galáxia com e sem a presença de linha larga em seu espectro, respectivamente. O eixo vertical corresponde a intensidade espectral e o eixo horizontal ao comprimento de onda em Ângstrom.



Fonte: < Extraído e adaptado de SCHNEIDER (2006)>

1.2.2 Galáxias Seyferts

Os primeiros espectros obtidos de galáxias com núcleos ativos revelou a presença de linhas de emissão $H\alpha$ bastante alargadas ($FWHM \approx 2000 - 5000 \text{ km s}^{-1}$), indicando que o gás emissor nessas regiões possui altas velocidades. Os núcleos do tipo Seyfert possuem luminosidades bolométricas entre $10^{42} - 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ e podem ser distinguidos em núcleos Seyfert 1, quando apresentam linhas largas da série de Balmer, ou núcleos Seyfert 2 quando o espectro ótico não apresenta essa característica, um exemplo de espectro ótico de galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2 pode ser visualizado no painel (b) da Figura 1.2.

Após a classificação inicial, outros AGNs do tipo Seyfert foram observados apresentando características intermediárias entre aquelas que definem claramente os tipos 1 e 2. Por

exemplo, um núcleo Seyfert 1.5, apresenta linhas largas e estreitas da série de Balmer, e sua classificação intermediária deve-se a uma razão de fluxo entre a linha larga e a estreita de $H\alpha$, que é menor do que essa mesma razão em galáxias Seyfert 1 (SCHNEIDER, 2006). Além das linhas de emissão da série de Balmer, o espectro ótico desses AGNs apresenta também outras linhas de emissão bastante intensas, como por exemplo, $[O\ III] \lambda 5007 \text{ \AA}$, $[S\ II] \lambda \lambda 6715, 6730 \text{ \AA}$, e $[N\ II] \lambda \lambda 6548, 6583 \text{ \AA}$.

1.2.3 LINER

Núcleos ativos do tipo LINER foram originalmente definidos a partir de razões de intensidade das linhas de emissão do oxigênio – $[O\ II] \lambda 3727 \text{ \AA}/[O\ III] \lambda 5007 \text{ \AA}$, $[O\ I] \lambda 6300 \text{ \AA}/[O\ III] \lambda 5007 \text{ \AA}$ – onde correspondem a 2/3 da população total de AGNs conhecidos e caracterizam-se por possuir baixa luminosidade $L_{bol} \approx 10^{39} - 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ (HECKMAN, 1980). Essa classe se caracteriza por apresentar linhas de emissão estreitas de baixa ionização como por exemplo, $[O\ I] \lambda 6300 \text{ \AA}$ e $[N\ II] \lambda \lambda 6548, 6583 \text{ \AA}$. Os AGNs do tipo LINER são, em sua maioria, encontrados em galáxias espirais, mas existem casos onde também são observados em galáxias elípticas (MICKAELIAN, 2015). Essa classe de AGNs, assim como, as Seyfert 1 e 2, podem ser classificados em LINER 1 ou 2, de acordo com a presença ou ausência da linha larga em seus espectros óticos. Uma característica marcante de AGNs do tipo LINER refere-se a sua distribuição espectral de energia (SED, do inglês *Spectral energy distribution*), uma vez que, a contribuição relativa da emissão em raios-X nos LINERs é maior do que a respectiva contribuição da emissão de raios-X para a SED dos AGNs de mais alta luminosidade (ZHOU et al., 1997). Além disso, tipicamente, a contribuição do *Big Blue Bump* nos LLAGNs é menor do que a respectiva contribuição nos AGNs de mais alta luminosidade.

Alguns LINERs apresentam em seu espectro ótico linhas alargadas da série de Balmer com dois picos de emissão e outros detém um núcleo com elevadas taxas de emissão em raio-X, o que também evidencia a presença de um SMBH em seu núcleo. A presença de um AGN não é a única explicação para as intensidades observadas das linhas de emissão estreitas em um núcleo do tipo LINER. Modelos de fotoionização considerando fótons produzidos por estrelas pós-AGB, e modelos de ionização do gás por ondas de choque também conseguem reproduzir as intensidades relativas das principais linhas de emissão estreitas observadas nos espectros LINERs (HECKMAN, 1980). No entanto, quando um núcleo do tipo LINER apresenta linhas largas da série de Balmer – como o caso da Pictor A, estudada neste trabalho – se torna evidente que existe um SMBH no núcleo dessa galáxia. Um exemplo do espectro ótico de uma galáxia LINER pode ser visualizado na parte superior do painel (c) da Figura 1.2.

1.2.4 Objetos BL Lacertae (BL Lac) e radiogaláxias

Os objetos BL Lacertae são outra classe de AGNs. Os primeiros foram identificados no final da década de 20 na constelação do Lagarto, sendo inicialmente confundidos com uma estrela, dada a variação de curto período de seu brilho. Todos os BL Lac conhecidos são fontes de rádio e possuem altas luminosidades bolométricas. Entre as principais características pode-se citar a variabilidade do contínuo do AGN que ocorre em curtos períodos de tempo, sua luz polarizada e o espectro ótico que não segue uma lei de potência e nem apresenta linhas de emissão ou absorção, que acabam impossibilitando a determinação do *redshift* da galáxia – veja o espectro superior do painel (a) da Figura 1.2. Acredita-se que essa classe de objetos sejam radiogaláxias, nas quais o jato rádio proveniente do AGN está orientado na linha de visada de observação (FILHO; SARAIVA, 2004).

As radiogaláxias são galáxias que têm uma emissão em rádio muito intensa, em torno de $10^{33} - 10^{38}$ watts². Em comprimentos de onda do ótico, as radiogaláxias têm a aparência de uma galáxia elíptica grande, mas quando observadas em rádio, apresentam uma estrutura dupla, com dois lóbulos emissores em rádio localizados um em cada lado da galáxia e que podem atingir extensões de até 6 Mpc a partir do seu núcleo (RAMIREZ, 2018). As radiogaláxias também são distinguidas em dois tipos: radiogaláxias de linha larga (BLRG, do inglês *broad emission-line radio-galaxy*) e radiogaláxias de linhas estreitas (NLRG, do inglês *narrow emission-line radio-galaxy*), exemplos desta distinção podem ser vistos no painel (d) da Figura 1.2. Uma outra classificação é feita de acordo com sua radio-morfologia na escala de Fanaroff-Riley: Tipo I (FR I), em que o brilho é mais intenso na região central e decai com a distância. E, tipo II (FR II), quando o brilho aumenta com a distância em relação ao centro da galáxia. Quanto aos jatos encontrados nessas galáxias, eles costumam apresentar estruturas internas, como nós e dobras, indicando que transportam energia do núcleo para o lóbulo.

A Tabela 1.1, apresenta uma comparação entre as principais características espectrais das galáxias que apresentam núcleos ativos:

Tabela 1.1 – Comparação entre os diferentes tipos de Galáxias Ativas.

Objetos	Linhas Emissão	Forma ótico	Forma Rádio	Luminosidade (Watts)/(Via Láctea ³)
Quasares	Largas e Estreitas	Estelar	Jatos e Lóbulos	10^{38} a $10^{42}/10$ a 10^5
Seyferts	Largas e Estreitas	Espiral	Emissão Fraca	10^{36} a $10^{38}/0,1$ a 10
LINERs	Maioria Estreita	Espiral	Jatos e Lóbulos	10^{33} a $10^{38}/0,1$ a 10
BL Lac	Nenhuma ou Fraca	Incerto	Emissão Fraca	10^{38} a $10^{42}/10$ a 10^5
Radiogaláxia	Largas e Estreitas	Elíptica	Jatos e Lóbulos	10^{33} a $10^{38}/0,1$ a 10

Fonte: <Adaptada de FILHO e SARAIVA (2004)>

²O Sol possui a luminosidade de $3,83 \times 10^{26}$ watts

³Estima-se que a luz da Via Láctea seja a composição de 100 a 400 bilhões de estrelas.

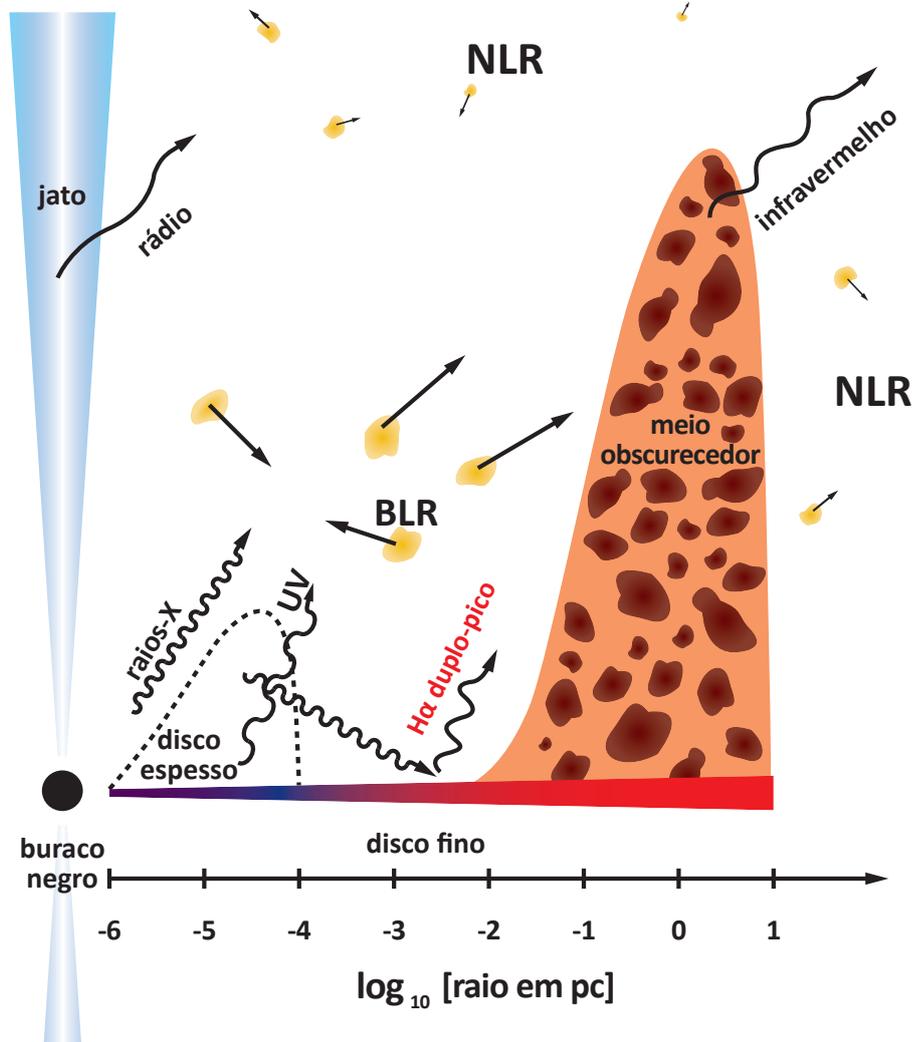
1.3 ESTRUTURAS DOS AGNS

Um modelo unificado de AGN foi introduzido por Miller e Antonucci (1983) para explicar as diversas diferenças espectrais observadas nos diferentes tipos de AGNs. Neste modelo, o AGN é formado pelo SMBH em seu centro, circundado por um disco de gás, denominado disco de acreção, cuja a região mais interna da origem a um jato de partículas que é perpendicular ao plano do disco. Circundando este disco, em distâncias de sub-parsec a alguns parsec (pc^4), encontra-se uma estrutura toroidal de gás molecular e de poeira que absorve e reprocessa a radiação emitida pelas regiões mais internas (MÜLLER, 2013). De acordo com o modelo, a região de linhas largas (BLR, do inglês *Broad-Line Region*) está localizada internamente ao toro, enquanto que a região de linhas estreitas (NLR, do inglês *Narrow-Line Region*), que produz as linhas estreitas, localiza-se na parte externa, conforme a esquematização da Figura 1.3. Segundo o modelo unificado as diferenças espectrais poderiam ser explicadas apenas pela variação da orientação do AGN em relação a linha de visada do observador. Desse modo, os AGNs do Tipo 1 possuiriam uma orientação que permitiriam a observação da BLR e da fonte central, enquanto que os AGNs do Tipo 2, seriam aqueles com uma inclinação que impossibilitaria a visão da BLR e da parte central, pois estariam escondidas pelo toroide (ANTONUCCI, 1993).

Atualmente, existem trabalhos que indicam que núcleos ativos com características espectrais diferentes, são intrinsecamente diferentes, ou seja, as diferenças observadas não são somente explicadas pela variação do ângulo de visada de observação. Por exemplo, trabalhos com luz polarizada como o de Miniutti et al. (2013), mostram que existem AGNs que apresentam apenas linhas de emissão estreitas, esses núcleos ativos são chamado de “*True Seyfert 2*”. Nesses objetos, as linhas largas de emissão espectrais não são visíveis porque não existe a BLR. Os estudos que consideram vários tipos AGNs (LLAGNs, Seyferts, Radiogaláxias e etc) e suas diversas características como, a luminosidade em raios-X e em outros comprimentos de onda, juntamente com estudos que discutem que o toroide de poeira é composto por um aglomerado de nuvens opticamente espessas contendo poeira e não mais uma única estrutura sólida conforme Nenkova et al. (2008), reforçam a ideia de que essas diferenças devem-se as características próprias dos AGNs. Além disso, as diferenças nas taxas de acreção de Eddington para explicar a existência de AGNs Tipo I e Tipo II em trabalhos como o de Ricci et al. (2017), confirmam que essas diferenças não são somente devido a orientação na linha de visada, mas referem-se a propriedades intrínsecas de cada AGN. Desde a sua descoberta até os dias atuais, o conjunto de todas as observações dos núcleos ativos contribuiu para elaboração de um conjunto de estruturas que compõem o mecanismo central da maioria dos AGNs. Estas estruturas estão discutidas a seguir:

⁴1 pc = $3,086 \times 10^{16}$ m

Figura 1.3 – Estruturas de um AGN. Na figura estão ilustradas as diferentes estruturas de um AGN. As principais estruturas são: o SMBH, o disco fino, disco espesso, a região de linhas largas, o meio obscurecedor, a região de linhas estreitas e o jato rádio.



Fonte: < Extraído de Schimoia (2015)>

1. Buraco Negro Supermassivo: caracterizado por uma fonte pontual com massa entre $10^6 - 10^{10} M_{\odot}$. A massa pontual é cercada por uma região chamada de horizonte de eventos, o raio do horizonte de eventos delimita a superfície na qual a velocidade de escape é igual a velocidade da luz; esse raio é chamado de raio de Schwarzschild:

$$R_{sc} = \frac{2GM_{\bullet}}{c^2} \quad (1.1)$$

onde G é a constante gravitacional⁵, M_{\bullet} a massa do SMBH e c é a velocidade da luz no vácuo. Para um SMBH com massa entre $10^6 - 10^{10} M_{\odot}$, encontra-se um raio próximo de $10^{-6} - 10^{-3}$ pc, que correspondem a 0,02 – 200 UA⁶.

⁵ $G = 6,674184 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$

⁶A unidade astronômica (UA) corresponde à distância média da Terra ao Sol 1 UA = 149.597.870.700 m.

2. Disco de Acreção: o disco de acreção é a estrutura mais próxima do horizonte de eventos e é através dele que ocorre a alimentação do SMBH. O processo de acreção de matéria ocorre a medida que o gás, que está distribuído na forma de um disco, se direciona ao SMBH, nesta condição, ocorre o processo conhecido como dissipação viscosa (SHAKURA; SUNYAEV, 1973), onde o gás sofre forças de cisalhamento e realiza transformação da energia potencial gravitacional em energia cinética, térmica e radiativa, fazendo com que o gás se mova para órbitas cada vez mais internas. A dissipação viscosa também aumenta a temperatura do gás, de maneira que a diferentes distâncias do SMBH, os diferentes anéis de gás emitem radiação como um corpo negro, onde a temperatura no disco varia entre $T \approx 10^3 - 10^5$ K (NEMMEN, 2005). Frank et al. (2002) verificou que o disco de acreção emite radiação em todos os comprimentos de ondas, mas seu pico fica centrado no ultra-violeta. Segundo os autores existe uma dependência entre a temperatura do disco e a distância ao SMBH que é dada pela equação:

$$T(r) = 6,3 \times 10^5 \left[\frac{\dot{m}}{\dot{m}_e} \right]^{\frac{1}{4}} M_{\bullet}^{-\frac{1}{4}} \left[\frac{r}{R_{sc}} \right]^{-\frac{3}{4}} \text{ K}, \quad (1.2)$$

onde, \dot{m}/\dot{m}_e corresponde a taxa de acreção do SMBH em relação a taxa de acreção de Eddington, M_{\bullet} a massa do SMBH e r/R_{sc} ao raio do disco com relação ao raio de Schwarzschild (SCHNEIDER, 2006). Alguns trabalhos que modelam a SED de alguns AGNs estimam que a extensão do disco $R \approx 10^{-4} - 0,1$ pc (MORGAN et al., 2010; NEMMEN, 2005).

3. Região de Linhas Largas: depois do disco de acreção, a região mais próxima do SMBH é uma região formada por gás em altas velocidades, conhecida como BLR. Essa região apresenta linhas de emissão permitidas de $H\alpha$ $\lambda 6563$ Å, $H\beta$ $\lambda 4861$ Å e inclusive do Hélio. A largura das linhas está relacionada com o valor da velocidade do gás em torno do SMBH ($2000 - 5000$ km s⁻¹). A origem dos fótons que ionizam o gás da BLR é o próprio disco de acreção. As dimensões físicas da BLR e do disco de acreção são espacialmente não resolvidas, desse modo, utiliza-se da técnica de mapas de reverberação para estimá-las – essa técnica consiste em estimar o tempo da viagem da luz do núcleo até a BLR e com isso estimar a sua distância – (NETZER, 2013; SCHIMOIA, 2015).
4. Estrutura Toroidal: acredita-se que essa estrutura seja formada por gás molecular e poeira. Desse modo, o toroide pode acabar bloqueando a radiação emitida dependendo da orientação entre a linha de visada e o toroide. O toroide de poeira, absorve grande parte da energia emitida pelo disco de acreção e a reprocessa em comprimentos de onda do infravermelho. Essa estrutura se localiza a distâncias tipicamente maiores do que a extensão da BLR porque é necessário que exista uma distância suficiente para que a poeira sobreviva a radiação ionizante. Suas dimensões, também obtida por mapas de reverberação são da ordem de 1 – 10 pc, e, dependem da radiação oriunda do disco de acreção

(COUTO, 2016).

5. Região de Linhas Estreitas: a NLR é a região mais externa ao toro de poeira, a única espacialmente resolvida no ótico e é formada por nuvens de gás com baixa velocidade ($200-300 \text{ km s}^{-1}$). Dessa região também originam-se linhas de emissão proibidas, devido a baixa densidade do gás ($10^2-10^4 \text{ cm}^{-3}$), que permite que os átomos excitados colisionalmente decaiam espontaneamente emitindo radiação através das transições metaestáveis. Nessa região, linhas espectrais do [O III] λ 5007 Å e do [O I] λ 6300 Å permitem mapear a cinemática e obter a velocidade do gás emissor.
6. Jatos: alguns AGNs também apresentam a presença de jatos relativísticos, que se originam nas partes mais internas do disco de acreção. O campo magnético acelera as partículas carregadas a velocidade próximas a da luz, fazendo com que elas desenvolvam um movimento espiral emitam radiação síncrotron.

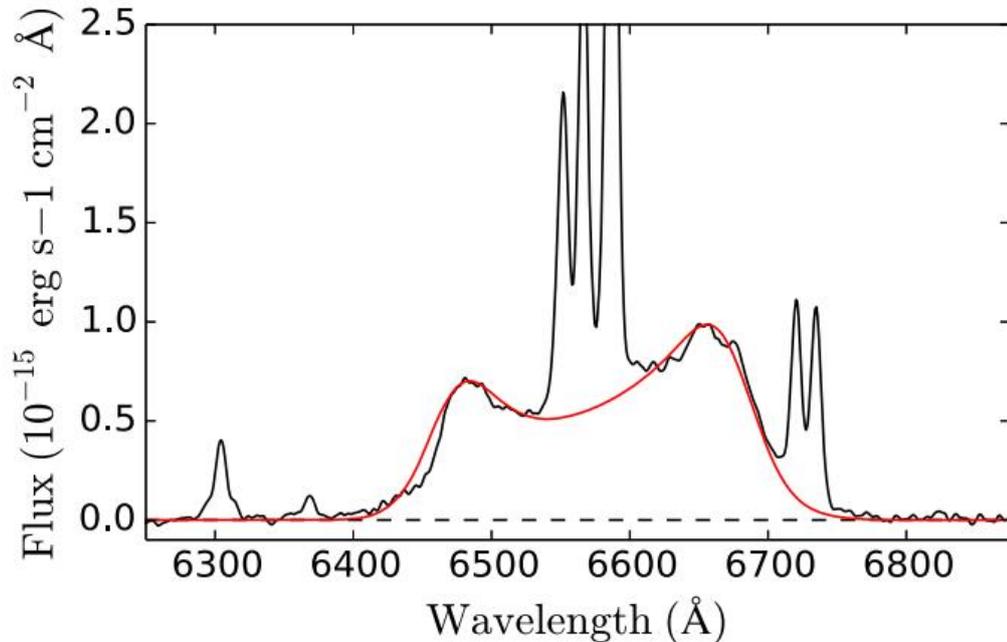
1.4 PERFIL EM DUPLO-PICO

1.4.1 O Disco de Acreção e o Perfil em duplo-pico

Os espectros óticos de alguns núcleos ativos de galáxias podem apresentar linhas de emissão da série de Balmer bastante alargadas ($\text{FWHM} \gtrsim 10000 \text{ km s}^{-1}$) e com um perfil de dois picos de emissão. AGNs que apresentam essa emissão característica são chamados de emissores em duplo-pico, como é o caso das seguintes galáxias: Arp 102B (CHEN; HALPERN; FILIPPENKO, 1989), 3C 332 (HALPERN, 1990), 3C 390 (GEZARI; HALPERN; ERACLEOUS, 2007), NGC 1097 (SCHIMOIA et al., 2012; STORCHI-BERGMANN et al., 1995) e entre outros. O espectro ótico do AGN da galáxia NGC 1097 está mostrado na Figura 1.4 onde pode-se ver claramente as linhas de emissão larga de $H\alpha$ em duplo-pico deste objeto.

A explicação física para a emissão larga em duplo-pico se baseia em dois fatores principais. O primeiro deles é a necessidade de uma fonte ionizante para o gás, e também condições físicas que permitam a recombinação dos átomos de hidrogênio com os elétrons livres do meio. O segundo fator está associado a distribuição geométrica e de velocidades do gás: um perfil em duplo-pico pode se originar de um gás distribuído na forma de um disco que orbita o SMBH. No disco, uma parte do gás em emissão se afasta do observador, e devido ao efeito Doppler, o comprimento de onda da linha emissão é deslocado para valores maiores, a outra parte do disco na qual o gás se aproxima do observador, emite a linha deslocada para comprimentos de onda menores. Esse efeito do gás em emissão em um disco em rotação ao redor de SMBH gera os dois picos de emissão vistos na Figura 1.4. Para ilustrar como as velocidades de rotação do gás

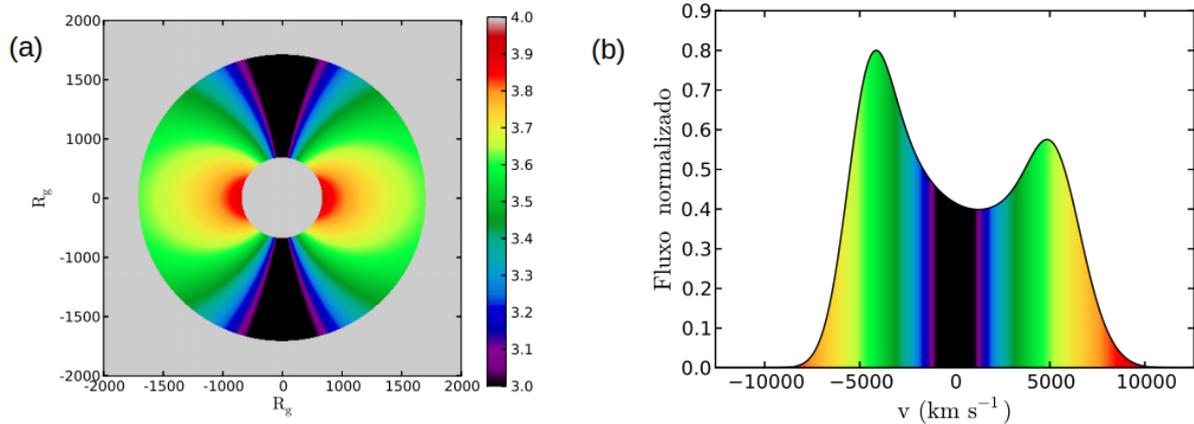
Figura 1.4 – Emissão em duplo-pico do AGN de NGC 1097. Na figura a linha em preto representa o espectro óptico da galáxia NGC 1097, enquanto que a linha em vermelho destaca o perfil em duplo-pico desse AGN.



Fonte: < Extraído de Schimoia et al. (2012)>

projetadas na linha de visada do observador podem influenciar a formação do perfil em duplo-pico, o modelo de disco de gás em rotação está apresentado na Figura 1.5. Nesse modelo, o gás em rotação possui orbitas circulares e Keplerianas, e o disco está inclinado em relação a linha de visada. O painel (a) da figura 1.5 mostra o mapa de isovelocidades projetadas para o gás nesse disco, onde é possível verificar que as regiões mais internas (em vermelho, com velocidades aproximadas de 10000 km s^{-1}), possuem maiores velocidades, e que acabam contribuindo com o fluxo das regiões mais externas do perfil em duplo-pico, “asas” do perfil (região em vermelho) no painel (b) da Figura 1.5. Já, as regiões com menores velocidades projetadas (regiões em preto com velocidade $\leq 1000 \text{ km s}^{-1}$), acabam contribuindo para o fluxo da região mais central do perfil.

Figura 1.5 – Mapa de isovelocidades projetadas e perfil em duplo-pico. No painel (a) está mostrado o mapa de isovelocidades projetadas para um disco em rotação Kepleriana e inclinado com relação a linha de visada – o observador encontra-se na parte inferior da figura. A escala de cores representa o \log_{10} da velocidade projetada na linha de visada do observador, que varia aproximadamente entre 3 (1000 km s^{-1} – regiões em preto) e 4 (10000 km s^{-1} – regiões em vermelho). No painel (b) é apresentado o perfil de duplo-pico da linha de emissão de $H\alpha$, no espaço de velocidades, que corresponde ao gás em emissão com as velocidades apresentadas do painel (a).



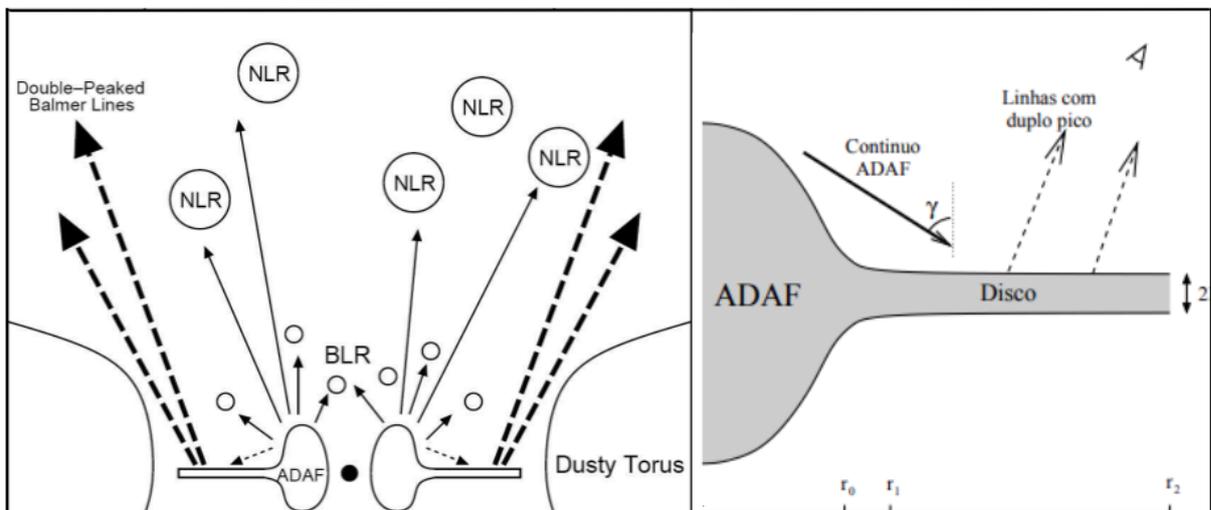
Fonte: < Extraído de Schimoia (2015)>

1.4.2 A ionização do Disco de acreção

Inicialmente acreditava-se que o agente ionizante do gás no disco seria a dissipação viscosa. Segundo Nemmen (2005), o papel da viscosidade é particularmente crucial, uma vez que se trata do mecanismo responsável pela perda de momento angular do plasma de gás e geração de grandes quantidades de calor. Todavia, as estimativas de Shakura e Sunyaev (1973) já mostravam que em alguns casos a energia disponível para dissipação viscosa eram insuficientes para explicar as luminosidades observadas para $H\alpha$, deste modo, deveria existir uma outra fonte externa capaz de ionizar o gás no disco. Chen, Halpern e Filippenko (1989), propuseram que o agente ionizante seria originado em uma estrutura toroidal que estaria internamente ao disco e possuiria maior espessura. Estudos posteriores encontraram duas possíveis soluções que descrevem essa estrutura. Essas duas soluções em especial, correspondem aos fluxos de acreção dominado por advecção (ADAFs, do inglês *advection dominated accretion flow*) (ABRAMOWICZ et al., 1988; NARAYAN; YI, 1994), e são divididas em dois casos: opticamente espessos e opticamente finos. Os ADAFs opticamente espessos ocorrem em taxas de acreção próximas a taxa de acreção de Eddington, cuja radiação não consegue escapar do plasma e é advectada na direção do SMBH (NEMMEN, 2005). Já os ADAFs opticamente finos ocorrem com taxas de

acrecção bem menores que as taxas de acreção de Eddington, onde a densidade do gás é menor e não é capaz de irradiar eficientemente. Em alguns trabalhos, é comum encontrar-se os ADAFs opticamente finos descritos como escoamentos acretivos com baixa eficiência (RIAF, do inglês *Radiatively Inefficient Accretion Flow*) (NARAYAN; MCCLINTOCK, 2008). Para Narayan e Yi (1994), essa estrutura opticamente fina e geometricamente espessa lembra um toroide, onde os elétrons estão com uma temperatura próxima de $T \approx 10^8 - 10^9$ K. Devido as altas temperaturas, o resfriamento do gás de um RIAF acontece por efeito Compton inverso da interação dos fótons com os elétrons livres, o efeito de freamento de elétrons conhecido como *bremsstrahlung* e pela própria radiação síncrotron que emite radiação no Raio-X (NETZER, 2013). Segundo Nagao et al. (2002) a presença do RIAF em emissores em duplo-pico parece ser um requisito para a emissão dessas linhas. Uma esquematização do ADAF é apresentada na Figura (1.6).

Figura 1.6 – Representação de um ADAF. Na figura da esquerda pode-se observar a presença da estrutura conhecida como ADAF circundada pelas outras estruturas dos AGNs. Já na figura da direita, pode-se observar a geometria da iluminação do disco fino, onde o contínuo ionizante do ADAF é reprocessado pelo disco fino e convertido nas linhas de emissão largas em duplo-pico.



Fonte: < Adaptado de Nemmen (2005)>

1.4.3 Variabilidade dos perfis em duplo-pico

A maioria dos emissores em duplo-pico foram detectados ao acaso. Posteriormente, trabalhos de monitoramento da linha larga desses emissores em duplo-pico, mostraram que existem variações de fluxo que ocorrem em escalas de tempo muito longa, na ordem de anos, sugerindo que essas mudanças em fluxo estão associadas as mudanças na emissão do gás no

disco. Outros trabalhos que monitoraram AGNs que apresentam linhas largas ou perfis em duplo-pico com observações em curtas escalas de tempo (de alguns dias a semanas), tem mostrado que esses objetos também podem apresentar variações no perfil em escalas de tempo curtas. Trabalhos com mapas de reverberação tem conseguido vincular as distâncias físicas do gás em emissão na BLR, como no caso da NGC 5548 (LU et al., 2016), enquanto que outros trabalhos que também realizaram o monitoramento para emissores em duplo-pico tem conseguido estimar uma escala física para a região emissora do disco, como no caso da NGC 1097 (SCHIMOIA et al., 2012) onde a escala física é de 4–12 dia-luz. Esses trabalhos de mapas de reverberação e monitoramento da variabilidade das linhas de emissão larga tem contribuído para compreender os processos de acreção de matéria em escalas de $10^{-5} - 10^{-2}$ pc, e vêm permitindo vincular parâmetros físicos do gás em emissão do gás nessa região.

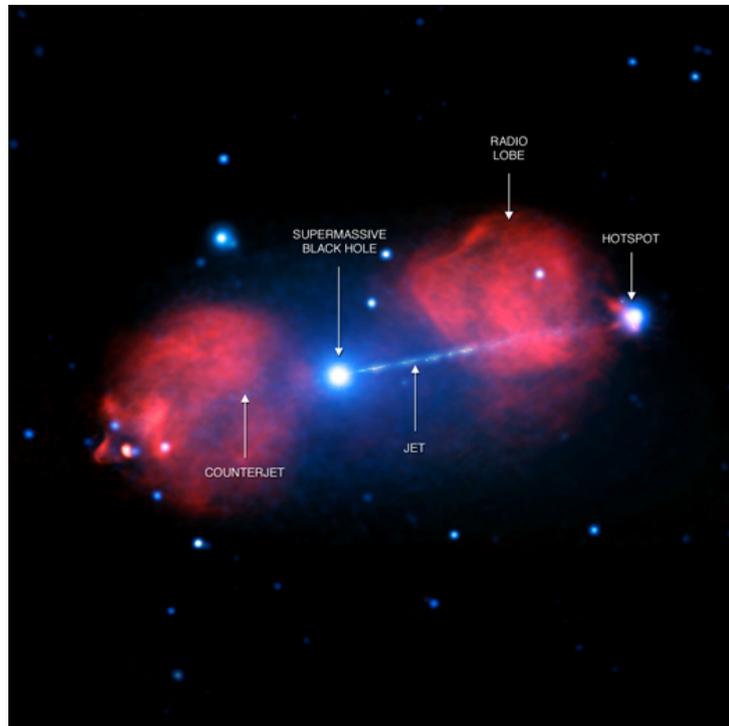
1.4.4 A galáxia Pictor A

A radiogaláxia Pictor A possui um AGN bem conhecido e que já foi extensivamente monitorado em raios-X e em rádio, devido a dois lóbulos que estão a distâncias de aproximadamente 200 kpc; sua atividade em rádio é classificada na escala Fanaroff-Riley do tipo II. A galáxia apresenta *redshift* de $z = 0,035$, localizando-se a 152,9 Mpc de distância (considerando a constante de Hubble $H_0 = 70,5 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), e recebe uma dupla classificação morfológica, uma Sa segundo Lauberts e Berlino (1982) e outra S0 segundo Loveday (1996). Além disso, a galáxia apresenta um núcleo ativo do tipo LINER, e seus espectros óticos apresentam linhas de emissão largas em duplo-pico da série de Balmer ($H\alpha$ e $H\beta$). Devido a sua atividade em rádio ela é também classificada como uma BLRG (COUTO, 2016). Uma ilustração da galáxia é apresentada na Figura 1.7.

Um dos primeiros trabalhos desenvolvidos com a galáxia é o de Carswell et al. (1984), onde realizou-se medidas da intensidade relativa das linhas em emissão estreitas localizadas no intervalo de comprimento de onda de $\lambda 4000 \text{ \AA}$ e $\lambda 8000 \text{ \AA}$, e concluiu-se que essa galáxia caracterizava-se por ter um AGN do tipo LINER. No trabalho de Halpern e Eracleous (1994), os autores trabalharam com uma observação de 1983 e outra de 1994 – separadas por 11 anos – e identificou-se a primeira evidência de variabilidade do perfil em duplo-pico para a galáxia – conforme Figura 1.8. Para os autores, essa forte mudança do perfil trazia a evidência de um agente ionizante para o gás do disco, que poderia ser desde efeitos secundários da energia liberada pelos jatos relativísticos até a existência do toro de íons proposto por Chen, Halpern e Filippenko (1989), que estaria em uma estrutura mais interna ao disco e seria responsável por ionizar a parte mais externa do disco. Além disso, está estrutura seria afetada pela variação nas taxas de acreção de matéria do SMBH e que por consequência levaria a variações no contínuo ionizante do disco.

Após desenvolver trabalhos com galáxias com perfis em duplo-pico, Sulentic et al.

Figura 1.7 – Galáxia Pictor A. Na figura, a cor azul representa observações em raio-x do telescópio Chandra, e em vermelho, observações em rádio. Na imagem é possível ver a fonte compacta central e a emissão em rádio estendida que atinge distâncias de aproximadamente 100 kpc. As estruturas em destaque são: SMBH, Jato, Contra-jato, Rádio-lóbulo e a frente de jato chamado de *Hotspot*.

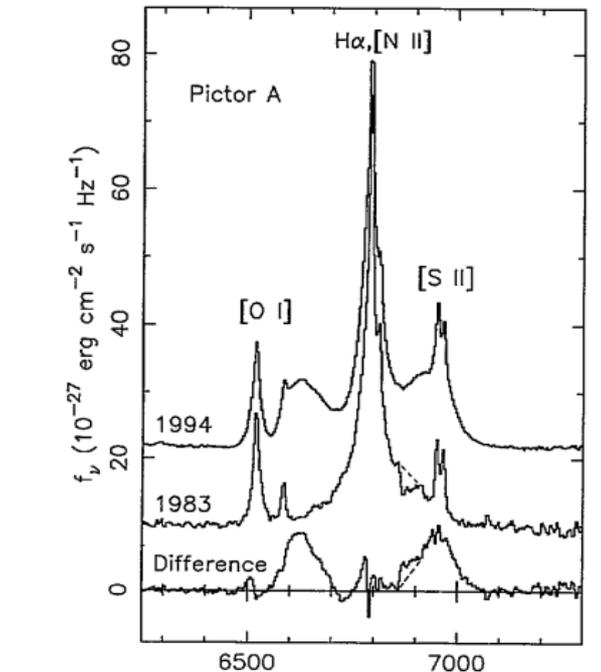


Fonte: <https://www.nasa.gov/mission_pages/chandra/the_pictor_a_galaxy_with_labels.html>

(1994) apontaram uma variabilidade da linha larga da Pictor A em observações de 1983, 1987 e 1993. No trabalho, os autores realizaram a medida do fluxo da componente larga de $H\alpha$ subtraindo as contribuições das linhas de emissão estreitas – $[O\ I] \lambda\lambda\ 6300,6364\ \text{\AA}$, $[N\ II] \lambda\lambda\ 6548,6583\ \text{\AA}$, $H\alpha\ \lambda\ 6563\ \text{\AA}$, $[S\ II] \lambda\lambda\ 6716,6730\ \text{\AA}$ – e também buscaram modelar o modelo de disco proposto por Chen, Halpern e Filippenko (1989). Como conclusão, os autores salientam que além do ângulo de inclinação do disco (i), do seu raio interno (ξ_1), externo (ξ_2) e o parâmetro de alargamento local (σ), deveria haver um quinto parâmetro livre conectado a forma geométrica do disco e que poderia explicar a assimetria do perfil em duplo-pico, o pico vermelho mais intenso que o pico azul.

Eracleous e Halpern (2003), analisando uma amostra de dados de mais de 100 AGNs *radio-loud*, encontraram 24 AGNs emissores em duplo-pico. Desses 24, 17 apresentavam a maior contribuição em fluxo no lado azul, enquanto que os outros 7 apresentavam a maior contribuição em fluxo no lado vermelho. A galáxia Pictor A era um dos objetos dessa amostra, e seu espectro apresentava um perfil em duplo-pico com fluxo maior no lado vermelho. Para modelar essa assimetria do perfil em duplo-pico os autores propuseram que o disco de acreção teria uma forma elíptica ao invés de uma forma circular. Desse modo, além dos parâmetros i , ξ_1 , ξ_2 e σ , os autores adicionaram mais dois parâmetros livres, o primeiro relacionado a orientação

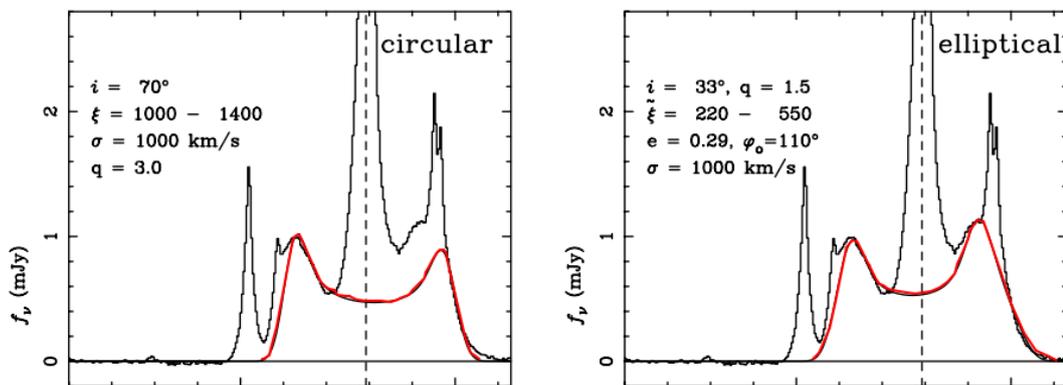
Figura 1.8 – Variabilidade da linha larga da Galáxia Pictor A. Na figura pode-se visualizar a variabilidade da linha larga e do perfil em duplo-pico entre os anos de 1983 e 1994. O eixo vertical corresponde a unidade de fluxo, enquanto que o horizontal a unidade de comprimento de onda.



Fonte: <Extraído de Halpern e Eracleous (1994)>

do eixo principal (φ) e o segundo a excentricidade do disco (e). Uma imagem da reprodução do perfil com os dois tipos de modelos implementados pelos autores pode ser visualizado na Figura 1.9.

Figura 1.9 – Modelamento do perfil em duplo-pico. Na figura da esquerda pode-se visualizar na linha sólida em preto o espectro da galáxia Pictor A, e na linha sólida vermelha o modelo associado a um disco de acreção circular. Na figura da direita pode-se observar o mesmo espectro, todavia, com o modelamento de um disco elíptico.



Fonte: <Extraído e adaptado de Eracleous e Halpern (2003)>

Lewis e Eracleous (2006) trabalhando com 5 AGNs emissores em duplo-pico, estimaram a massa do SMBH para galáxia Pictor A. A estimativa de massa do SMBH foi feita usando da relação $M_{\bullet} - \sigma_{\star}$ (TREMAINE et al., 2002), de modo que,

$$\log\left(\frac{M_{\bullet}}{M_{\odot}}\right) = \bar{\alpha} + \beta \log\left(\frac{\sigma_{\star}}{\sigma_0}\right) \quad (1.3)$$

onde $\bar{\alpha} = 8,13 \pm 0,06$, $\beta = 4,02 \pm 0,32$ e $\sigma_0 = 200 \text{ km s}^{-1}$. Para esse cálculo, a dispersão de velocidade do bojo foi estimada em $\sigma_{\star} = 145 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$ e foi medida usando-se das linhas de absorção [Ca II] $\lambda\lambda 8594, 8542, 8662 \text{ \AA}$. Com a estimativa de massa, os autores realizaram inferências sobre as escalas de tempo físicas esperadas para o disco de acreção circular (FRANK et al., 2002): escala de tempo de viagem da luz τ_l , Eq. 1.4, que corresponde ao tempo que a luz precisa para se propagar da região mais interna até a mais externa do disco; escala de tempo dinâmico τ_{dyn} , Eq. 1.5, que corresponde a escala de tempo associada a rotação do gás no disco de acreção; escala de tempo térmica τ_{th} , Eq. 1.5, que corresponde ao tempo necessário para que variações térmicas entre em equilíbrio no disco; escala de tempo térmico e do som τ_s , Eq. 1.7, associada a flutuações de densidade de matéria do disco.

$$\tau_l = 6M_8\xi_3 \text{ dias} \quad (1.4)$$

$$\tau_{dyn} = 6M_8\xi_3^{\frac{3}{2}} \text{ meses} \quad (1.5)$$

$$\tau_{th} = \frac{\tau_{dyn}}{\alpha} = 5M_8\xi_3^{\frac{3}{2}} \text{ anos} \quad (1.6)$$

$$\tau_s = 70M_8\xi_3 T_5^{-\frac{1}{2}} \text{ anos} \quad (1.7)$$

os termos correspondem a $M_8 = \frac{M_{\bullet}}{10^8 M_{\odot}}$, $\xi_3 = \frac{r}{10^3 r_g}$, $T_5 = \frac{T}{10^5} \text{ K}$ e a viscosidade $\alpha \approx 0,1$. Utilizando-se dessas equações e assumindo um $\xi_3 = 1$, $\alpha = 0,1$ e $T_5 = 1$, os autores chegaram as estimativas que estão apresentadas na Tabela 1.2.

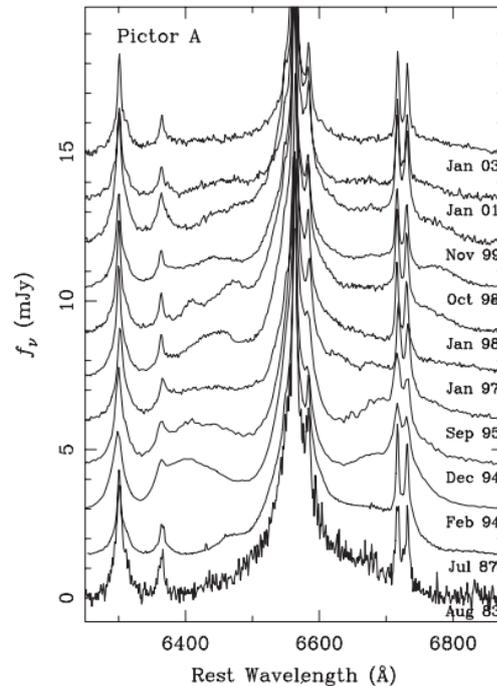
Tabela 1.2 – Propriedades físicas para Pictor A.

Galáxia	σ km s ⁻¹	M_{\bullet} 10 ⁷ M _⊙	τ_l dias	τ_{dyn} (meses)	τ_{th} (anos)	τ_s (anos)
Pictor A	145±20	4±2	1–4	1–4	1–3	15–40

Fonte: <Adaptado de Lewis e Eracleous (2006)>

Lewis, Eracleous e Storchi-Bergmann (2010) trabalhando com 7 AGNs emissores em duplo-pico, obtiveram 11 espectros óticos da região da linha larga de H α da Pictor A durante os anos de 1983 e 2003, conforme a Figura 1.10. Na tabela (3) do referido trabalho apresentam-se as medidas do fluxo estimado para o lado azul e vermelho do perfil, bem como, a sua largura

Figura 1.10 – Variabilidade da linha larga da Galáxia Pictor A entre 1983 e 2003. Na figura pode-se visualizar a variabilidade da linha larga e do perfil em duplo-pico entre os anos de 1983 e 2003. O eixo vertical corresponde a unidade de fluxo, enquanto que o horizontal a unidade de comprimento de onda.



Fonte: <Extraído de Lewis, Eracleous e Storchi-Bergmann (2010)>

característica. Nessas estimativas, somente em duas ocasiões o fluxo do lado azul foi maior que o fluxo do lado vermelho, embora que a largura do perfil tenha variações bem significativas nesses 20 anos de monitoramento. Os autores também discutem a limitação dos modelo de disco de acreção elíptico e circular, principalmente para reproduzir as linhas do perfil em ocasiões em que o lado vermelho é mais intenso que o lado azul. Para esses autores, um disco de acreção assimétrico e com a presença de um braço espiral poderia reproduzir melhor o perfil.

Apesar de diversos estudos na galáxia, os poucos trabalhos com observações espectroscópicas no ótico não realizaram um estudo mais detalhado do perfil em duplo-pico em escalas de dias e meses. Além disso, apesar de reproduzirem seu perfil com discos elípticos e circulares, não houve um modelamento utilizando-se de um disco com assimetrias na emissividade superficial, que além de reproduzir o perfil, forneça um cenário físico condizente com as escalas físicas de variabilidade observadas no perfil.

1.5 MOTIVAÇÃO E OBJETIVOS

Este trabalho propõe-se a analisar espectros óticos do núcleo da galáxia Pictor A, com o objetivo de estudar a variabilidade do perfil em duplo-pico, e a partir disso, busca atender os

seguintes objetivos:

- Estudar a variabilidade do perfil em duplo-pico em duas escalas de tempo distintas, uma curta, da ordem de dias a meses, e outra mais longa, da ordem de anos.
- Realizar o modelamento do perfil em duplo-pico para estudar as propriedades físicas do disco de acreção como por exemplo a extensão física da região emissora, o ângulo de inclinação do disco e os parâmetros que descrevem a sua emissividade superficial.
- Comparar os resultados de análise de estudo e variabilidade monitoramento da Pictor A com trabalhos recentes que também monitoraram em curta escala de tempo outros emissores em duplo-pico, como exemplo, a NGC 1097 (SCHIMOIA et al., 2012) e NGC 7213 (SCHIMOIA et al., 2017) .

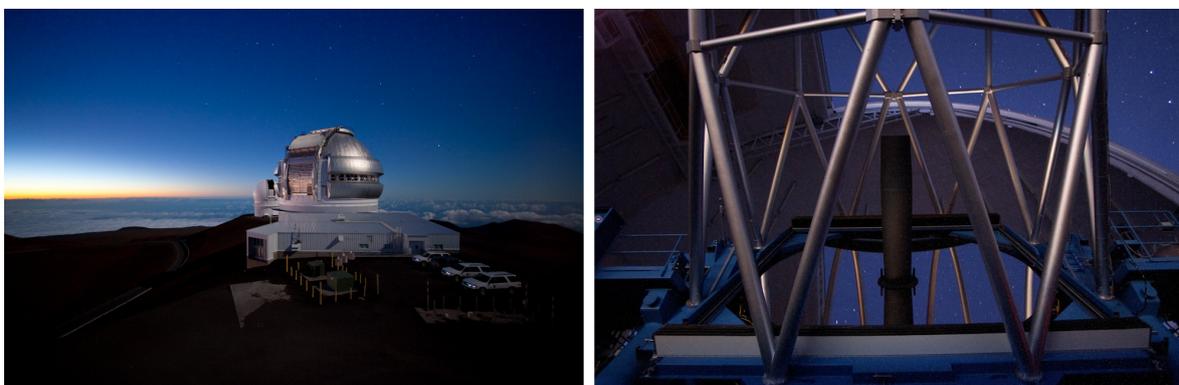
O núcleo ativo da galáxia Pictor A é bastante brilhante e a linha larga de $H\alpha$ é bastante larga, o que torna esse objeto um excelente alvo para estudo e monitoramento do perfil em duplo-pico em curtas escalas de tempo, da ordem de dias e meses. Com os dados e a análise apresentados nesse trabalho espera-se estabelecer um cenário físico que explique as variações do perfil em duplo-pico, contribuindo assim para o entendimento de como a matéria se distribui ao redor do SMBH e como acontece o processo de acreção de matéria em escalas de sub-parsec.

2 OBSERVAÇÕES E REDUÇÕES DE DADOS

2.1 OS TELESCÓPIOS GEMINI E SOAR

O observatório Gemini é constituído por dois telescópios idênticos, o Gemini-Norte localizado no Havaí e o Gemini-Sul localizado na Cordilheira dos Andes sobre Cerro Pachón no Chile. Cada telescópio possui um espelho de 8,1 metros de diâmetro e realizam observações no óptico e infravermelho com diversos tipos de espectrógrafos.

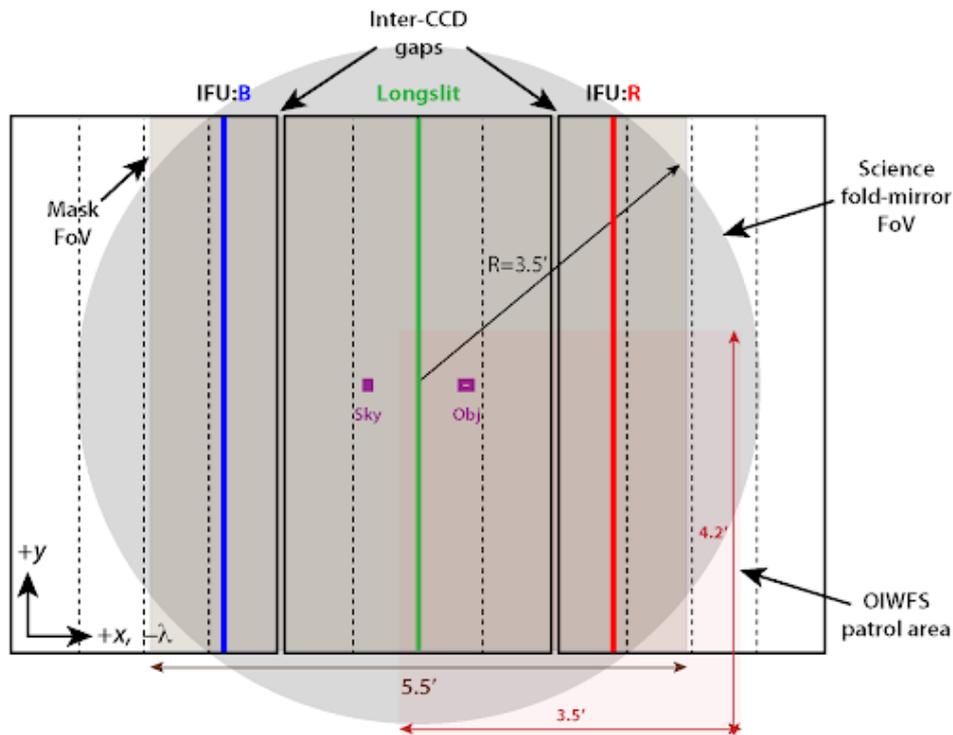
Figura 2.1 – Cúpula do telescópio Gemini. A esquerda é apresentada a parte externa e a direita a parte interna da cúpula do telescópio Gemini-Sul.



Fonte: <<http://www.gemini.edu/observing/telescopes-and-sites>>

Os telescópios Gemini operam em 4 modos principais: modo de imageamento, espectroscopia de fenda-longa (LS, do inglês *Long-Slit*), espectroscopia de multi-objetos (MOS, do inglês *Multi-Object Spectroscopy*) e espectroscopia de campo integral (IFU, do inglês *Integral Field Spectroscopy*) (ALLINGTON-SMITH et al., 2002). Os dados utilizados neste trabalho foram obtidos com o espectrógrafo GMOS (*Gemini Multi-Object Spectrograph*), que pode obter dados óticos entre os comprimentos de onda de 360 – 1070 nm. O GMOS também possui uma moderna rede de detectores *Hamamatsu*, que possuem baixo ganho (*low gain*) e apresentam uma velocidade de leitura mais lenta (*slow read*), constituídas por três *chips* de dispositivo de carga acoplada (CCD, do inglês *Charge Coupled Device* CCD cada, como mostra a Figura 2.2. Cada CCD é aprimorado para observações em determinada faixa do espectro, O CCD central chamado de CCDg, possui eficiência quântica maior para a faixa verde do espectro ótico (450 nm e 600 nm), enquanto os CCDb e CCDr, possuem eficiência quântica maior para as partes azuis e vermelhas, respectivamente, abaixo de 450 nm e acima de 600 nm (PESSI, 2020). Entre os CCDs existem uma separação física de 0,5 mm, chamada de *gap*.

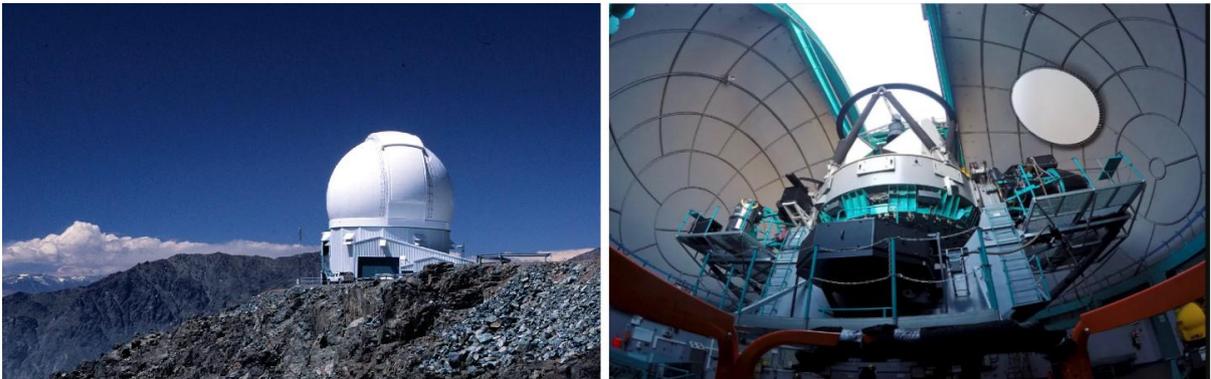
Figura 2.2 – Representação dos Gaps do CCD. O detector do GMOS consiste em três CCDs de 2048 x 4608 pixels cada, resultando em um detector de 6144 x 4608 pixels, com um gap de 0,5mm entre eles. O CCD é o dispositivo utilizado na obtenção de imagens que, em seu princípio básico, promove a conversão de fótons em elétrons, onde cada elemento convertido é denominado *pixel*.



Fonte: < http://ast.naoa.edu/sites/default/files/GMOS_obsPlan/Overview_ink.html >

Nesse trabalho também utilizou-se de dados espectroscópicos obtidos pelo telescópio SOAR (*Southern Astrophysical Research Telescope*), localizado a 2700 metros acima do nível do oceano, também situado sobre o Cerro Pachón e localizado próximo ao telescópio Gemini-sul. Apesar desse telescópio ter apenas 4,1 metros de diâmetro, é considerado o melhor telescópio de sua categoria. O SOAR obtém dados tanto no ótico quanto no infravermelho, cobrindo uma região de até 7,2 minutos de arco e opera tanto no modo imageamento quanto no modo espectroscópico. Os dados utilizados nesse trabalho foram obtidos utilizando-se do espectrógrafo de campo integral SIFS (*SOAR Integral Field Spectrograph*) e o espectrógrafo de alta capacidade Goodman (GTHS, do inglês *Goodman High Throughput Spectrograph*). O SIFS opera no modo IFU em duas configurações intercambiáveis: 0,15 arcsec/fibra ou 0,30 arcsec/fibra, produzindo um campo de visão de 7,5 x 3,9 arcsec² e 15 x 7,8 arcsec², respectivamente, em um intervalo espectral de 425 nm a 780 nm. Já o espectrógrafo Goodman operando no modo LS, obtém dados com uma escala de 0,15 arcsec/pixel, no intervalo espectral de 320–850 nm (CLEMENS; CRAIN; ANDERSON, 2004). O telescópio SOAR possui um único detector CCD no formato de 4096 x 4112 pixels com área de 15 μm^2 por pixel.

Figura 2.3 – Cúpula do telescópio SOAR. A esquerda pode-se visualizar a parte externa e a direita a parte interna da cúpula do telescópios SOAR.



Fonte: <<http://www.astro.iag.usp.br/pesquisa/soar.html>>

2.2 CONJUNTO DE DADOS ESPECTROSCÓPICOS

O conjunto de dados espectroscópicos foi obtido utilizando-se de diferentes épocas e configurações de telescópio. Inicialmente, conseguiu-se uma observação composta por 9 exposições no dia de 21 de novembro de 2006 pelo projeto guiado pela professora Thaisa Strochi Bergmann (GS-2004B-Q-25), onde obteve-se dados espectroscópicos ópticos de campo integral com o espectrógrafo GMOS (REN; ALLINGTON-SMITH, 2002). Cada uma das 9 exposições foi obtidas com 600s de integração centradas em comprimento de onda de $\lambda 776,6$ nm, utilizando-se da rede R400+_G5325, obtendo uma cobertura espectral de $\lambda 560$ nm a $\lambda 992,5$ nm,

Posteriormente, durante os anos de 2012, 2013 e 2014, utilizando-se novamente do telescópio Gemini-Sul em um projeto guiado pelo professor Jáderson da Silva Schimoia, no modo LS (GS-2012A-Q-86), com largura da fenda de $1''$ (0,692 kpc), adotando a rede B600 aliado ao filtro GG455_G0329, obteve-se um conjunto de 14 observações em datas distintas. Essas datas estão descritas na Tabela 2.1. Essas observações contavam com 6 exposições de 600 segundos, centradas em dois comprimentos de ondas distintos, 590 nm e 595 nm, com o objetivo de obter dados na região entre os *gaps* do CCDs. Além disso, com objetivo de realizar a redução adequada dos dados foram obtidos dados de calibração: *flat-field* espectroscópico, lâmpada de calibração em comprimento de onda (conhecida como *arc*) e *bias*, juntamente com observações da estrela padrão EG21 para calibração relativa de fluxo dos espectros.

Tabela 2.1 – Descrição do conjunto de dados espectroscópicos. A coluna (1) corresponde a identificação do projeto de aquisição das observações. A coluna (2) corresponde ao telescópio utilizado, a coluna (3) a data de observação, a coluna (4) ao numero de observação vezes o tempo de integração, a coluna (5) a razão sinal ruído do contínuo (s/r_c) entre 6150 Å e 6200 Å, e a coluna (6) ao modo de operação do telescópio.

Projeto	Telescópio	Data	exp.	s/r_c ¹	Modo
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
GS-2004B-Q-25	Gemini-Sul	2006 nov 21	9* 600s	96	IFU
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 jul 25	6* 600s	113	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 ago 20	3* 600s	124	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 set 15	3* 600s	103	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 out 15	6* 600s	124	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 out 24	6* 600s	108	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 nov 03	6* 600s	161	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 nov 22	6* 600s	104	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 dez 06	6* 600s	101	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2012 dez 24	6* 600s	135	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2013 jan 15	6* 600s	143	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2013 jan 25	6* 600s	145	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2013 mar 02	6* 600s	113	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2014 jan 29	6* 600s	72	Long-Slit
GS-2012A-Q-86	Gemini-Sul	2014 abr 03	6* 600s	87	Long-Slit
SO2018B-021	SOAR	2018 dez 04	8* 1200s	36	Long-Slit
SO2018B-021	SOAR	2018 dez 05	8* 1200s	37	Long-Slit
SO2018B-021	SOAR	2018 dez 06	4* 1200s	42	IFU

Em 2018, em um novo monitoramento realizado pelo colaborador Guilherme Couto, utilizou-se do telescópio SOAR (SO2018B-021) para obter novos dados espectros espectroscópicos da galáxia Pictor A. Essas observações foram feitas em três dias consecutivos durante o mês de dezembro. Para o dia 04 e 05, utilizou-se o espectrógrafo Goodman no modo LS, que permitiu obter 8 exposições de 1200s em cada dia, com uma cobertura espectral de λ 470 nm a λ 905 nm utilizando a 870 l/mm e o filtro_GG455. Já para o dia 06, utilizou-se o espectrógrafo SIFS no modo IFU, onde obteve-se 4 exposições de 1200s com uma cobertura espectral de λ 425 nm a λ 705 nm, utilizando-se a rede 700B l/mm. Além disso, nesses três dias, realizou-se a coleta de *flat-field*, lâmpada de calibração em comprimento de onda, *bias* e espectros da estrela de calibração em fluxo HR1996 – chamada de *Mu culumbae*.

¹O processo para estimar os valores da razão sinal-ruído apresentado nesta coluna estão descritos na seção 2.3.1

2.3 REDUÇÃO DE DADOS

Neste trabalho, as etapas de redução de dados foram executadas acordo com a necessidade de cada observação. Para os dados obtidos em 21 de novembro de 2006, apenas realizou-se a extração de um espectro com $1'' \times 1''$ da região central da galáxia, uma vez que, todo processo de redução foi feito pelo professor Rogemar A. Riffel. Para os dados de 2012, 2013 e 2014 obtidos com o telescópio Gemini-Sul, e para os dados dos dias 04 e 05 de dezembro de 2018, obtidos com o telescópio SOAR, foi realizado o processo de redução descrito na seção 2.3.1. Já para a observação do dia 06 de dezembro de 2018 com o espectrógrafo SIFS, no modo IFU, o processo de redução de dados foi previamente realizado pelo colaborador Luciano Fraga, sendo necessário adicionar apenas a calibração em fluxo e a correção das absorções telúricas no espectro.

2.3.1 As etapas de redução de dados

Durante as observações astronômicas as informações coletadas trazem consigo um conjunto de incertezas. Essas incertezas vão desde más condições meteorológicas até defeitos da própria natureza dos instrumentos utilizados. O CCD por exemplo, acaba produzindo flutuações na contagem de fótons. Além disso, cada dispositivo responde de maneira diferente à luz incidida, exigindo uma calibração fotométrica própria para cada instrumento, além de uma calibração por comprimento de onda para o caso de dados espectroscópicos (PESSI, 2020). Esse processo inicia quando o telescópio realiza a coleta de *bias*, *Flat-field*, espectros de uma lâmpada de calibração e de uma estrela padrão para calibração em fluxo.

Neste trabalho, a etapa de redução de dados foi realizada utilizando-se do software de redução de dados astronômicos IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), da pipeline do Goodman (*The Goodman Data Reduction Pipeline*), que utiliza o IRAF e de alguns códigos em linguagem em Python. Durante o processo de redução dos dados espectroscópicos as principais etapas realizadas foram: (1) subtração de *bias*, (2) divisão por *Flat-field*, (3) subtração de raios cósmicos, (4) calibração em comprimento de onda, (5) subtração da contribuição de fundo do céu, (6) calibração em fluxo.

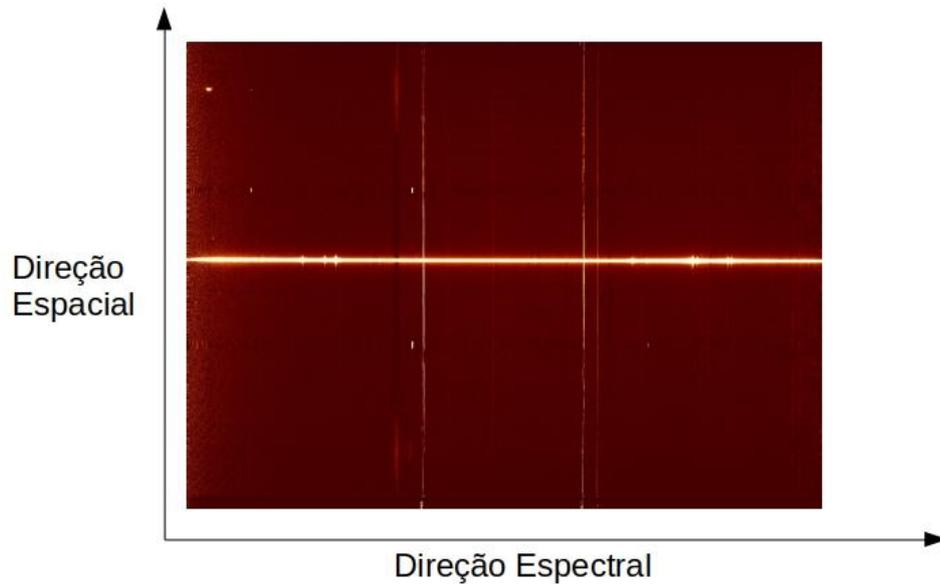
1. Subtração do *bias*: O *bias* consiste na carga residual artificialmente adicionada ao CCD, cujo os dados de calibração são obtidos com a câmera fechada em tempo de exposição nulo. Nesta etapa, utilizou-se da tarefa **gbias** para criar um *bias* de referência combinando diversas exposições individuais de *bias*. Esse *bias* de referência foi subtraído dos dados de *flat-field*, *arc*, da *estrela de calibração* e também dos dados de ciência.
2. Divisão pelo *Flat-field*: segundo Pessi (2020), o CCD perde sua uniformidade de resposta pixel-a-pixel por efeitos que incluem poeira, e também devido a variações na eficiência quântica de cada pixel. Para corrigir este efeito é necessário produzir uma imagem de

resposta espectral pixel-a-pixel, chamado *master flat*. Para gerar o *master flat* ajusta-se uma função suave às contagem, nos dados de *flat-field* espectroscópico; essa função é então subtraída dos dados *flat-field* que são posteriormente normalizados para gerar a resposta espectroscópica pixel-a-pixel, ou seja, o *master flat*. A correção por *flat-field* é realizada então dividindo-se os dados da estrela de calibração, do *arc* e dos dados de ciência pelo *master flat*.

3. Subtração de raios cósmicos: nesta etapa utilizou-se o algoritmo de Dokkum (2001), conhecido como LA COSMIC para subtrair a contaminação por raios cósmicos dos espectros.
4. Calibração em comprimento de onda: o reconhecimento das linhas em emissão da lâmpada de calibração é essencial para o processo de calibração em comprimento de onda – neste trabalho usou-se da lâmpada de CuAr. Utilizando a lâmpada de calibração em comprimento de onda gera-se uma função de transformação que relaciona as posições espaciais dos pixels do CCD com um comprimento de onda. Para gerar essa função de transformação utilizou-se os pacotes **gswavelength**, **gtransform**. Posteriormente a calibração em comprimento de onda foi aplicada aos dados da estrela de calibração em fluxo e aos dados de ciência.
5. Subtração da contribuição de fundo do céu: nesta etapa utilizou-se da tarefa **gfskysub** para subtrair a contribuição de contagens residuais do fundo do céu, assim como a subtração de linhas de emissão espectrais que surgem devido a atmosfera terrestre. Essa etapa foi realizada para a estrela de calibração em fluxo e os dados de ciência.
6. Calibração em fluxo: até esta etapa todo processo de redução é realizado sobre o número de contagens eletrônicas. Para transformar o número de contagens eletrônicas para unidades físicas de fluxo é necessário utilizar espectros de estrelas padrão de calibração (que também deve passar pelo processo de redução descritos nas etapas 1–5). Nesta etapa utilizou-se o arquivo de sensibilidade da estrela padrão EG21 – para dados do Gemini – e HR1996 – para dados do SOAR– junto os pacotes **gcombine** e **gscalibrate** para gerar a função de sensibilidade que transforma contagens eletrônicas para unidades de fluxo ($\text{erg cm}^2 \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$) em cada comprimento de onda.

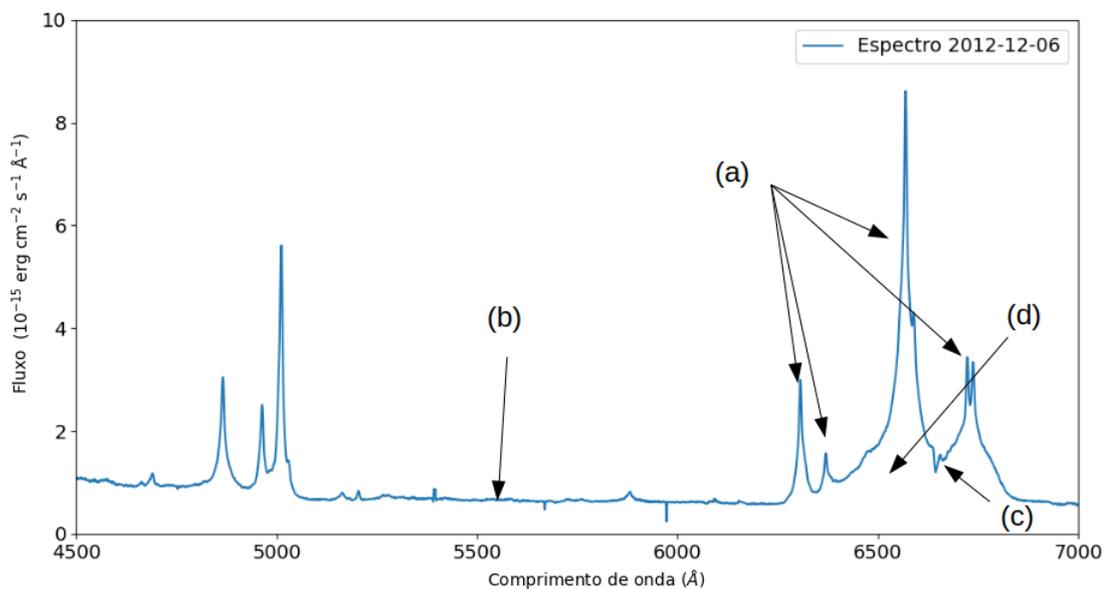
Um exemplo de espectros bidimensionais e unidimensionais já reduzidos pelas etapas 1–6 estão mostrados, respectivamente, nas Figuras 2.4 e 2.5.

Figura 2.4 – Espectro bidimensional da galáxia Pictor A obtida do telescópio Gemini-Sul. Os dados espectroscópicos bidimensionais obtidos para galáxia Pictor A após o processo de redução de dados. No eixo horizontal tem-se a direção espectral (informação de comprimento de onda), enquanto que no eixo vertical tem-se a direção espacial.



Fonte: <Autoria própria>

Figura 2.5 – Espectro nuclear da galáxia Pictor A. Na figura pode-se visualizar o espectro unidimensional da galáxia Pictor A extraído após a redução de dados, nele é possível observar algumas de suas linhas de emissão (a), o contínuo do AGN (b), uma das linhas de absorção telúrica (c) e a linha de emissão larga em duplo-pico de $H\alpha$ (d). O espectro corresponde a extração nuclear realizada nos dados bidimensionais apresentados na figura 2.4.

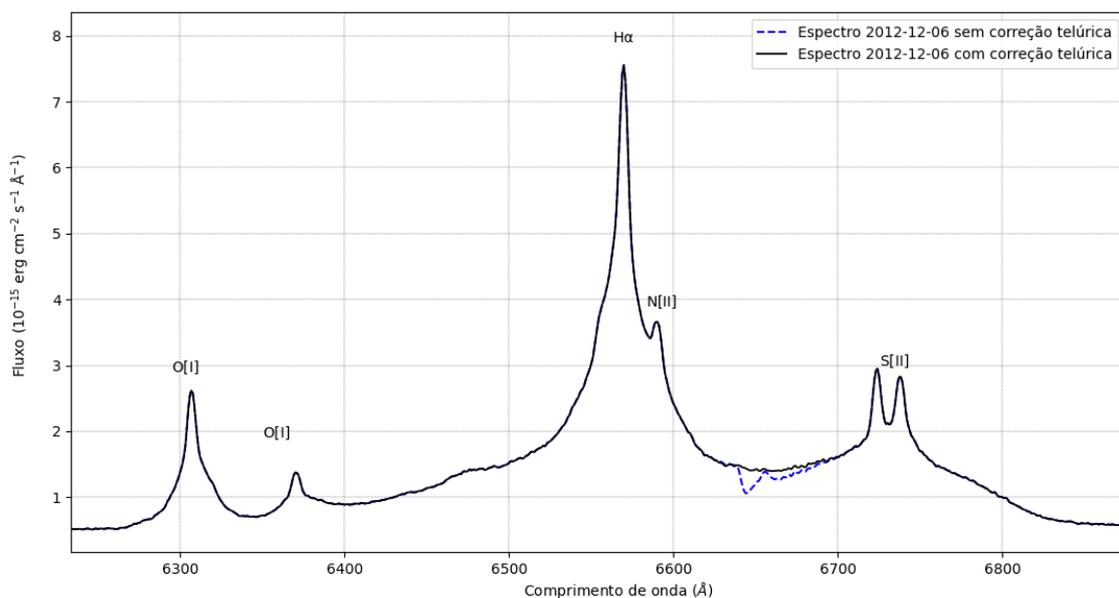


Fonte: <Autoria própria>

As etapas de redução de dados 1–6 são consideradas etapas padrão para a maioria dos dados de espectroscopia. No entanto, os espectros nucleares da galáxia Pictor A ainda apresentam bandas de absorção telúricas provenientes das moléculas da atmosfera. Esta banda de absorção está localizada em aproximadamente λ 6650 Å, como pode ser visto na Figura 2.6. Para realizar a correção telúrica, realizou-se a normalização do espectro da estrela EG21 – para dados do Gemini – e HR1996 – para dados do SOAR – escalonando-os pelas razões das massas de ar do dia em que foi observada a estrelas e dos dias em que os dados de ciência foram obtidos. Esta etapa de correção é fundamental para o presente trabalho, uma vez que, a banda de absorção telúrica localiza-se na região da linha larga de $H\alpha$, e se não for corrigida pode afetar as medidas de fluxo e o estudo da variabilidade do perfil em duplo-pico.

Um exemplo da correção aplicada ao espectro da Figura 2.5, pode ser visto na Figura 2.6.

Figura 2.6 – Espectro da galáxia Pictor A com correção Telúrica. Em azul tracejado pode-se visualizar o espectro da galáxia Pictor A sem a aplicação da correção telúrica, já a linha sólida em preto corresponde ao espectro com correção telúrica.



Fonte: <Autoria própria>

Após a redução, estimou-se a qualidade dos dados obtidos através da razão sinal-ruído do contínuo no intervalo de comprimento de onda 6150 Å até 6200 Å. Utilizou-se este intervalo de comprimento de onda por não apresentar linhas de emissão ou absorção muito intensas e estar localizado em comprimentos de onda próximos a linha de emissão larga em duplo-pico. Para todas as observações obtidas com o telescópio Gemini-Sul o valor da razão sinal-ruído ficou em torno de 100, enquanto que, para o telescópio SOAR o valor ficou próximo de 40, o que corrobora a qualidade dos dados obtidos. As estimativas da razão sinal-ruído estão mostradas na

Tabela 2.1. Quando compara-se o fluxo do pico da linha estreita de $H\alpha$ com o ruído do contínuo (entre 6150 Å– 6200 Å) a razão sinal-ruído para a linha é pelo menos 10 vezes maior do que a razão sinal-ruído para o contínuo. Também estimou o alargamento instrumental medindo-se a FWHM das linhas de emissão da lâmpada de calibração, esses valores estão mostrados na Tabela 2.2.

Tabela 2.2 – FWHM das linhas de emissão da lâmpada de calibração.

	Gemini IFU	Gemini LS	SOAR IFU	SOAR LS
FWHM	2,4 Å	4,7 Å	3,17Å	3,31Å
Velocidade	107 km s ⁻¹	210 km s ⁻¹	141 km s ⁻¹	147 km s ⁻¹
σ	45 km s ⁻¹	89 km s ⁻¹	60 km s ⁻¹	62 km s ⁻¹

Fonte: <Autoria própria>

3 METODOLOGIA DE ANÁLISE

Um dos principais objetivos deste trabalho é quantificar a variabilidade do perfil em duplo-pico da linha de emissão larga de $H\alpha$ e, posteriormente, através da modelagem desta linha de emissão, determinar parâmetros físicos do disco de acreção e estabelecer um cenário físico que explique as variações observadas.

Os espectros óticos nucleares da galáxia Pictor A apresentam linhas de emissão largas (formadas na BLR) e estreitas (formadas na NLR), ver Figura 2.5. A região de linhas estreitas tem uma extensão típica de 100-1000 pc (HECKMAN; MILEY; GREEN, 1984; AUGUSTO et al., 2001), sendo a única estrutura dos AGNs que é espacialmente resolvida no ótico (BEN-NERT et al., 2006). Essas dimensões típicas indicam que o gás nessa região pode se estender a distâncias de centenas de parsec em relação ao SMBH central. Trabalhos utilizando a técnica de mapas de reverberação (PETERSON, 1993) sugerem que o gás na BLR está localizado a distâncias típicas entre 10 e 100 dias-luz do SMBH central, o que significa que esta região é mais compacta e está mais próxima do SMBH central. Como a NLR é muito mais estendida que a BLR, o fluxo das linhas largas tem uma escala de variabilidade mais curta, uma vez que, variações no fluxo ionizante levam centenas de anos para se propagarem ao longo da NLR.

Os dados utilizados neste trabalho foram coletados entre os anos de 2006 a 2018, o que corresponde a um intervalo de tempo de 12 anos. Nesta escala de tempo não é esperado que ocorram variações significativas no fluxo das linhas estreitas, já que, a extensão dessa região é tipicamente da ordem de 100–1000 pc. Por este motivo, utilizou-se a linha de emissão [O I] $\lambda 6300 \text{ \AA}$ como referência para a inter-calibração dos espectros nucleares obtidos. Essa inter-calibração é fundamental para determinar corretamente a variabilidade da linha larga de $H\alpha$, uma vez que ao longo do monitoramento os dados foram calibrados em fluxo relativo e não em fluxo absoluto. Nesse sentido, a metodologia descrita nesse capítulo nas sessões 3.1 e 3.3, foram aplicadas aos espectros inter-calibrados pelo fluxo da linha estreita [O I] $\lambda 6300 \text{ \AA}$ da observação do dia 20 de agosto de 2012. Esse processo foi aplicado posteriormente a subtração do pseudo-contínuo do AGN.

3.1 MEDIDAS DE FLUXO DO PERFIL EM DUPLO-PICO

Como pode ser visto na Figura 2.6 existe uma superposição do fluxo da linha de emissão estreita de $H\alpha$ com a sua componente larga em duplo-pico. Com o objetivo de obter medidas para o fluxo integrado do perfil duplo-pico de $H\alpha$, realizou-se um ajuste simultâneo das linhas estreitas e largas presentes no espectro. A motivação para realizar um ajuste simultâneo de todas as linhas de emissão é diminuir a degenerescência do ajuste incluindo vínculos cinemáticos nas funções Gaussianas utilizadas para ajustar as linhas estreitas. Para realizar tal

ajuste, utilizou-se o código **IFSCUBE**¹ (RUSCHEL-DUTRA et al., 2021), que permite ajustar diversas Gaussianas no espaço de velocidades, incluindo diversos vínculos e limites sobre os parâmetros do ajuste. No código, uma função Gaussiana é caracterizada por três parâmetros: a velocidade correspondente ao centro da linha de emissão, velocidade centroide (v_C medido em km s^{-1}), a dispersão de velocidades ao redor do valor central (σ em km s^{-1}), e a amplitude da função Gaussiana (medida nas mesmas unidades de fluxo do espectro a ser ajustado). Devido a complexidade das linhas de emissão no espectro o ajuste simultâneo das linhas foi realizado utilizando-se diversas funções Gaussianas:

- Linhas estreitas: $H\alpha_{\text{narrow}} \lambda 6563 \text{ \AA}$, $[S \text{ II}] \lambda \lambda 6715,6730 \text{ \AA}$, e $[N \text{ II}] \lambda \lambda 6548,6583 \text{ \AA}$. Cada uma dessas linhas estreitas foi ajustada com duas funções Gaussianas sob o vínculo de que essas linhas pertenciam ao mesmo grupo cinemático². Isso significa que cada uma das duas funções ajustadas possuía os mesmos valores de v_C e σ para as diferentes linhas de emissão. Além do vínculo cinemático, a amplitude da linha de emissão do $[N \text{ II}] \lambda 6583 \text{ \AA}$ foi vinculada para ter o triplo da amplitude da linha de emissão $[N \text{ II}] \lambda 6548 \text{ \AA}$.
- Linhas estreitas $[O \text{ I}] \lambda \lambda 6300,6365 \text{ \AA}$: Assim como as linhas estreitas do $H\alpha_{\text{narrow}}$, $[S \text{ II}]$ e $[N \text{ II}]$, as linhas do $[O \text{ I}]$ foram reproduzidas com duas funções Gaussianas sob o vínculo de que essas linhas pertencem a um mesmo grupo cinemático.
- Linha Larga de $H\alpha$, componente de baixa velocidade: a componente de mais baixa velocidade, que corresponde a região central do perfil (próxima ao comprimento de referência $H\alpha \lambda 6563 \text{ \AA}$) foi chamada de **componente larga central** (CBC, do inglês *central broad component*). Essa componente larga central já foi identificada em outros trabalhos que estudaram emissores em duplo-pico, como no caso da NGC 7213 (SCHIMOIA et al., 2017). Uma possível interpretação dessa componente da linha de emissão é que ela se origina de um gás que orbita o SMBH mas que não está distribuído em um plano preferencial de órbita. No ajuste simultâneo das linhas, essa componente foi ajustada com duas componente Gaussianas sem vínculos entre si.
- Linha Larga de $H\alpha$, componente de alta velocidade: A região do perfil com as mais altas velocidades, $|v| \gtrsim 5,000 \text{ km s}^{-1}$, o que corresponde a $\lambda \gtrsim 6673 \text{ \AA}$ ou $\lambda \lesssim 6453 \text{ \AA}$ pode ser interpretada como originária justamente da componente do gás que está distribuída na forma de um disco de acreção ao redor do SMBH central (ABRAMOWICZ; FRAGILE, 2013; NEMMEN, 2005). Devido a complexidade da linha de emissão larga, o **lado azul do perfil** ($\lambda \lesssim 6453 \text{ \AA}$) foi ajustado utilizando 5 funções Gaussianas sem vínculos entre si, e de maneira similar, o **lado vermelho do perfil** ($\lambda \gtrsim 6673 \text{ \AA}$) foi ajustado com outras 5 funções Gaussianas também sem vínculos entre si. Durante o processo de ajuste das

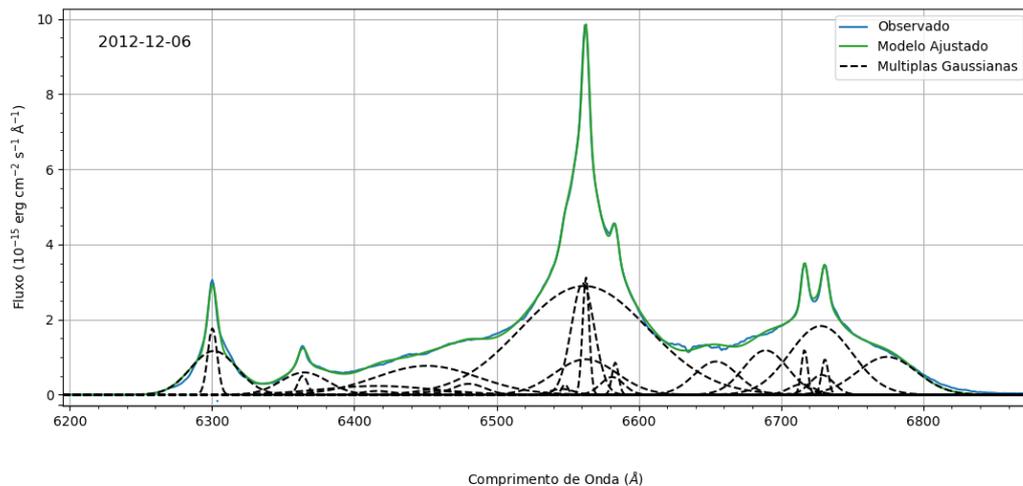
¹O código está disponível no seguinte repositório <10.5281/zenodo.4065550>.

²O arquivo de configuração do IFSCUBE pode ser visto no apêndice A.

linha de emissão foram realizados diversos testes utilizando-se quantidades diferentes de Gaussianas para ajustar os lados azul e vermelho do perfil, no entanto, o número de 5 Gaussianas mostrou-se suficiente para reproduzir a região de mais alta velocidade da linha de emissão.

Um exemplo do ajuste simultâneo das linhas de emissão utilizando os vínculos descritos anteriormente, está mostrado na Figura 3.1. Na figura, a linha sólida azul representa o espectro observado e a linha sólida verde representa o melhor ajuste das linhas de emissão. As linhas tracejadas representam as diversas funções Gaussianas ajustadas.

Figura 3.1 – Ajuste simultâneo das linhas de emissão via IFSCUBE. A linhas sólida azul representa o espectro observado em 6 de dezembro de 2012. A linha verde sólida representa o melhor ajuste realizado pelo código. As linhas tracejadas representam todas as Gaussianas individuais utilizadas para ajustar tanto as linhas estreitas quanto a linha larga de $H\alpha$. O eixo vertical corresponde a unidade de fluxo, enquanto que o horizontal a unidade de comprimento de onda.



Fonte: <Autoria própria>

Após o ajuste das linhas de emissão utilizando o IFSCUBE foi possível separar o fluxo das linhas de emissão estreitas do fluxo da linha de emissão larga de $H\alpha$:

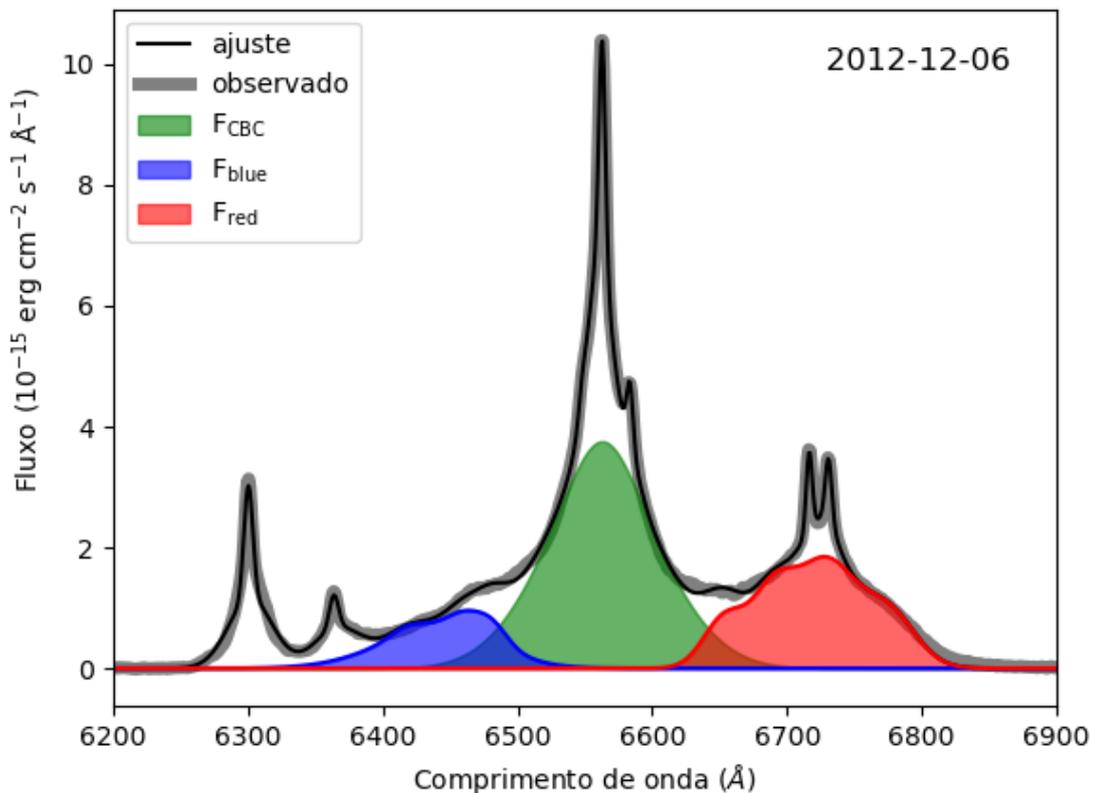
- O fluxo da componente larga central, F_{CBC} , foi determinado integrando-se o fluxo resultante da soma das duas funções Gaussianas utilizadas para ajustar a componente central (de baixa velocidade) da linha larga. A região hachurada em verde na Figura 3.2 ilustra o fluxo integrado correspondente a F_{CBC} .
- O fluxo do lado azul do perfil, F_{blue} , está associado à componente do gás com velocidades projetadas negativas, ou seja, corresponde a um gás que emite a linha de emissão e está se aproximando do observador. O fluxo foi calculado integrando-se o resultado da soma

das 5 funções Gaussianas utilizadas para ajustar o lado azul do perfil. A região hachurada azul na Figura 3.2 ilustra o fluxo integrado correspondente a F_{blue} .

- O fluxo do lado vermelho do perfil, F_{red} , está associado à componente do gás com velocidades projetadas positivas, ou seja, corresponde a um gás que emite a linha de emissão e está se afastando do observador. O fluxo também foi calculado integrando-se o resultado da soma das 5 funções Gaussianas utilizadas para ajustar o lado vermelho do perfil. A região hachurada em vermelho na Figura 3.2 ilustra o fluxo integrado correspondente a F_{red} .
- **F_{broad} corresponde ao fluxo integrado total da linha de emissão larga de $H\alpha$, ou seja,**

$$F_{\text{broad}} = F_{\text{CBC}} + F_{\text{blue}} + F_{\text{red}}$$

Figura 3.2 – Fluxo da linha larga estimado pelo IFSCUBE. A linha sólida em cinza corresponde ao espectro observado em 06 de dezembro de 2012. A linha sólida em preto representa o ajuste realizado pelo IFSCUBE. A região hachurada verde corresponde ao fluxo F_{CBC} , enquanto as regiões hachuradas azul e vermelha correspondem aos fluxos F_{blue} e F_{red} , respectivamente. O fluxo total da linha larga de $H\alpha$ corresponde a $F_{\text{broad}} = F_{\text{CBC}} + F_{\text{blue}} + F_{\text{red}}$.



Fonte: <Autoria própria>

Além das medidas de fluxo, caracterizou-se o perfil em duplo-pico através de medidas cinemáticas. Uma vez que a linha de emissão larga de $H\alpha$ apresenta um perfil complexo (bastante diferente de uma única Gaussiana) optou-se por definir dois parâmetros capazes de fornecer uma estimativa da velocidade projetada do gás para o lado azul e para o lado vermelho do perfil. Para isto, determinou-se o primeiro momento de cada distribuição correspondente a soma das 5 funções Gaussianas ajustadas para reproduzir os lados azul e vermelho do perfil. O parâmetro λ_{blue} foi definido como:

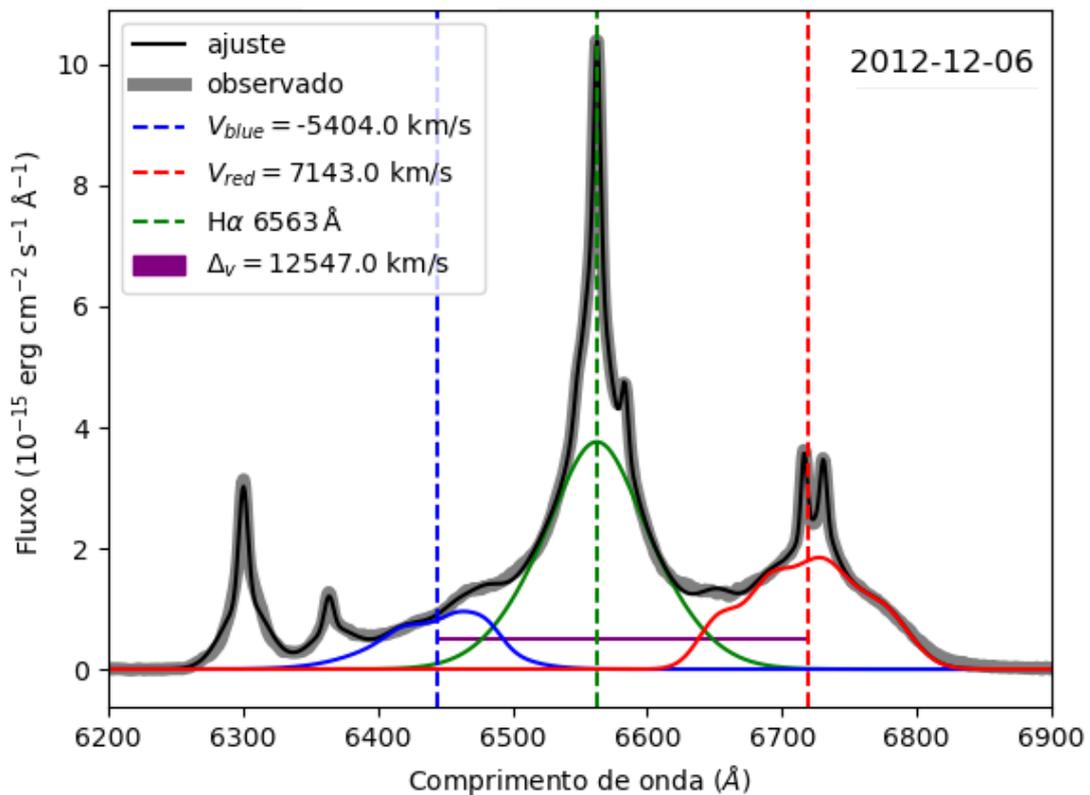
$$\lambda_{\text{blue}} = \frac{\int_{-\infty}^{+\infty} F_{\lambda} \lambda d\lambda}{\int_{-\infty}^{+\infty} F_{\lambda} d\lambda} \quad (3.1)$$

onde λ representa os comprimentos de onda e F_{λ} representa a soma das 5 funções Gaussianas utilizadas para ajustar o lado azul do perfil (mesma distribuição de onde calculou-se F_{blue}). Este parâmetro representa o primeiro momento da distribuição de fluxo do lado azul do perfil, e através dele é possível calcular uma velocidade característica do gás na linha de visada, V_{blue} :

$$V_{\text{blue}} = c \times \frac{\lambda_{\text{azul}} - \lambda_{H\alpha}}{\lambda_{H\alpha}} \quad (3.2)$$

onde c é a velocidade da luz no vácuo. De maneira similar, calculou-se o parâmetro λ_{red} e a velocidade V_{red} utilizando-se as 5 funções Gaussianas ajustadas ao lado vermelho do perfil. Os parâmetros e as velocidades características estimadas para a observação do dia 06 de dezembro de 2012 estão mostrados na Figura 3.3. Na figura, a linha tracejada azul e vermelha correspondem aos comprimentos de onda $\lambda_{\text{blue}} = 6444 \text{ \AA}$ e $\lambda_{\text{red}} = 6719 \text{ \AA}$, respectivamente. Nesses comprimentos de ondas, as velocidades características do gás são $V_{\text{blue}} = -5404 \text{ km s}^{-1}$ e $V_{\text{red}} = 7143 \text{ km s}^{-1}$. Ainda calculou-se um outro parâmetro, denominado $\Delta_V = V_{\text{red}} - V_{\text{blue}} = 12457 \text{ km s}^{-1}$, que representa uma largura característica do perfil em duplo-pico. O parâmetro Δ_V pode ser utilizado para comparar diferentes épocas de observação em que o perfil em duplo-pico pode estar mais estreito ou mais alargado. Além da largura característica do perfil em duplo-pico, também caracterizou-se a cinemática do gás do F_{CBC} (Δ_{CBC}) através da FWHM das duas funções Gaussianas utilizadas no ajuste dessa componente. Essa medida é importante para verificar se, de fato, a componente central corresponde a um gás em emissão de mais baixa velocidade. As medidas de fluxo e de cinemática do perfil em duplo-pico foram realizadas para todas as 18 observações, seus resultados serão discutidos na seção 4.2 do capítulo 4.

Figura 3.3 – Parâmetros de caracterização do perfil em duplo-pico. A linha sólida em cinza corresponde ao espectro observado em 06 de dezembro de 2012. A linha sólida em preto representa o ajuste realizado pelo IFSCUBE. A linha em azul contínua refere-se ao fluxo do lado azul e a tracejada marca o comprimento de onda referente ao primeiro momento da distribuição de fluxo do lado azul. A linha em vermelho contínua refere-se ao fluxo do lado vermelho e a tracejada corresponde ao comprimento de onda referente ao primeiro momento da distribuição de fluxo do lado vermelho. As linhas em verde contínua e tracejada, representam o fluxo e o comprimento de onda de referência de $H\alpha$ 6563 Å, respectivamente. A linha em roxo contínua representa a largura característica do perfil em duplo-pico.



Fonte: <Autoria própria>

3.2 ANÁLISE DA VARIABILIDADE

Na seção 1.4.3 do primeiro capítulo, foi discutido que os perfis em duplo-pico podem apresentar variações na sua forma e no fluxo integrado ao longo do tempo. Com o objetivo de quantificar a variabilidade para a galáxia Pictor A, utilizou-se do método de análise proposto por O'Brien et al. (1998), que estima as variações para a curva luz. Neste método, os parâmetros utilizados são: N , que corresponde ao número de medidas obtidas ao longo do monitoramento;

\bar{F} e σ_F , que correspondem ao fluxo médio e o desvio padrão do fluxo, respectivamente. O parâmetro F_{var} representa a estimativa da amplitude média variacional corrigida pelas incertezas, que pode ser obtida pela expressão:

$$F_{\text{var}} = \frac{\sqrt{\sigma_F^2 - \Delta^2}}{\bar{F}} \quad (3.3)$$

onde Δ representa a média dos quadrados dos valores individuais das incertezas, ε_i , para $i = 1, 2, 3, \dots, N$ observações. De modo que,

$$\Delta^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \varepsilon_i^2 \quad (3.4)$$

As vantagens dessa estimativa são; (i) F_{var} é uma estimativa global de variabilidade que permite comparar diretamente as amplitudes variacionais de curvas de luz distintas; (ii) no cálculo de F_{var} já estão descontados os valores das incertezas das medidas, de modo que, o F_{var} pode ser compreendido como o parâmetro que mede a variação global da curva de luz.

3.3 MODELAMENTO DA LINHA DE EMISSÃO LARGA EM DUPLO-PICO DE $H\alpha$

Um dos cenários físicos que ao longo das últimas décadas tem sido muito bem sucedido em explicar as diversas características observadas na variabilidade em fluxo e cinemática dos perfis em duplo-pico é o modelo de disco de acreção geometricamente fino. Nesse modelo, o gás no disco possui orbitas Keplerianas e relativísticas ao redor do SMBH, o disco possui um ângulo de inclinação, i , com relação ao plano do céu, e encontra-se a temperaturas que permitem a recombinação de íons de Hidrogênio com elétrons livres do meio.

Este modelo de disco foi primeiramente proposto por Chen, Halpern e Filippenko (1989), o fluxo específico da linha de emissão F_ν é o resultado da integração da intensidade específica $I_\nu(\xi, \phi, \nu)$ da radiação emitida para todas as células do disco de acreção, integrado também sobre todas as possíveis frequências $d\nu$ e sobre o ângulo sólido do disco com relação ao observador $d\Omega$.

$$F_\nu = \int \int \int I_\nu d\nu d\Omega \quad (3.5)$$

A intensidade específica é expressa em termos da emissividade superficial do disco de acreção $\varepsilon(\xi, \phi)$ e do parâmetro de alargamento σ , que representa os movimentos turbulentos do gás nas células emissoras.

$$I_{\nu_e}(\xi, \phi, \nu_e) = \frac{\varepsilon(\xi, \phi) e^{-\frac{(\nu_e - \nu_0)^2}{2\sigma^2}}}{4\pi (2\pi)^{\frac{1}{2}} \sigma} \quad (3.6)$$

ϕ é a coordenada azimutal, ξ é a distância radial em relação ao SMBH central em termos do raio gravitacional $r_g = \frac{GM_\bullet}{c^2}$, onde G , M_\bullet e c correspondem a constante universal da Gravitação, a massa do SMBH e c a velocidade da luz no vácuo, respectivamente. Já ν_e e ν_0 correspondem a frequência emitida e a de referência com relação a $H\alpha$ 6563 Å, respectivamente.

Com esse modelo de estrutura geral de disco circular, inclinado, composto por gás com órbitas Keplerianas e relativísticas, Chen, Halpern e Filippenko (1989) foram capazes de modelar o perfil para as linhas alargadas de $H\alpha$ e $H\beta$ do primeiro AGN em duplo-pico a ser descoberto, a galáxia Arp 102. No modelo, a emissividade superficial possuía simetria azimutal, e como consequência, o lado azul da linha larga modelada era mais intenso que o lado vermelho devido a efeitos relativísticos. Assim, o modelo de emissividade com dependência somente dos parâmetros radiais, $\varepsilon(\xi, \phi)$, eram suficientes para explicar a maior intensidade observada para o fluxo do lado azul.

$$\varepsilon(\xi, \phi) = \varepsilon(\xi) = \varepsilon_0 \xi^{-q}$$

onde q representa ao índice da lei de emissividade e ε_0 é uma constante de normalização do modelo.

A medida que mais emissores em duplo-pico foram observados, notou-se que em determinadas épocas, os AGNs emissores em duplo-pico costumam apresentar a emissão oriunda do lado vermelho maior que a do lado azul. Para Lewis, Eracleous e Storchi-Bergmann (2010) a explicação para esse fenômeno deve-se aos casos em que o disco não possui simetria azimutal. Nesses casos, o perfil retrata as regiões mais espessas e que estão associadas a braços espirais ou propriamente a manchas no disco (LEWIS; ERACLEOUS; STORCHI-BERGMANN, 2010; GILBERT et al., 1999). O modelamento do perfil nessa situação também depende da emissividade $\varepsilon(\xi, \phi)$, mas agora a emissividade é separada em uma componente azimutal, $\varepsilon(\phi)$, e outra apenas radial, $\varepsilon(\xi)$:

$$\varepsilon(\xi, \phi) = \varepsilon(\xi)[1 + \varepsilon(\phi)]$$

A função que descreve a dependência azimutal da emissividade superficial, $\varepsilon(\phi)$, na forma de um braço espiral, é dada por:

$$\varepsilon(\phi) = \left\{ \frac{A}{2} \exp \left[-\frac{4 \ln 2}{\delta^2} (\phi - \psi_0)^2 \right] + \frac{A}{2} \exp \left[-\frac{4 \ln 2}{\delta^2} (2\pi - \phi + \psi_0)^2 \right] \right\} \quad (3.7)$$

onde, o parâmetros A corresponde ao contraste do braço espiral com o disco subjacente, e δ representa a largura azimutal do braço espiral. Enquanto que, o termo $\phi - \psi_0$, representa a distância azimutal da posição de máxima emissividade do braço espiral. A posição azimutal de máxima emissividade do braço espiral, ψ_0 pode ser expressa em termos da distância radial ξ :

$$\psi_0 = \phi_0 + \frac{\ln(\xi/\xi_{sp})}{\tan p} \quad (3.8)$$

onde, ϕ_0 corresponde a orientação azimutal do padrão espiral, p ao ângulo de enrolamento

do braço denominado *pitch angle* e ξ_{sp} ao raio mais interno no qual inicia o braço espiral (SCHIMOIA, 2015).

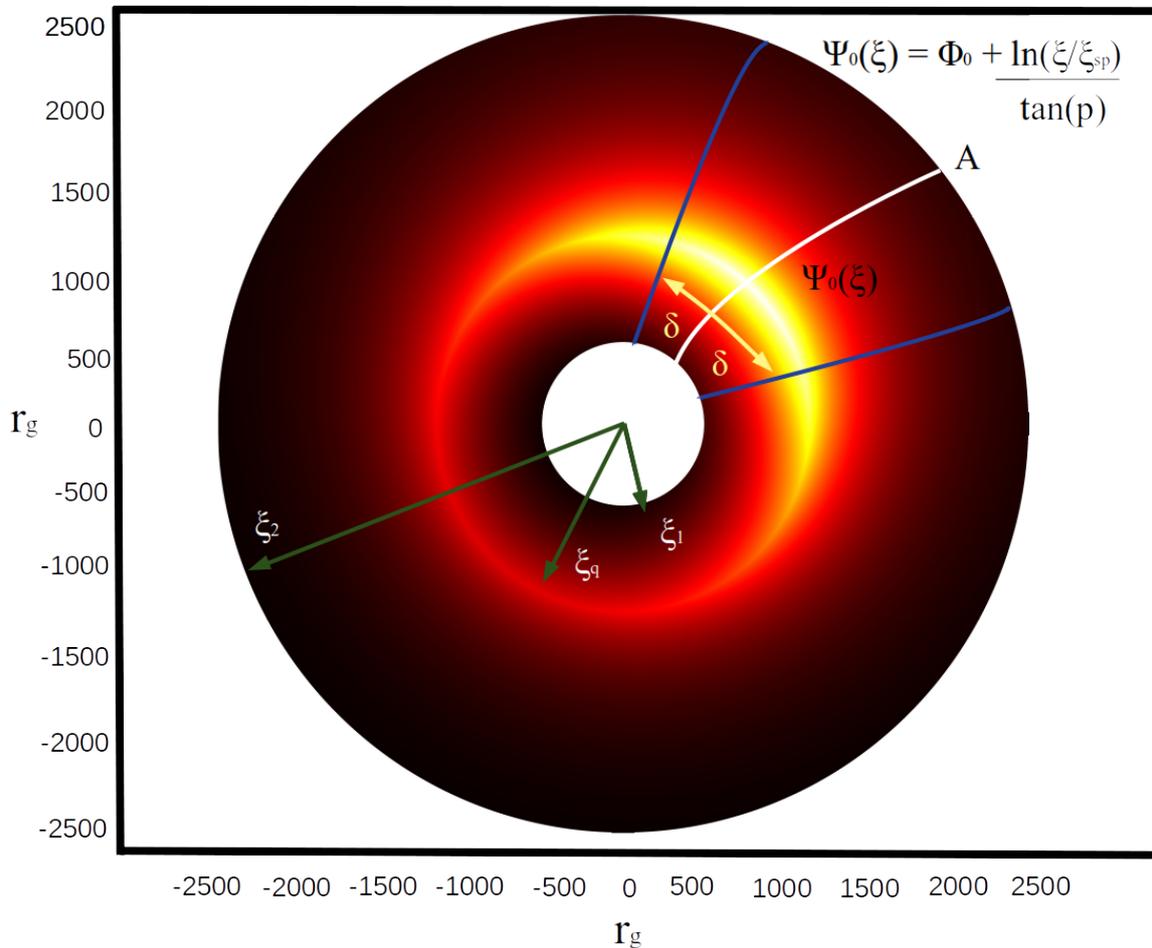
Para modelar a dependência radial da emissividade superficial do disco, $\varepsilon(\xi)$, utilizou-se uma prescrição na qual existe um raio de máxima emissividade que se localiza entre os raios interno e externo do disco:

$$\varepsilon(\xi) = \begin{cases} \varepsilon_0 \xi^{-q_1}, & \xi_1 < \xi < \xi_q \\ \varepsilon_0 \xi_q^{-(q_1-q_2)} \xi^{-q_2}, & \xi_q < \xi < \xi_2 \end{cases} \quad (3.9)$$

onde o parâmetro ξ_q corresponde ao raio de máxima emissividade, q_1 é o índice da lei de emissividade para regiões localizadas entre ξ_1 e ξ_q , enquanto q_2 corresponde ao índice da lei de emissividade para regiões entre ξ_q e ξ_2 . Como a emissividade é descrita como uma lei de potência, quando o índice de emissividade (q) for ≤ 0 , a emissividade é crescente no disco, enquanto que nos casos que o índice (q) for ≥ 0 , a emissividade do disco decresce. Para valores fixos de $q_1 < 0$ e $q_2 > 0$, o parâmetro ξ_q permite ajustar a largura do perfil em duplo-pico modelado, quando o ξ_q está mais próximo de ξ_1 o perfil tende a ser mais largo, e quando ξ_q está mais próximo de ξ_2 o perfil tende a ser mais estreito.

Uma ilustração dos principais parâmetros do modelo de disco de acreção pode ser visto na figura 3.4.

Figura 3.4 – Ilustração dos principais parâmetros do modelo de disco de acreção assimétrico. Na figura os termos ξ_1 e ξ_2 representam o raio interno e externo da região emissora da linha. O parâmetro ξ_q corresponde ao raio de quebra da emissividade radial. A linha em branco representa a emissividade máxima do disco e o parâmetro $\psi_0(\xi)$, representa a posição angular da linha de máxima emissividade para cada raio do disco.



Fonte: <Autoria própria>

Neste modelo, os possíveis parâmetros livres podem ser divididos em parâmetros associados à estrutura física do disco e parâmetros associados à emissividade superficial do disco:

- Associados à estrutura do disco:
 1. o raio interno e externo, ξ_1 e ξ_2 , respectivamente;
 2. o parâmetro de alargamento σ ;
 3. o ângulo de inclinação i .
- Associados à emissividade superficial do disco:
 1. o contraste do braço espiral A ;

2. a largura azimutal do braço espiral δ ;
3. o ângulo de orientação do braço espiral ϕ_0 ;
4. o ângulo de enrolamento do braço, *pitch angle* p ;
5. o raio onde inicia o braço espiral ξ_{sp} ;
6. o raio de quebra da lei de emissividade ξ_q ;
7. o índice da lei de emissividade, q_1 , para raios $\xi_1 < \xi < \xi_q$;
8. o índice da lei de emissividade, q_2 , para raios $\xi_q < \xi < \xi_2$.

4 RESULTADOS E DISCUSSÕES

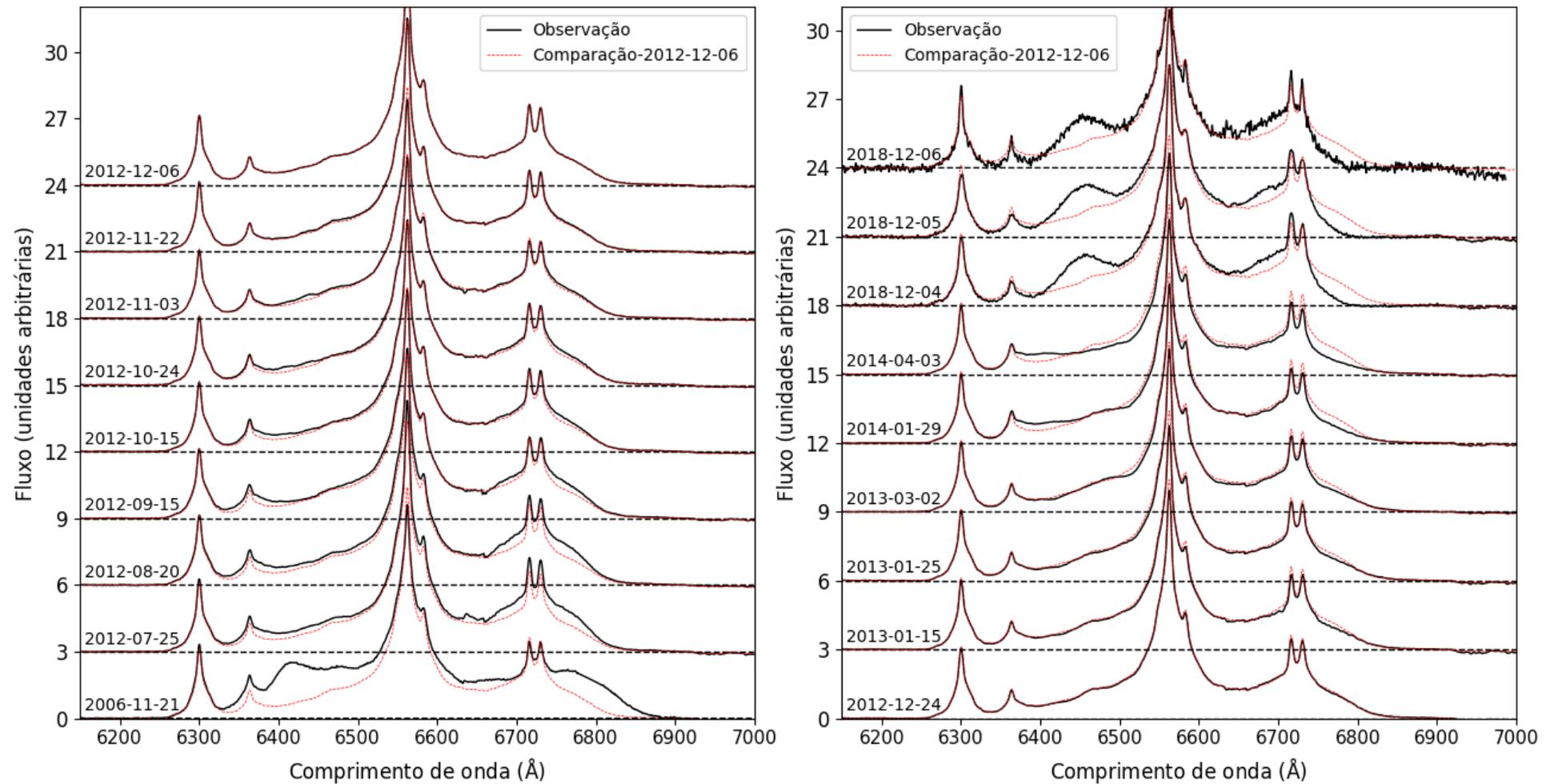
Neste capítulo são apresentados os resultados acerca do monitoramento espectroscópico realizado para o AGN da galáxia Pictor A. O monitoramento do perfil e seu estudo permitiu obter um conjunto de informações que ajudam a compreender a cinemática e a estrutura física de disco de acreção. Para elucidar as informações resultantes da pesquisa, usou-se de diversificadas figuras e tabelas, uma vez que elas ajudam a acompanhar as escalas de variabilidade e mostram os resultados da pesquisa. Esses resultados e as discussões estão apresentados nas próximas seções.

4.1 VARIABILIDADE DA LINHA LARGA DE $H\alpha$ EM DUPLO-PICO

O monitoramento da variabilidade da linha de emissão larga de $H\alpha$ em duplo-pico tem permitindo obter informações sobre como o gás emissor da linha está distribuído ao redor do SMBH e também obter estimativas para a massa do SMBH central (LEWIS; ERACLEOUS, 2006). Neste trabalho apresenta-se um conjunto de 18 observações espectroscópicas do AGN da galáxia Pictor A. Todos os dados obtidos neste monitoramento estão mostrados na Figura 4.1. Na figura, está mostrada a região espectral que contém a linha de emissão larga de $H\alpha$ de todas as observações. Por motivos de comparação, juntamente com cada época de observação também está mostrado o espectro obtido em 06 de dezembro de 2012. Na imagem, os espectros de 2006, 2012, 2013 e 2014 foram tomados utilizando-se do telescópio Gemini-Sul, enquanto que, os espectros de 2018 foram obtidos com o telescópio SOAR.

Na figura, é possível perceber visualmente que, ao longo de todo o monitoramento, o perfil em duplo-pico apresentou variações na sua forma e no fluxo quando comparado com o espectro de referência – linha tracejada em vermelho. As variações mais significativas correspondem a observações tomadas com intervalos de tempo de muitos anos. Por exemplo, uma comparação entre as observações tomadas em 2006, 2012 (06 de dezembro) e 2018 (06 de dezembro), torna evidente que o perfil em duplo-pico pode variar nessa escala de tempo mais longa (ao longo de anos).

Figura 4.1 – Espectros da galáxia Pictor A. Na imagem pode-se observar todos os espectros obtidos durante o monitoramento do AGN da galáxia Pictor A. A linha em preto corresponde ao espectro observado em cada data, enquanto que a linha em vermelho corresponde ao espectro obtido em 06 de dezembro de 2012, e está mostrado em todas as datas por motivos de comparação.



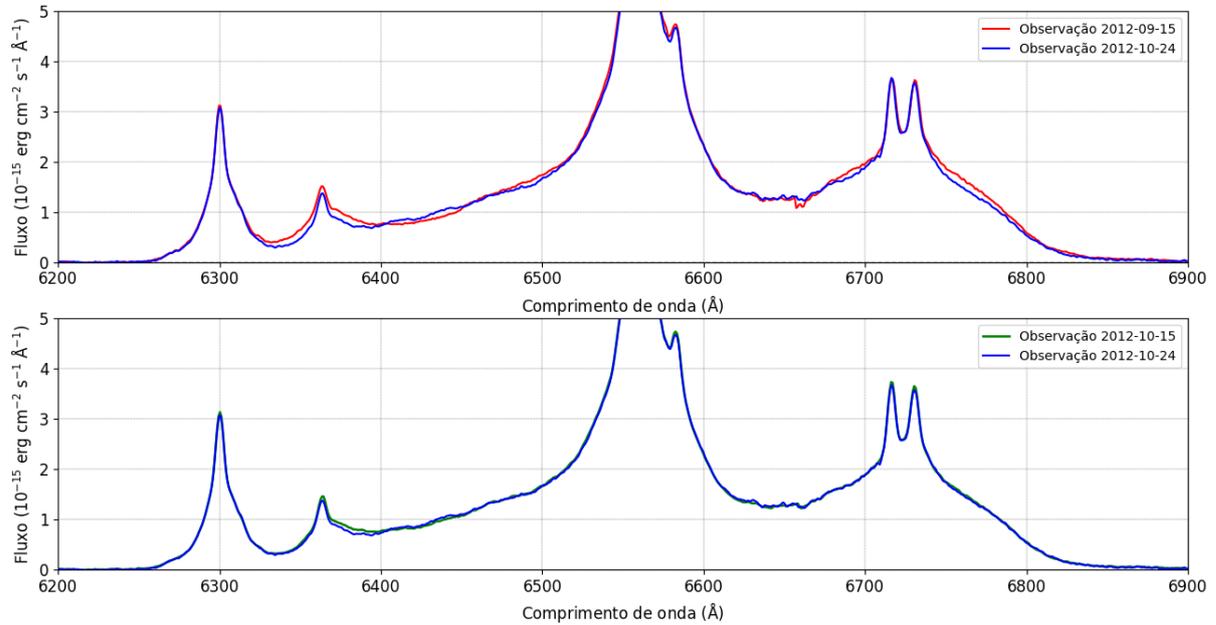
Quando comparam-se observações separadas por intervalos de tempo de alguns meses, percebe-se que existem variações menos acentuadas na forma e no fluxo do perfil. Por exemplo, comparando-se as observações de 25 de julho de 2012 e 06 de dezembro de 2012, percebe-se que o fluxo do lado vermelho do perfil diminuiu, e comparado-se as observações de 06 de dezembro de 2012 e 02 de março de 2013, essa tendência se manteve, ou seja, o fluxo do lado vermelho do perfil diminuiu ainda mais. Durante este intervalo de tempo, de 25 de julho de 2012 a 02 de março de 2013 (aproximadamente 8 meses), a diminuição gradual do fluxo do lado vermelho do perfil é a característica de variabilidade mais evidente nessas observações.

O menor intervalo de tempo entre duas observações consecutivas do monitoramento foi de um dia, por exemplo, entre os dados obtidos nos dias 04, 05 e 06 de dezembro de 2018. Nesta escala de tempo muito curta (1 dia) não é possível observar nenhuma variação significativa no perfil em duplo-pico. O segundo menor intervalo de tempo entre duas observações corresponde a 9 dias, transcorridos entre as datas do dia 15 de outubro de 2012 e 24 de outubro de 2012. Os espectros dessas datas estão mostrados no painel inferior da Figura 4.2. Neste intervalo de tempo, a inspeção visual dos espectros sugere que ainda não existem variações significativas no perfil em duplo-pico. Por outro lado, considerando um intervalo de tempo de aproximadamente 40 dias entre duas observações, é possível detectar pequenas variações no perfil em duplo-pico. No painel superior da Figura 4.2 estão mostrados os espectros obtidos em 15 de setembro de 2012 e 24 de outubro de 2012 (intervalo de tempo de 39 dias), e nele é possível identificar variações no perfil em duplo-pico entre os dois espectros. Através dos dados do monitoramento pode-se concluir que variações significativas no perfil em duplo-pico foram detectadas apenas em intervalos de tempo maiores ou iguais a aproximadamente 40 dias (ou 5 semanas).

Outros trabalhos que monitoraram os perfis em duplo-pico de outros AGNs como a NGC 1097 (SCHIMOIA et al., 2012) e NGC 7213 (SCHIMOIA et al., 2017) encontraram que as menores escalas de tempo de variabilidade detectadas nos perfis em duplo-pico foram de 5 e 9 dias para a NGC1097 e NGC 7213, respectivamente. Os dados de monitoramento da Pictor A, apresentados neste trabalho, sugerem que esta escala de tempo de variabilidade é da ordem de 40 dias, o que é superior aos valores estimados para outros emissores em duplo-pico. Sob a hipótese de que variações do contínuo ionizante do AGN se propagam ao longo da extensão da região emissora do perfil em duplo-pico, variações significativas no fluxo do perfil estão diretamente associadas a própria extensão da região emissora, uma vez que, as variações detectadas em intervalos de tempo próximos a 40 dias, implicam que o contínuo ionizante do AGN se propagou por uma extensão de aproximadamente 40 dia-luz, o que mostrou-se suficiente para identificar variações. Caso essa região emissora possui-se dimensões menores, como por exemplo, 5 a 9 dia-luz, intervalos de tempo dessa ordem, já seriam suficiente para se observar variações significativas no perfil, mas como mostrado na Figura 4.2, no caso da Pictor A, variações nesse intervalo de tempo não são observadas.

Quando compara-se o perfil em duplo-pico da galáxia Pictor A com o perfil de outros emissores em duplo-pico já bem estudados na literatura, como por exemplo a NGC 1097 e

Figura 4.2 – Espectros da galáxia Pictor A em datas próximas. No painel superior as linhas sólidas na cor vermelha e azul comparam o espectro obtido na observações de 15 de setembro de 2012 com a do dia 24 de outubro de 2012, respectivamente. No painel direita a linha sólida em verde e azul comparam o espectro observado em 15 de outubro de 2012 com a do dia 24 de outubro de 2012, respectivamente.



Fonte: <Autoria própria>

NGC 7213, percebe-se que o perfil em duplo-pico da galáxia Pictor A é muito mais alargado. Isto significa que o seu perfil em duplo-pico se estende a regiões de comprimento de onda que corresponde velocidades projetadas mais altas do que as velocidades observadas para o gás emissor da linha larga em duplo-pico nas galáxias NGC 1097 e NGC 7213. Por exemplo, o perfil em duplo-pico da Pictor A está compreendido entre os comprimentos de onda aproximados de 6315Å e 6815 Å (para comprimentos de onda além desses limites o perfil em duplo-pico atinge intensidade zero). Essa extensão de comprimento de onda inclui diversas linhas de emissão, como por exemplo, a linha do [O I] $\lambda 6365$ Å, e a linha do [S II] $\lambda 6730$ Å. Um perfil em duplo-pico tão extenso em comprimento de onda é incomum em outros AGNs emissores em duplo-pico, de modo que para a NGC 1097 e a NGC 7213 por exemplo, seus perfis em duplo-pico se estendem em intervalos de comprimento de onda entre 6420 Å a 6740 Å e 6440 Å a 6750 Å, respectivamente. O espectro da galáxia NGC 1097 pode ser visualizados na Figura (3) de Schimoia et al. (2015) e o espectro da NGC 7213 na Figura (2) de Schimoia et al. (2017). Uma abordagem quantitativa dessa inspeção visual é apresentada na seção 4.2.

4.2 MEDIDAS DO PERFIL

Conforme apresentado na seção 3.1, o fluxo da linha larga de $H\alpha$, F_{broad} , foi ajustado utilizando-se de duas funções Gaussianas para a componente central e outras cinco para ajustar o fluxo do lado vermelho F_{red} e do lado azul F_{blue} . No caso das linhas de emissão estreitas superpostas ao perfil, o ajuste foi realizado com o uso de duas Gaussianas para cada linha. Apesar das linhas estreitas não serem formadas na mesma região das linhas largas, elas podem ser utilizadas para avaliar o ajuste realizado pelo IFSCUBE entre diferentes épocas de observação. Nesse sentido, foi comparado o fluxo integrado ajustado para a linha estreita do $[O\text{ I}] \lambda 6300 \text{ \AA}$ ao longo de todas as 18 observações. Verificou-se que o fluxo ajustado não apresentou uma variação média maior que 5%, o que sugere que o ajuste do IFSCUBE forneceu estimativas consistentes para o fluxo das linhas estreitas para todas as épocas de observação. Além disso, quando compara-se o fluxo integrado de observações separadas por um intervalo de tempo menor do que uma semana, verifica-se que o fluxo da linha larga do perfil em duplo-pico F_{broad} não apresenta uma variabilidade maior do que as incertezas associadas.

Com objetivo de estimar a influência do ruído instrumental nas estimativas de fluxo, utilizou-se o espectro com a menor razão sinal/ruído, observação IFU do SOAR (06 de dezembro de 2018), para produzir diversas distribuições de fluxo para o perfil em duplo-pico utilizando o método de Monte Carlo. Nesse método utilizou-se a razão sinal-ruído da Tabela 2.1 para introduzir incertezas em cada valor de fluxo do espectro seguindo uma distribuição normal. Em seguida, para cada novo espectro gerado calculou-se a integral do fluxo das diversas componentes da linha larga (F_{broad} , F_{CBC} , F_{red} e F_{blue}). Esta análise permitiu concluir que as incertezas associadas ao ruído do espectro são muito menores do que as incertezas associadas ao ajuste do IFSCUBE, o qual foi estimado em um valor médio de 5%. Dessa forma, em todas as medidas de fluxo das diversas componentes do perfil, adotou-se uma incerteza de $\pm 5\%$ do valor medido pelo IFSCUBE. Os valores medidos para as componentes F_{broad} , F_{CBC} , F_{red} e F_{blue} e as suas incertezas associadas, estão mostrados na Tabela 4.1.

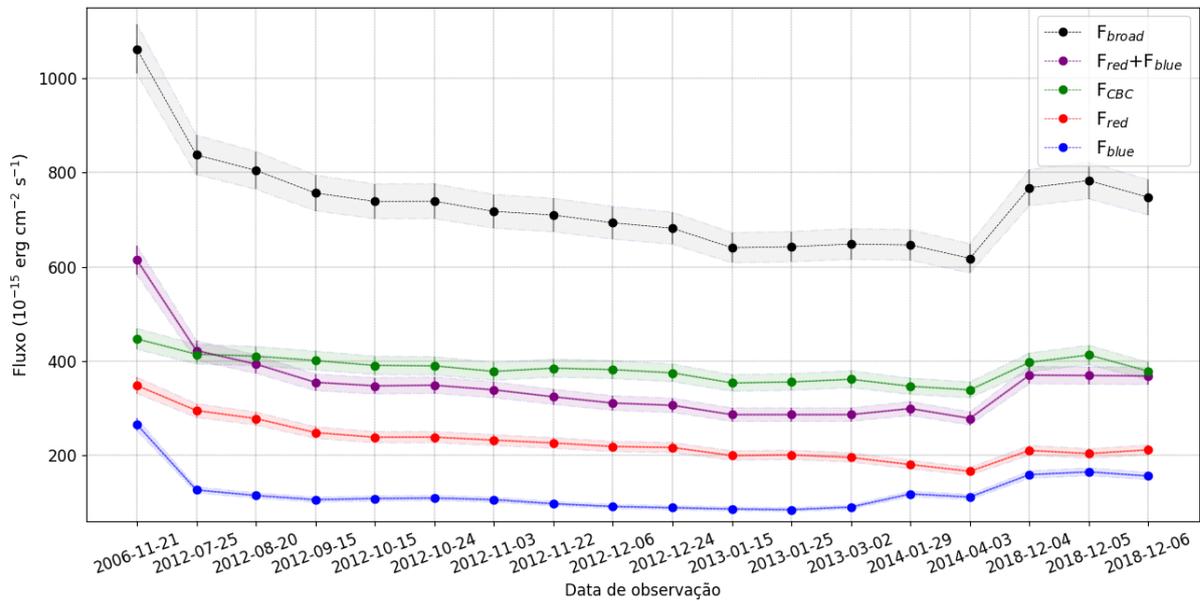
Tabela 4.1 – Medidas do fluxo do perfil. A coluna (1) apresenta as datas de observações. A coluna (2) apresenta a Data Juliana modificada. A coluna (3) apresenta o fluxo da linha larga F_{broad} em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^2 \text{ s}^{-1}$. A coluna (4) apresenta o fluxo da componente central F_{CBC} nas mesmas unidades da coluna (3). A coluna (5) apresenta o fluxo do lado vermelho F_{red} nas mesmas unidades da coluna (3). A coluna (6) apresenta o fluxo do lado azul F_{blue} nas mesmas unidades da coluna (3). A coluna (7) apresenta a razão entre o F_{red} e o F_{blue} em unidades adimensionais.

Data	MJD	F_{broad}	F_{CBC}	F_{red}	F_{blue}	F_{B}^{R}
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
2006 nov 21	0	1061 ± 54	448 ± 23	348 ± 18	265 ± 14	$1,31 \pm 0,09$
2012 jul 25	2073	837 ± 42	415 ± 21	295 ± 15	127 ± 6	$2,35 \pm 0,16$
2012 ago 20	2099	804 ± 41	411 ± 21	278 ± 14	115 ± 6	$2,41 \pm 0,17$
2012 set 15	2125	756 ± 39	402 ± 20	248 ± 12	106 ± 5	$2,33 \pm 0,16$
2012 out 15	2155	738 ± 38	392 ± 20	238 ± 12	108 ± 6	$2,19 \pm 0,16$
2012 out 24	2164	738 ± 38	391 ± 20	238 ± 12	109 ± 6	$2,17 \pm 0,16$
2012 nov 03	2174	717 ± 37	379 ± 19	232 ± 12	106 ± 5	$2,18 \pm 0,16$
2012 nov 22	2193	709 ± 36	386 ± 20	226 ± 12	97 ± 5	$2,31 \pm 0,17$
2012 dez 06	2207	693 ± 35	382 ± 19	219 ± 11	92 ± 5	$2,38 \pm 0,17$
2012 dez 24	2225	681 ± 34	376 ± 19	216 ± 11	89 ± 5	$2,42 \pm 0,17$
2013 jan 15	2247	640 ± 33	355 ± 18	199 ± 10	86 ± 4	$2,30 \pm 0,17$
2013 jan 25	2257	642 ± 33	356 ± 18	201 ± 10	85 ± 4	$2,36 \pm 0,17$
2013 mar 02	2293	648 ± 33	356 ± 18	195 ± 10	90 ± 5	$2,15 \pm 0,16$
2014 jan 29	2622	646 ± 32	348 ± 18	180 ± 9	118 ± 6	$1,52 \pm 0,10$
2014 abr 03	2690	617 ± 32	339 ± 17	166 ± 9	112 ± 6	$1,48 \pm 0,10$
2018 dez 04	4396	767 ± 39	398 ± 20	210 ± 11	159 ± 8	$1,32 \pm 0,10$
2018 dez 05	4397	782 ± 39	413 ± 21	204 ± 10	165 ± 8	$1,23 \pm 0,09$
2018 dez 06	4398	747 ± 38	379 ± 19	212 ± 11	156 ± 8	$1,35 \pm 0,10$

Fonte: <Autoria própria>

Para melhor visualizar a evolução temporal das medidas de fluxo das diversas componentes da linha larga de $H\alpha$, na Figura 4.3, são apresentadas as diferentes curvas de luz de cada componente ao longo do monitoramento.

Figura 4.3 – Variações de fluxo do perfil. O gráfico ilustra em preto as medidas de F_{broad} , para todas as observações. Em roxo, é apresentado o fluxo somado do lado azul F_{blue} e do lado vermelho F_{red} . Em verde é apresentado o F_{CBC} , enquanto que em vermelho e em azul, o F_{red} do lado vermelho e o F_{blue} do lado azul, respectivamente. A região sombreada corresponde a variação de 10% para cada estimativa.

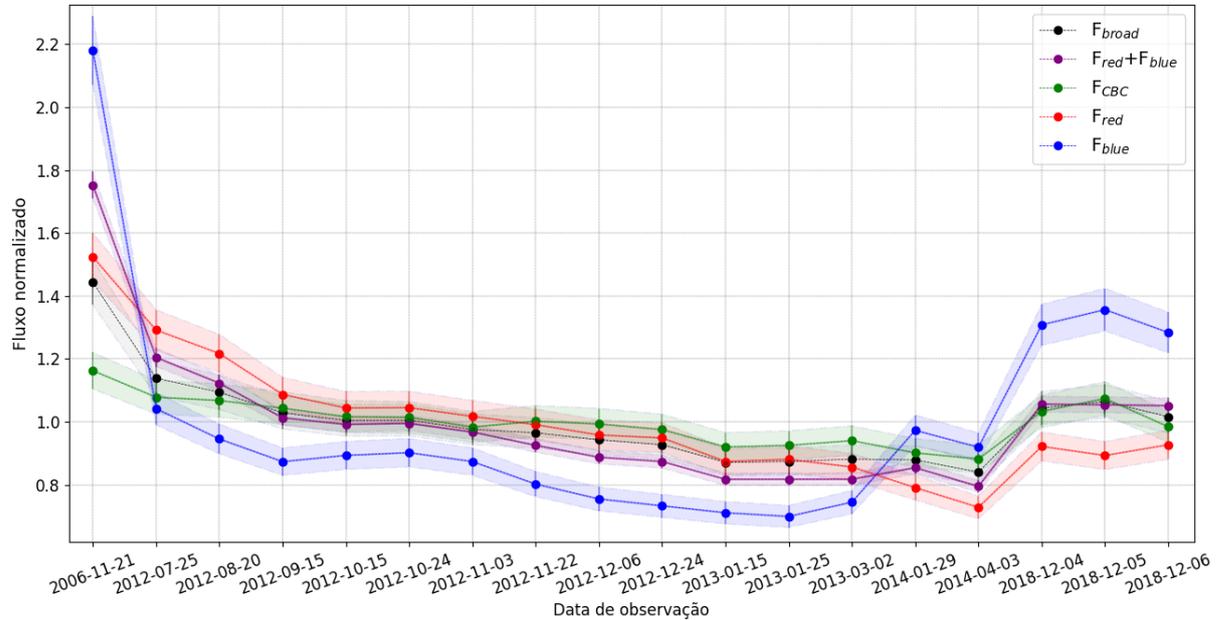


Fonte: <Autoria própria>

Analisando a curva de luz de F_{broad} (linha sólida preta na Figura 4.3), nota-se que existe uma diminuição do fluxo F_{broad} entre as observações obtidas em 2006 e 2012. Essa diminuição no fluxo da linha de emissão larga de $H\alpha$ persiste durante as observações dos anos de 2013 e 2014, mas muda de cenário em 2018, quando F_{broad} volta a aumentar, mantendo este comportamento até 06 de dezembro de 2018. Essa análise quantitativa de F_{broad} está de acordo com as variações de fluxo identificadas visualmente e discutidas na seção 4.1, que sugerem que grandes variações no fluxo do perfil em duplo-pico acontecem principalmente em longas escalas de tempo (ao longo de anos). A estimativa da variabilidade global da curva de luz de F_{broad} , $F_{\text{var,broad}} = 13\%$ apresentado na Figura 4.4, corrobora a afirmação de que o fluxo F_{broad} apresenta variações maiores que as incertezas associadas durante o período em que o perfil foi monitorado. Outra característica da variabilidade que pode ser identificada visualmente na Figura 4.1 é que o fluxo do lado vermelho do perfil da observação **25 de julho de 2012** é **maior** que o fluxo do lado vermelho do espectro de referência. Por outro lado, em **03 de abril de 2014** o fluxo do lado vermelho do perfil desta observação é **menor** do que o fluxo do lado vermelho do espectro de referência. De maneira quantitativa, esse comportamento pode ser identificado na curva de luz de F_{red} (linha sólida vermelha), na Figura 4.3.

O perfil em duplo-pico é bastante complexo, de modo que a linha larga é formada por gás em emissão com altas velocidades projetadas. Dessa forma, as variações da curva de luz

Figura 4.4 – Variações das curvas de luz. O gráfico ilustra em preto a curva de luz de F_{broad} normalizado para todas as observações. Em roxo, é apresentado a curva de luz do fluxo somado do lado azul F_{blue} e do lado vermelho F_{red} normalizado pela sua média. Em verde é apresentado a curva de luz de F_{CBC} , enquanto que em vermelho e em azul, as curvas de luz de F_{red} e F_{blue} , ambos normalizados pela sua média respectivamente. A região sombreada corresponde a variação de 10% para cada estimativa.



Fonte: <Autoria própria>

de F_{broad} podem ser atribuídas as variações no fluxo das suas diversas componentes, nesse caso o F_{CBC} , F_{red} e F_{blue} . O fluxo integrado da componente larga central, F_{CBC} , corresponde ao fluxo integrado da emissão proveniente de um gás com baixas velocidades projetadas. O gás em emissão que contribui para o F_{CBC} é proveniente principalmente da região de linhas largas (BLR), no entanto, quando o gás ao redor do SMBH central também se distribui na forma de um disco, o gás no disco com baixas velocidades projetadas também irá contribuir para o F_{CBC} . A curva de luz do F_{CBC} está ilustrada pela linha sólida em verde na Figura 4.3, onde pode-se perceber que seu fluxo integrado variou pouco ao longo de todo o monitoramento. A variação líquida global para F_{CBC} , estimada pelo parâmetro $F_{\text{var,CBC}}$ e ilustrada pela cor verde na Figura 4.4, ficou em torno de 5%. No ajuste realizado pelo IFSCUBE não distinguiu-se no fluxo da componente F_{CBC} quanto é proveniente da BLR e quanto é proveniente do disco, de maneira que essa pequena variação pode estar associada principalmente a variações da emissão do gás no disco, que é responsável pela emissão da linha larga em duplo-pico de $H\alpha$.

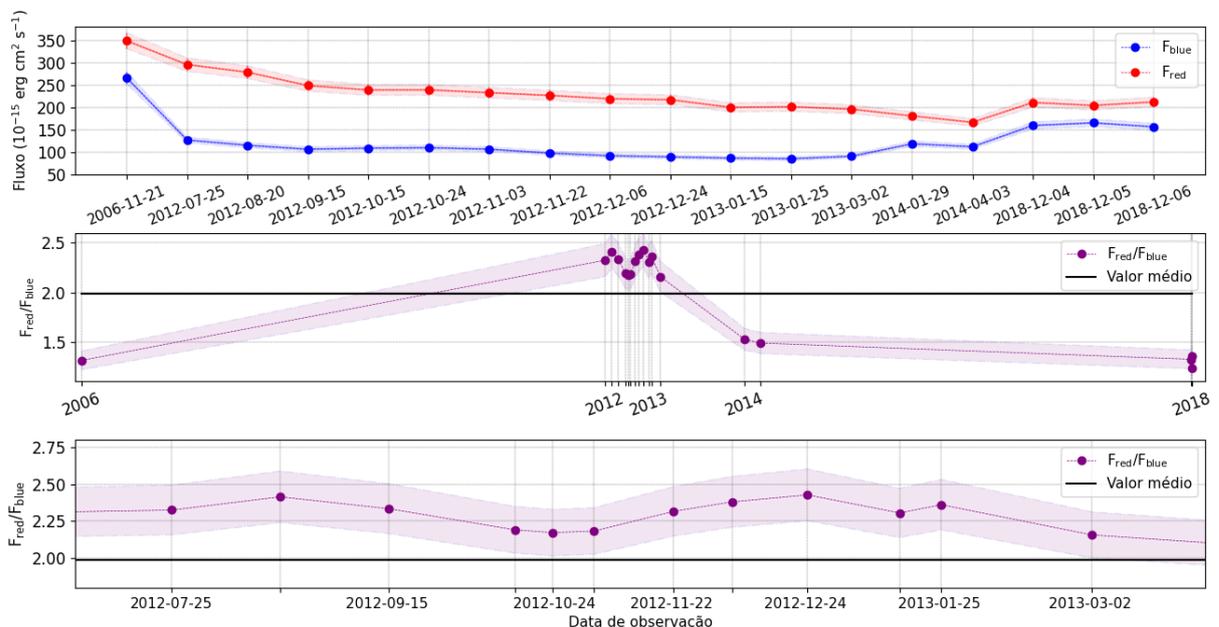
O F_{red} e F_{blue} , são oriundos de um gás em emissão com altas velocidades projetadas e suas medidas estão ilustradas na Figura 4.3. Comparando-se as variações globais da curva luz de F_{blue} com a do F_{red} , nota-se que o $F_{\text{var,blue}} = 34\%$, enquanto que o $F_{\text{var,red}} = 18\%$. Essas estimativas dos parâmetros globais dessas curvas de luz resumem o comportamento de F_{blue} e

F_{red} mostrados na Figura 4.3 e 4.4.

A soma de F_{blue} e F_{red} , também está ilustrada pela linha sólida em roxo na Figura 4.3. A estimativa da variação global da curva de luz de $F_{\text{red}} + F_{\text{blue}}$ resulta em $F_{\text{var,red+blue}} = 21\%$. Em comparação com F_{CBC} e F_{broad} , $F_{\text{red}} + F_{\text{blue}}$ apresenta as maiores variações globais ao longo do monitoramento. O gás em emissão que contribui para $F_{\text{red}} + F_{\text{blue}}$ possui as velocidades projetadas mais altas, e considerando-se órbitas Keplerianas, está possivelmente mais próximo do SMBH do que o gás que contribui para o fluxo da F_{CBC} . Este argumento também é favorecido pela comparação dos parâmetros $F_{\text{var,CBC}}$ e $F_{\text{var,red+blue}}$, uma vez que o fluxo do contínuo ionizante se propaga ao longo da distribuição de gás que contribui para $F_{\text{red}} + F_{\text{blue}}$ e também do gás que contribui para F_{CBC} , maiores variações na curva de luz de $F_{\text{red}} + F_{\text{blue}}$ sugerem que o gás a mais altas velocidades, e que contribui para o fluxo dessas componentes da linha larga, está distribuído numa região mais compacta e próxima do SMBH.

As estimativas de fluxo para cada lado do perfil também podem ajudar a monitorar o tempo com que as variações do perfil em duplo-pico acontecem. A estimativa da razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ destacado na coluna (7) da Tabela 4.1, também está ilustrada na Figura 4.5.

Figura 4.5 – Razão do fluxo. A figura apresenta três gráficos: o painel superior apresenta o fluxo medido para o lado vermelho e para o lado azul com suas respectivas datas de observação. O painel central apresenta a razão entre o lado vermelho e o lado azul em relação a Data Juliana modificada. Já o painel inferior, apresenta a razão entre o fluxo do lado vermelho e do lado azul em uma escala de tempo menor, entre os anos 2012 e 2013, mantendo a escala de tempo da Data Juliana modificada.



Fonte: <Autoria própria>

Na figura, as linhas vermelha e azul do painel superior correspondem a F_{red} e F_{blue} , respectivamente. No painel central encontram-se ilustrados os valores da razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ espa-

cados pela Data Juliana de observação. No painel inferior, a razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ está mostrada entre as datas 25 de julho de 2012 e 02 de março de 2013, período onde ocorreu o maior número de observações no monitoramento. Com base na Figura 4.5 é possível identificar que o fluxo do lado vermelho do perfil esteve sempre maior que o fluxo do lado azul, embora as variações de F_{blue} sejam mais significativas ($F_{\text{var,blue}} = 34\%$ e $F_{\text{var,blue}} = 18\%$). Adicionalmente, o comportamento da razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ permite identificar duas escalas de variabilidade distintas no perfil em duplo-pico. A primeira corresponde às variações de longa escala de tempo na razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$, por exemplo, entre 21 de novembro de 2006 e 25 de julho de 2012 (5 anos e 8 meses) $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ aumentou de $1,31 \pm 0,09$ para $2,35 \pm 0,16$, já entre 02 de março de 2013 e 29 de janeiro de 2014 (10 meses) $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ diminuiu de $2,15 \pm 0,16$ para $1,52 \pm 0,10$. Essas grandes variações na razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ são melhor identificadas em escalas de tempo de diversos meses. Por outro lado, no período entre 25 de julho de 2012 e 02 de março de 2013 (painel central da Figura 4.5), a razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$, também apresentou pequenas variações cíclicas em uma escala de tempo menor, indo de um valor mínimo de $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}} = 2,17 \pm 0,16$ em 25 de outubro de 2012 a $2,42 \pm 0,17$ em 24 de dezembro de 2012, o que corresponde a um intervalo de tempo de aproximadamente 2-3 meses. Em um cenário em que o perfil em duplo-pico se origina em um disco de acreção com uma lei de emissividade com assimetria azimutal, como por exemplo um braço espiral, as variações de longa escala de tempo de $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ podem ser atribuídas a rotação do braço espiral no disco. Uma comparação das escalas de variabilidade medidas para $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ e as escalas de variabilidade físicas esperadas para o modelo de disco de acreção está apresentada na sessão 4.4.

O conjunto das 5 gaussianas utilizadas para ajustar o lado vermelho e o lado azul do perfil são usadas para determinar o fluxo F_{red} e F_{blue} . Além disso, essas funções são utilizadas para determinar os valores do primeiro momento da distribuição de fluxo do lado vermelho, λ_{red} , e do lado azul, λ_{blue} , de acordo com a Eq. 3.1. Através das medidas de λ_{red} e λ_{blue} pode-se estimar velocidades características para o gás em emissão que contribui para o fluxo de F_{red} e F_{blue} . As medidas das velocidades características para o lado V_{red} e V_{blue} estão mostradas na Tabela 4.2. Na Tabela é possível ver que o lado vermelho possui uma velocidade característica maior que o lado azul, isso leva a conclusão que o gás em emissão que contribui para o lado vermelho possui maiores velocidades projetadas que o gás que contribui para o lado azul. Quanto ao parâmetro Δ_v , que corresponde as variações da largura do perfil, possui valores entre 11500 km s^{-1} a 14300 km s^{-1} . Uma ilustração das estimativas de V_{red} , V_{blue} e $\Delta_v = V_{\text{red}} - V_{\text{blue}}$ pode ser vista na Figura 4.6.

As medidas do parâmetro Δ_{CBC} também estão apresentados na Tabela 4.2. Através dos valores medidos é possível verificar que não houveram variações significativas na FWHM de F_{CBC} , cujo o valor médio está estimado em 4243 km s^{-1} com um desvio padrão de 239 km s^{-1} , este último da ordem das incertezas das medidas de velocidade. Dessa forma, as estimativas de Δ_{CBC} corroboram a hipótese de que o F_{CBC} é oriundo da emissão de um gás com velocidades mais baixas e com uma cinemática diferente do gás em emissão no disco, que origina F_{red} e

F_{blue} .

Tabela 4.2 – Medidas das velocidades. A coluna (1) apresenta as datas de observações. A coluna (2) apresenta a Data Juliana modificada. A coluna (3) apresenta a velocidade estimada através do primeiro momento da distribuição para o lado vermelho V_{red} em unidades de kms^{-1} . A coluna (4) apresenta a velocidade estimada através do primeiro momento da distribuição para o lado azul V_{blue} nas mesmas unidades da coluna (3). A coluna (5) apresenta a largura característica do perfil em duplo-pico $\Delta_v = V_{\text{red}} - V_{\text{blue}}$ nas mesmas unidades da coluna (3). A Coluna (6) apresenta a largura característica do F_{CBC} nas mesmas unidade da coluna (3).

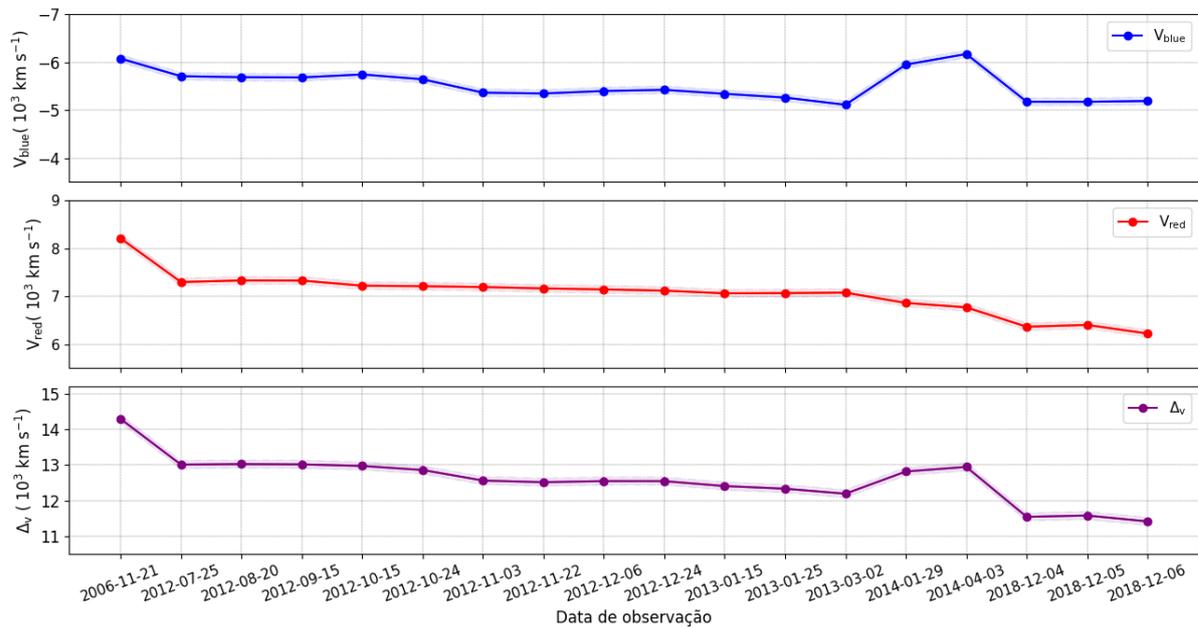
Data	MJD	V_{red}	V_{blue}	Δ_v	Δ_{CBC}
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2006 nov 21	0	8211	-6081	14292	4729
2012 jul 25	2073	7297	-5712	13009	3986
2012 ago 20	2099	7331	-5691	13022	4233
2012 set 15	2125	7328	-5687	13015	4128
2012 out 15	2155	7221	-5749	12970	4152
2012 out 24	2164	7210	-5648	12858	4109
2012 nov 03	2174	7192	-5369	12561	3989
2012 nov 22	2193	7163	-5351	12514	4109
2012 dez 06	2207	7143	-5404	12547	4150
2012 dez 24	2225	7117	-5428	12545	4272
2013 jan 15	2247	7062	-5344	12406	4637
2013 jan 25	2257	7067	-5265	12332	4434
2013 mar 02	2293	7076	-5116	12192	3863
2014 jan 29	2622	6861	-5955	12816	4680
2014 abr 03	2690	6768	-6175	12943	4069
2018 dez 04	4396	6364	-5179	11543	4228
2018 dez 05	4397	6401	-5178	11579	4183
2018 dez 06	4398	6222	-5193	11415	4426

Fonte: <Autoria própria>

De maneira geral, a largura do perfil (Δ_v) diminui gradualmente desde a observação de 21 de novembro de 2006 até a observação de 02 de março de 2013, essa diminuição deve-se principalmente a diminuição dos valores de V_{red} . No período entre 02 de março de 2013 até 03 de abril de 2014, pode-se perceber um aumento da largura do perfil, ao mesmo tempo que o F_{broad} diminui. Esse aumento na largura do perfil deve-se principalmente ao aumento da velocidade V_{blue} para o lado azul, o que indica que a distribuição de fluxo para o lado azul do perfil se “deslocou” para comprimentos de ondas menores.

Entre a observação de 03 de abril de 2014 até a terceira observação de 2018 (6 de dezembro), pode-se perceber uma diminuição da largura do perfil. Finalmente, pode-se destacar

Figura 4.6 – Variações da velocidade. Na figura, o painel superior e intermediário correspondem a velocidade estimada para o lado azul e vermelho do perfil em cores equivalentes. Já a linha em roxo, no painel inferior, refere-se ao Δ_v .



Fonte: <Autoria própria>

que as as variações medidas para Δ_v (linha roxa na Figura 4.6) estão de acordo com as características de alargamento e estreitamento do perfil que podem ser acompanhadas nos espectros mostrados na Figura 4.1.

4.3 MODELAMENTO DO PERFIL

Ao longo das últimas décadas a linha de emissão larga em duplo-pico de $H\alpha$ tem sido modelada como proveniente de discos de acreção de gás que circundam o SMBH. Dentre estes modelos, pode-se destacar dois deles: (1) disco de acreção elíptico (ERACLEOUS et al., 1995) e o disco de acreção circular com assimetrias na emissividade superficial. No caso da galáxia Pictor A, Sulentic et al. (1994), Eracleous e Halpern (2003) modelaram a emissão do perfil em duplo-pico como proveniente de um disco elíptico, no entanto, como discutido em Gezari, Halpern e Eracleous (2007), Eracleous et al. (1995), as escalas de tempo dinâmica para este disco são da ordem de centenas de anos, o que sugere que as variações observadas em escalas de tempo menores não podem ser explicadas satisfatoriamente por este modelo. A variabilidade do perfil em duplo-pico para outros AGNs monitorados em curta em escala de tempo, como a NGC 1097 e NGC 7213, tem sido modelada como proveniente da emissão de um disco circular com uma emissividade superficial assimétrica na forma de braço espiral. No presente trabalho optou-se por modelar a linha de emissão larga em duplo-pico de $H\alpha$ da galáxia Pictor A com

um modelo de disco circular com assimetria e lei de emissividade radial quebrada, chamado de "Saturated Spiral Model" (SCHIMOIA et al., 2012). Neste cenário, a rotação do braço espiral no disco (ϕ_0), a variação do contraste da emissividade do braço espiral (A) com a emissividade axialmente simétrica do disco subjacente, e a mudança do raio de máxima emissividade (ξ_q) são os principais parâmetros livres da modelagem. Na Tabela 4.3 pode-se observar os valores para esses parâmetros variáveis. Os parâmetros σ e δ não foram mantidos fixos, mas variaram pouco durante o modelamento.

Foram realizados diversos testes com diferentes valores para o ângulo de inclinação (i), o raio interno (ξ_1) e o raio externo (ξ_2). Esses parâmetros se mostraram muito importantes para reproduzir corretamente a largura do perfil, sendo que os valores desses parâmetros que forneceram os melhores ajustes foram: $i = 70^\circ$, $\xi_1 = 500$ raios gravitacionais (r_g) e $\xi_2 = 2500 r_g$. Outro parâmetro que foi mantido fixo foi o enrolamento do braço (p), denominado *pitch angle*, que forneceu os melhores ajustes para um valor de $p = 45^\circ$. Os índices que descrevem a lei de emissividade, q_1 e q_2 foram ajustados com valores de $q_1 = -2,5$ e $q_2 = 3$. O valor negativo de q_1 implica que a emissividade cresce exponencialmente entre ξ_1 e ξ_q , enquanto que o valor positivo de q_2 revela que a emissividade decresce exponencialmente entre ξ_q e ξ_2 .

Tabela 4.3 – Parâmetros do ajuste do perfil em duplo-pico de Pictor A. A coluna (1) apresenta as datas de observação. A coluna (2) apresenta o raio de quebra do disco. A coluna (3) apresenta a amplitude, ou contraste do braço espiral. A coluna (4) o ângulo de orientação do braço. A coluna (5) ao parâmetro de alargamento local. A coluna (6) mostra os valores do parâmetro δ , que corresponde a metade da largura azimutal do braço.

Data	ξ_q	A	ϕ_0	σ	δ
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
2006 nov 21	750	1,5	170	1200	135
2012 jul 25	878	4,1	80	1150	127
2012 ago 20	890	4,1	83	1200	127
2012 set 15	895	4,2	85	1200	125
2012 out 15	908	4,2	86	1200	123
2012 out 24	910	4,2	88	1200	123
2012 nov 03	915	4,3	90	1200	121
2012 nov 22	923	4,1	92	1200	125
2012 dez 06	940	4,2	94	1200	123
2012 dez 24	950	4,2	98	1200	122
2013 jan 15	980	4,2	105	1200	125
2013 jan 25	995	4,2	108	1200	123
2013 mar 02	1010	4,2	110	1200	122
2014 jan 29	1120	4,0	150	1200	135
2014 abr 03	1150	4,0	155	1200	135
2018 dez 04	1700	0,80	145	1100	135
2018 dez 05	1700	0,80	145	1100	135
2018 dez 06	1700	0,80	146	1100	135

Fonte: <Autoria própria>

1. *Variação do parâmetro ξ_q* : o alargamento ou estreitamento do perfil em duplo-pico pode ser reproduzido variando-se o parâmetro ξ_q . Quando o parâmetro ξ_q está mais próximo de ξ_1 , as regiões mais internas do disco serão relativamente mais importante para emissividade superficial e conseqüentemente o perfil modelado será mais alargado. Por outro lado, quando ξ_q estiver mais próximo de ξ_2 , as regiões mais externas do disco, e com menores velocidades, serão relativamente mais importantes, e o perfil se torna mais estreito. Um exemplo de perfil mais largo pode ser visto nos dados da observação de 21 de novembro de 2006, para esta data o melhor modelo ajustado possui um valor de ξ_q próximo ao ξ_1 . Um outro exemplo, pode ser visto na observação de 6 de dezembro de 2018, que possui um perfil mais estreito e cujo raio de máxima emissividade ξ_q se encontra mais próximo de ξ_2 . Os parâmetros de todos os ajustes estão mostrados na Tabela 4.3 e nas Figuras 4.7 e 4.8.
2. *Variação do parâmetro A* : a variação do contraste do braço é um parâmetro que está associado a dissipação térmica no disco. Desse modo, observações em que esse valor é baixo leva indício que as contribuições de emissividade é mais regular no disco, enquanto que, os casos em que o contraste é mais alto, as contribuições de uma determinada região podem ser maiores que outras, e isso implica em diferenças na intensidade dos picos – um pico mais alto que outro. Nas informações da Tabela 4.3 e nas Figuras 4.7 e 4.8 pode-se observar a diferença do contraste para o modelamento realizado do perfil.
3. *Variação do ângulo de orientação do braço ϕ_0* : durante o modelamento, permitiu-se que o parâmetro ϕ_0 varia-se linearmente com o tempo entre uma observação e outra. Tal variação, representa fisicamente a rotação do braço espiral que está superposto ao disco. Neste trabalho, a orientação do braço varia cerca de $0,13^\circ$ ao dia, o que implica que o braço espiral leva quase 8 anos (92 meses) para realizar uma rotação completa de 360° em torno do SMBH. A velocidade angular de rotação de $0,13^\circ$ ao dia é mais lenta do que as velocidades angulares dos padrões assimétricos encontrados para a NGC 1097 ($0,68^\circ$ ao dia) e NGC 7213 ($0,58^\circ$ ao dia). Essa velocidade de rotação mais lenta para o braço espiral é uma consequência direta das observações. Por exemplo, no período entre julho de 2012 a 03 de abril de 2014 o lado vermelho do perfil esteve sempre mais intenso que o lado azul, implicando que, sendo o braço espiral a característica assimétrica dominante na emissividade superficial do disco, ela necessariamente deve-se manter do lado do disco que tem as velocidades projetadas que se afastam do observador durante todo o período de 2012 a 2014. Uma velocidade maior que $0,13^\circ$ ao dia, implicaria que em alguma época nesse período o lado azul tornar-se-ia relativamente mais importante, algo que não é observado nos espectro da Figura 4.1, nem nas medidas ilustradas na Figura 4.3.
4. *Variação do parâmetro δ e do parâmetro σ* : o parâmetro σ representa o movimento turbulento do gás nas células emissoras do disco, e de fato, pequenas variações do parâmetro σ são esperadas. Do ponto de vista da modelagem, essas pequenas variações ajudaram a

realizar o ajuste fino do modelo. O parâmetro δ representa a largura azimutal do braço espiral, e variações pequenas do parâmetro δ representam variações pequenas da contribuição do braço espiral para a emissividade total. De maneira similar ao parâmetro σ , pequenas variações do parâmetro δ foram permitidas para realizar um ajuste fino do modelo.

5. *Limitações do Modelamento*: como pode ser visto na Figura 4.7, algumas características cinemáticas não puderam ser totalmente reproduzidas. Por exemplo, nas observações de 2012 e 2013, o fluxo do perfil em duplo-pico localizado em $\lambda \approx 6460 \text{ \AA}$ do lado azul não foi totalmente modelado, além disso, o pico de fluxo mais intenso do lado azul da observação de 21 de novembro de 2006 também não foi satisfatoriamente bem reproduzido. Embora o braço espiral seja a característica assimétrica dominante da emissividade, pode ser que esses detalhes de fluxo que não foram bem reproduzido pelo modelo, sugerem que possam existir outras estruturas assimétricas de emissividade (além do braço espiral) que podem contribuir para o fluxo mas que são relativamente menos importantes.

Figura 4.7 – Ajuste do perfil. A figura apresenta o ajuste do perfil em duplo-pico para todas as observações. A linha em vermelho tracejada corresponde ao ajuste, enquanto que a linha azul contínua corresponde ao espectro observado. O eixo horizontal corresponde ao comprimento de onda, enquanto que o vertical corresponde ao fluxo em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$.

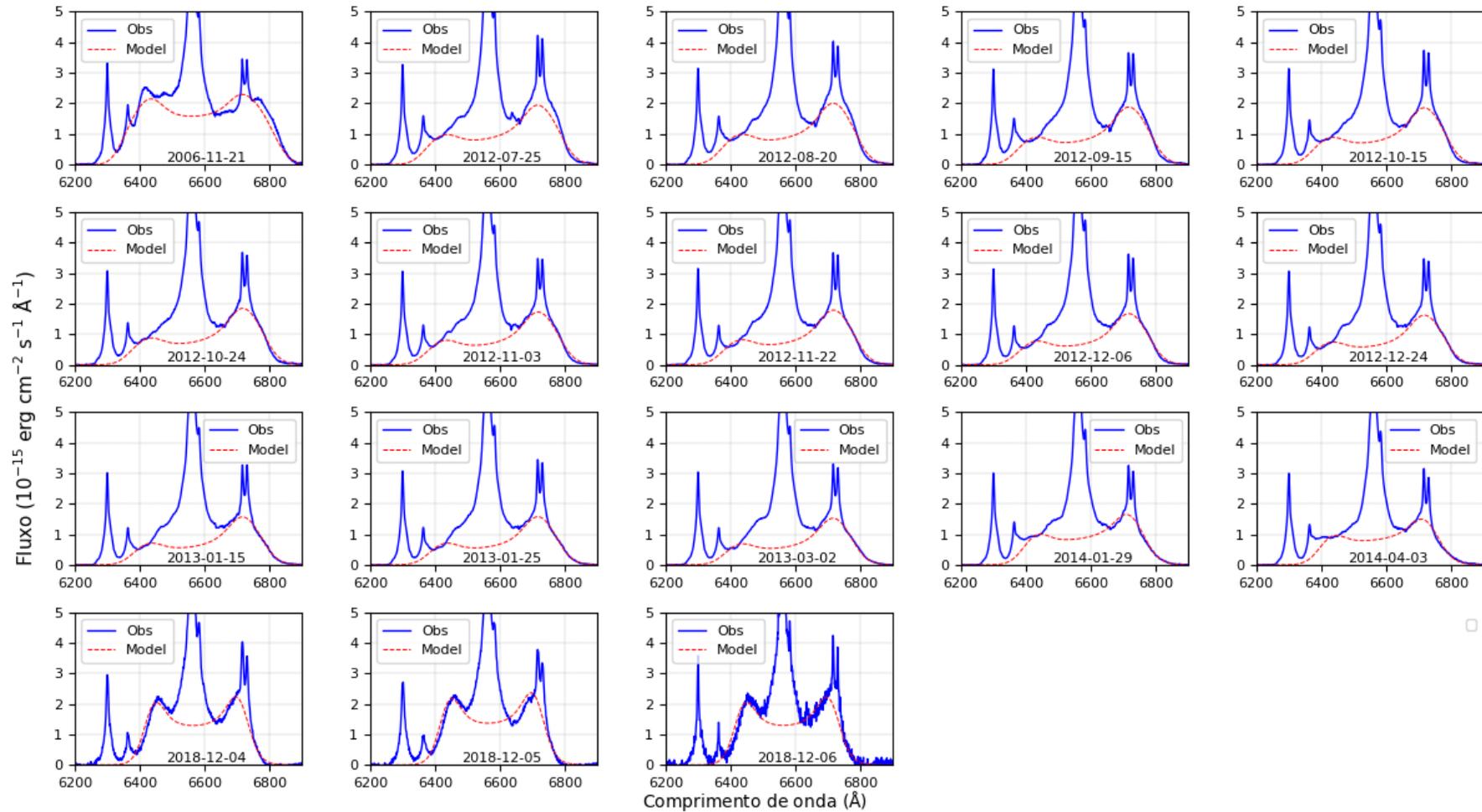
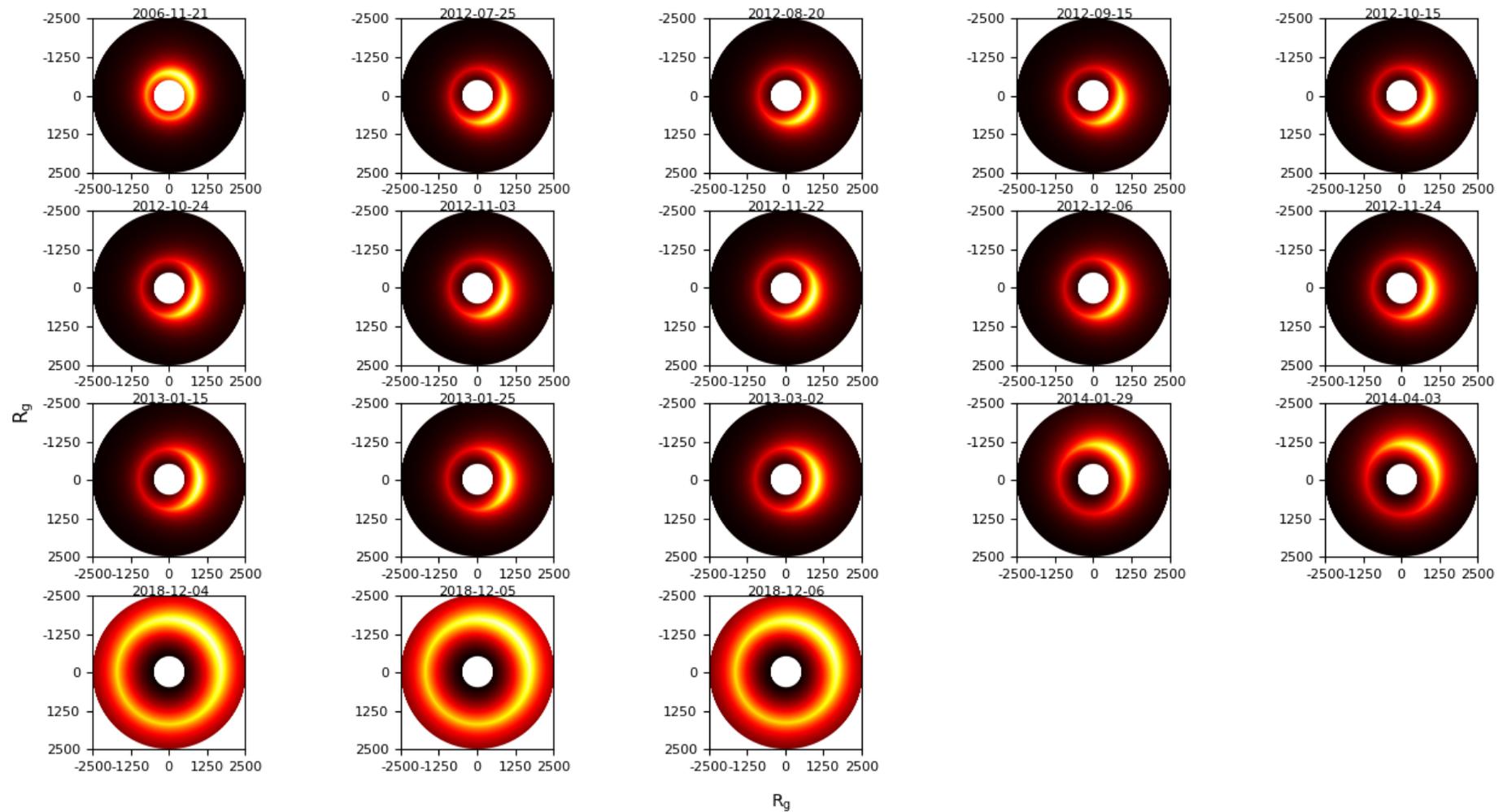


Figura 4.8 – Mapas da emissividade superficial do disco de acreção. Cada painel da figura apresenta o mapa da emissividade superficial utilizado para modelar o perfil em duplo-pico da respectiva data de observação. As regiões mais claras representam as células do disco com maior emissividade superficial, enquanto que as regiões mais escuras representam as células do disco com menores valores de emissividade superficial.



Fonte: <Autoria própria>

4.4 ESCALAS DE TEMPO E CENÁRIOS FÍSICOS

Lewis e Eracleous (2006) realizaram uma estimativa da massa do SMBH da galáxia Pictor A utilizando a relação $M_{\bullet} - \sigma_{*}$, e chegaram a um valor de $4 \pm 2 \times 10^7 M_{\odot}$ ($M_8^1 = 0,4$). Utilizando essa estimativa e os raios interno e externo do disco obtidos durante a modelagem dos dados, $\xi_1 = 500 \text{ rg}$ ($\xi_3^2 = 0,5$) e $\xi_2 = 2500 \text{ rg}$ ($\xi_3 = 2,5$), as escalas de tempo físicas esperadas para o disco de acreção e que podem estar associadas as variações observadas no perfil são:

- Escala de tempo de viagem da luz (τ_l , Eq. 1.4): 1–9 dia-luz;
- Escala de tempo dinâmico (τ_{dyn} , Eq. 1.5): 1–9 meses;
- Escala de tempo térmica (τ_h , Eq. 1.6): 1–8 anos.

A comparação dos valores dessas escalas de tempo físicas do disco, que foram estimadas usando a massa de Lewis e Eracleous (2006), com a variabilidade de fluxo encontrada durante o monitoramento sugere que os valores de τ_l , τ_{dyn} e τ_h estão subestimados. O valor de $\tau_l = 1\text{--}9$ dia-luz sugere que variações significativas do perfil deveriam ser vistas em intervalos de tempo de até 10 dias, quando na verdade, os dados que foram apresentados nesse trabalho mostram que só é possível observar variações significativas a partir de 39 dias. O valor de $\tau_{dyn} = 1\text{--}9$ meses, não é capaz de explicar a escala de variabilidade mais longa que foi observada no monitoramento (5 anos e 8 meses), para esta escala de tempo dinâmica o período de rotação do braço seria $P = 2\pi \tau_{dyn} = 56$ meses, o que implicaria que durante o período de 2012–2014 variações mais significativas entre o fluxo do lado azul e vermelho do perfil deveriam ser detectadas.

Um cenário que explica todas as variações que são observadas, e que também é condizente com as escalas físicas de variabilidade e ao mesmo tempo com o modelamento realizado para o perfil em duplo-pico, é a presença de um SMBH mais massivo. A hipótese que o SMBH da galáxia Pictor A possa ser mais massivo que o valor estimado por Lewis e Eracleous (2006) é razoável, uma vez que, os próprios autores relatam que a metodologia utilizada para estimar a dispersão de velocidade das estrelas no bojo possui grandes incertezas e que a massa do SMBH poderia estar subestimada. Nesse sentido, a massa mínima para o SMBH da galáxia Pictor A que explica as escalas de tempo de variabilidade observadas e o modelo adotado é $M_{\bullet} \approx 2 \times 10^8 M_{\odot}$. Essa estimativa provém da Eq.1.5, quando relaciona-se o período de rotação do braço espiral com a escala dinâmica $\tau_{dyn} = \frac{P}{2\pi} = \frac{92 \text{ meses}}{2\pi} = 14,64$ meses, assumindo-se o valor médio do disco do raio de máxima emissividade $\xi_q = 1100 \text{ rg}$ ($\xi_3 = 1,10$). Para essa massa maior, as novas estimativas para as escalas físicas são:

- Escala de tempo de viagem da luz (τ_l , Eq. 1.4): 6–48 dia-luz;
- Escala de tempo dinâmico (τ_{dyn} , Eq. 1.5): 4–48 meses;

¹ $M_8 = \frac{M_{BH}}{10^8 M_{\odot}}$

² $\xi_3 = \frac{\xi}{10^3 \text{ rg}}$

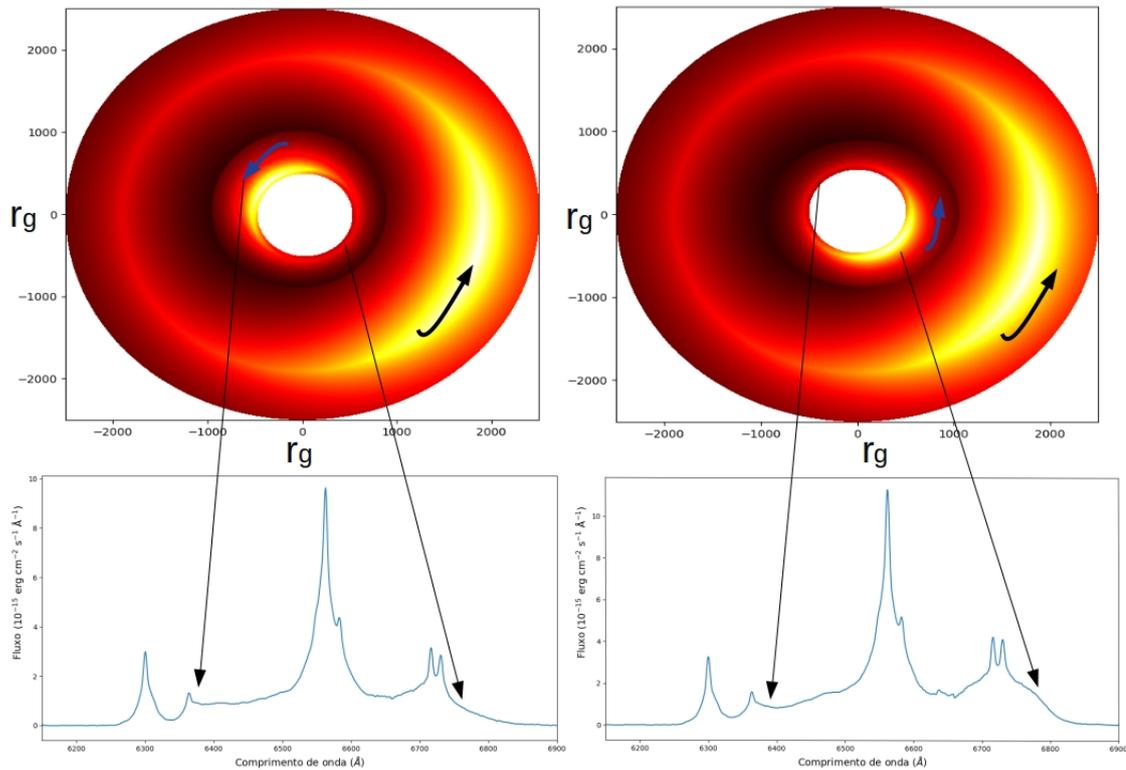
- Escala de tempo térmica (τ_h , Eq. 1.6): 4–39 anos.

Essas escalas de tempo estimadas com um SMBH mais massivo, são condizentes com a maioria das escalas de variabilidade que são observadas na galáxia Pictor A durante o monitoramento apresentado neste trabalho. A escala de tempo da viagem da luz entre 6 e 48 dias pode justificar o fato das mudanças significativas do fluxo do perfil serem observadas em uma escala de tempo de aproximadamente de 40 dias. A escala de tempo dinâmica maior, de 4 a 48 meses pode explicar as variações em longa escala de tempo do fluxo relativo entre o lado azul e o lado vermelho do perfil ($F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$), além de ser coerente com o período de rotação do braço espiral. Essa massa maior também explica o comportamento de $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ no período de 2012–2013 (painel inferior da Figura 4.5), que sugere que pequenas variações em $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ podem ser detectadas em intervalo de 2–3 meses, embora essas variações estão dentro dos limites das incertezas determinadas.

4.4.1 Discussão sobre cenários alternativos

1. **Disco com duas componentes assimétricas:** embora o disco de acreção com um braço espiral descreva as principais mudanças que ocorrem no perfil, as escalas de tempo mais curtas (2–3 meses), sugeridas pelo painel inferior da Figura 4.5, não podem ser explicadas por essa rotação mais lenta do braço espiral. Nesse sentido, uma possível explicação poderia ser atribuída a uma segunda componente assimétrica na emissividade superficial do disco, que não estaria correlacionada com o braço mas que estaria localizada mais próxima do raio interno do disco. Uma ilustração desse cenário pode ser vista na Figura 4.9. A união da escala dinâmica da assimetria mais interna com a escala de tempo da viagem da luz conseguiria justificar as variações $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$ que são observadas em intervalos de tempo de poucos meses. Como essa assimetria estaria localizada mais internamente no disco, ela possuiria escalas de variabilidade mais rápidas, de modo que em certas ocasiões seu fluxo contribuiria mais para o lado azul e em outras, mais para o lado vermelho, justificando as curva luz de F_{red} e F_{blue} que são vistas na Figura 4.5, principalmente entre 25 de julho de 2012 a 25 de janeiro de 2013. Por outro lado, a característica mais predominante na emissividade do disco seria a do braço espiral, e por estar mais afastado do SMBH, seria responsável por explicar as variações em mais longa escala de tempo na razão $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$.
2. **SMBHs binários:** Outro cenário físico que preve a existência de perfis em duplo-pico é o cenário de SMBHs binários no núcleo das galáxias. Conforme Shen e Loeb (2010), esse cenário se caracteriza por dois SMBH ativos, cada um circundado pela sua própria BLR, separados a distâncias de parsec a sub-parsec. Nesse cenário cada SMBH pode ter taxas de acreção e massas diferentes, e o perfil em duplo pico é originado do gás em

Figura 4.9 – Ilustração de um disco assimétrico com dois braços espirais. Na imagem é apresentado um disco com dois parâmetros de emissividades. O primeiro parâmetro assimétrico de emissividade, localiza-se na região mais interna do disco (seta azul), possui maior velocidade e menor escala de tempo, contribuindo com o fluxo na região das “asas” do perfil. O segundo parâmetro de emissividade é mais externo, possui escalas de tempo e contribuições em fluxo maiores no perfil em duplo-pico.



emissão nas duas BLRs. Além disso, dependendo da massa dos dois SMBH, a cada dezenas/centenas de anos seria esperado uma variação entre um pico único e um pico duplo. No caso da Pictor A, se considerado a massa de ambos SMBH a estimada pelo trabalho de Lewis e Eracleous (2006), que corresponde a $2 \times 10^7 M_{\odot}$, espera-se que ocorra uma alternância entre o duplo e o único pico em aproximadamente 40–50 anos. Como esse objeto já possui observações espectroscópicas desde 1983, esse cenário só seria mantido se os SMBHs possuíssem mais massa que a estimada por Lewis e Eracleous (2006), ou se ao aplicar a técnica de mapa de reverberação, as flutuações do contínuo não correspondessem as variações do perfil em duplo-pico, de modo que intensidade de fluxo dos dois lados do perfil não variassem em mesmas proporções. Apesar de descrever algumas características (ausência de fluxo no lado azul nas observações de 2012 e 2013) esse cenário não consegue estabelecer um cenário físico que explique as variações que foram observadas no conjunto de todas observações, uma vez que esse modelo tem escalas de variabilidade muito superior ao tempo desse estudo (ERACLEOUS; LEWIS; FLOHIC,

2009).

3. **Ionização bicônica:** outro cenário possível que poderia explicar algumas variações em fluxo que observa-se no conjunto desse estudo, é o modelo de cone de ionização. A hipótese que o perfil em duplo-pico da galáxia Pictor A seria oriundo dessa estrutura já foi apontada por Sulentic et al. (1994). Nesse modelo, a existência de emissores em duplo-pico dependem exclusivamente do perfil geométrico de orientação do cone com a linha de visada, de modo que, os perfis mais largos e mais amplamente desarticulados surgem se o eixo do cone estiver orientado próximo a linha de visada (ZHENG; BINETTE; SULENTIC, 1990), enquanto que os perfis mais estreitos, de único pico são vistos se o eixo do cone e a linha de visada forem perpendicular. Além da orientação, esse modelo também depende da função de velocidade radial e da distribuição de luminosidade na casca do cone de ionização. Dependendo da distribuição de luminosidade é possível observar perfis em duplo-pico assimétricos. No caso da Pictor A, esse cenário consegue explicar as variações não síncronas que ocorrem em ambos lados do perfil nas observações de 2014 – lado azul aumenta e o lado vermelho diminui de fluxo –, de modo que, o lado azul do perfil reage primeiro ao contínuo ionizante do AGN que o lado vermelho. Todavia, conforme apontado por Eracleous, Lewis e Flohic (2009), os estudos do emissor em duplo-pico 3C 390.3 já mostravam que a resposta dos dois lados das linhas é incompatível com uma distribuição de gás em forma de cone, mas compatível com uma emissão de disco.

5 CONCLUSÕES

O estudo do perfil em duplo-pico em curta e longa escala de tempo motivou-se pelo fato da galáxia Pictor A ser muito brilhante e já ter apresentado variabilidade em intervalos de tempo de décadas. Os dados de monitoramento da galáxia Pictor A obtidos ao longo desses 12 anos permitiu estudar as variações de fluxo que aconteceram no perfil, tanto em uma escala de tempo curta, tanto em uma escala de tempo longa. A modelagem da linha larga em duplo-pico permitiu estimar as escalas físicas que explicam as variações que são observadas na linha larga em emissão de $H\alpha$ durante o monitoramento. Os resultados do presente estudo também possibilita a comparação com os resultados encontrados para outros emissores em duplo-pico, como as NGC 1097 e NGC 7213. De forma resumida este trabalho chega as seguintes conclusões:

1. Os dados apresentados nesse estudo compõem um monitoramento com dados inéditos obtido durante 12 anos (2006–2018) para a galáxia Pictor A. Nesse estudo, o menor intervalo de tempo para duas observações consecutivas corresponde a 1 dia.
2. No período do monitoramento, o perfil em duplo-pico da linha em emissão de $H\alpha$, apresentou variabilidade em duas escalas de tempo principais, uma escala de tempo longa e outra mais curta. A escala de tempo mais curta de aproximadamente 40 dias está associada a variação do fluxo integrado da linha larga (F_{broad}), enquanto que a escala de tempo mais longa (ao longo de anos), está associada as variações significativas na contribuição relativa dos lados vermelho e azul ($F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$).
3. Foi possível separar no fluxo do perfil em duplo pico a contribuição da componente central (mais baixa velocidade) e a contribuição da componente de mais alta velocidade (lado azul e vermelho). As medidas de fluxo mostram que o lado azul (F_{blue}) e vermelho (F_{red}) apresentam as maiores variações, enquanto que o fluxo da F_{CBC} apresentou pouca variabilidade. Esses resultados são coerentes uma vez que, no cenário físico apresentado nesse trabalho F_{blue} e F_{red} estão associado ao gás em emissão no disco, enquanto que o F_{CBC} está associada ao gás em emissão de uma região que não necessariamente possui geometria discoidal.
4. A razão entre o fluxo do lado vermelho e do lado azul, $F_{\text{red}}/F_{\text{blue}}$, também sugere que existem variações em intervalo de tempo mais curto (alguns meses), embora essas variações estejam no limite das incertezas.
5. Propôs-se um cenário físico de disco de acreção com emissividade assimétrica (braço espiral) para explicar as variações observadas. Nesse cenário os parâmetros que melhor reproduziram o perfil foram: fixos, $i = 70^\circ$, $\xi_1 = 500 (r_g)$, $\xi_2 = 2500 r_g$, $p = 45^\circ$, $q_1 = -2,5$ e $q_2 = 3$, e os parâmetros variáveis, ϕ_0 , A , ξ_q , σ e δ .

6. Nesse cenário de disco de acreção, a massa mínima necessária para que as escalas de tempo de variabilidade esperadas (teoricamente para o disco), estejam de acordo com as escalas de tempo observadas (deduzidas das observações) corresponde a $M_{\bullet} \approx 2 \times 10^8 M_{\odot}$. Além disso, a região emissora da linha está localizada entre 6-48 dia-luz.
7. A comparação das observações da galáxia Pictor A com outros AGNs emissores em duplo-pico, sugere que as escalas de tempo dessa galáxia são muito maiores que as mesmas escalas para a NGC 1097 e NGC 7213. Como por exemplo, as variações mais curtas no fluxo acontecem em intervalos de tempo de 40 dias e a rotação do braço espiral a cada 92 meses.

Embora existam outros cenários que preveem a existência do perfil em duplo-pico, o cenário proposto nesse trabalho é um cenário em que o perfil em duplo-pico da galáxia Pictor A se origina em um disco de acreção com emissividade superficial axialmente assimétrica com raio de máxima emissividade, onde as escalas de tempo de variações mais longas estão associadas a rotação do braço espiral, e as escalas de tempo mais curtas estão associadas a escala de tempo da viagem da luz no disco de acreção.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ABRAMOWICZ, M. et al. Slim accretion disks. **The Astrophysical Journal**, v. 332, p. 646–658, 1988.
- ABRAMOWICZ, M. A.; FRAGILE, P. C. Foundations of black hole accretion disk theory. **Living Reviews in Relativity**, Springer, v. 16, n. 1, p. 1–88, 2013.
- ALLINGTON-SMITH, J. et al. Integral field spectroscopy with the gemini multiobject spectrograph. i. design, construction, and testing. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, IOP Publishing, v. 114, n. 798, p. 892, 2002.
- ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. , v. 31, p. 473–521, 1993.
- AUGUSTO, P. et al. Probing the structure and size of the nlr in agn with radio jets. **Astronomical and Astrophysical Transactions**, Taylor & Francis, v. 20, n. 2, p. 275–279, 2001.
- 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**, IOP Publishing, v. 93, n. 551, p. 5, 1981.
- BENNERT, N. et al. Size and properties of the narrow-line region in seyfert-1 galaxies from spatially-resolved optical spectroscopy. **Astronomy & Astrophysics**, EDP Sciences, v. 459, n. 1, p. 55–69, 2006.
- CARSWELL, R. et al. The ionization mechanism of the 'liner' galaxies pictor a and pks 1718-65. **The Astrophysical Journal**, v. 286, p. 464–470, 1984.
- CHEN, K.; HALPERN, J. P.; FILIPPENKO, A. V. Kinematic evidence for a relativistic keplerian disk-arp 102b. **The Astrophysical Journal**, v. 339, p. 742–751, 1989.
- CLEMENS, J. C.; CRAIN, J. A.; ANDERSON, R. The goodman spectrograph. In: INTERNATIONAL SOCIETY FOR OPTICS AND PHOTONICS. **Ground-based Instrumentation for Astronomy**. [S.l.], 2004. v. 5492, p. 331–340.
- COUTO, G. d. S. Feeding e feedback em radio galaxias do universo local. 2016.
- DOKKUM, P. G. V. Cosmic-ray rejection by laplacian edge detection. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, IOP Publishing, v. 113, n. 789, p. 1420, 2001.
- ERACLEOUS, M.; HALPERN, J. P. Completion of a survey and detailed study of double-peaked emission lines in radio-loud active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 599, n. 2, p. 886, 2003.
- ERACLEOUS, M.; LEWIS, K. T.; FLOHIC, H. M. Double-peaked emission lines as a probe of the broad-line regions of active galactic nuclei. **New Astronomy Reviews**, Elsevier, v. 53, n. 7-10, p. 133–139, 2009.
- ERACLEOUS, M. et al. Elliptical accretion disks in active galactic nuclei. **The astrophysical journal**. Chicago. Vol. 483, no. 2, pt. 1 (Jan. 1995), p. 610-622, 1995.
- FABIAN, A. Cosmic feedback from agn. **Proceedings of the International Astronomical Union**, Cambridge University Press, v. 5, n. S267, p. 341–349, 2009.

FILHO, K. d. S. O. O.; SARAIVA, M. d. F. O. Isaac newton. **UFRGS, Astronomia e Astrofísica, Disponível na Internet em: <http://astro.if.ufrgs.br/newton/>, Acesso em**, v. 28, 2004.

FRANK, J. et al. **Accretion power in astrophysics**. [S.l.]: Cambridge university press, 2002.

GEZARI, S.; HALPERN, J.; ERACLEOUS, M. Long-term profile variability of double-peaked emission lines in active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, IOP Publishing, v. 169, n. 2, p. 167, 2007.

GILBERT, A. M. et al. Accretion disk models and long-term variability of double-peaked balmer line profiles in agns. In: **Structure and Kinematics of Quasar Broad Line Regions**. [S.l.: s.n.], 1999. v. 175, p. 189.

HALPERN, J. P. Line emission from another relativistic accretion disk-3c 332. **The Astrophysical Journal**, v. 365, p. L51–L54, 1990.

HALPERN, J. P.; ERACLEOUS, M. Emergence of double-peaked emission lines in the broad-line radio galaxy pictor a. **The Astrophysical Journal**, v. 433, p. L17–L20, 1994.

HECKMAN, T. An optical and radio survey of the nuclei of bright galaxies-activity in normal galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 87, p. 152–164, 1980.

HECKMAN, T.; MILEY, G.; GREEN, R. The kinematics of the narrow-line region in active galaxies and quasars. iii-correlations with the broad-line region and radio emission. **The Astrophysical Journal**, v. 281, p. 525–534, 1984.

HO, L. C. Liners as low-luminosity active galactic nuclei. **Advances in Space Research**, Elsevier, v. 23, n. 5-6, p. 813–822, 1999.

Hopkins, P. F.; Elvis, M. Quasar feedback: more bang for your buck. , v. 401, n. 1, p. 7–14, Jan 2010.

KORMENDY, J.; HO, L. C. Coevolution (or not) of supermassive black holes and host galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, Annual Reviews, v. 51, p. 511–653, 2013.

KROLIK, J. H. **Active galactic nuclei: from the central black hole to the galactic environment**. [S.l.]: Princeton University Press, 1999.

LAUBERTS, A.; BERLINO, E. southern observatory. **The ESO/Uppsala survey of the ESO (B) Atlas**. [S.l.]: European Southern Observatory Garching, 1982.

LEWIS, K. T.; ERACLEOUS, M. Black hole masses of active galaxies with double-peaked balmer emission lines. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 642, n. 2, p. 711, 2006.

LEWIS, K. T.; ERACLEOUS, M.; STORCHI-BERGMANN, T. Long-term profile variability in active galactic nucleus with double-peaked balmer emission lines. **The Astrophysical Journal Supplement Series**, IOP Publishing, v. 187, n. 2, p. 416, 2010.

LOVEDAY, J. The apm bright galaxy catalogue. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, The Royal Astronomical Society, v. 278, n. 4, p. 1025–1048, 1996.

LU, K.-X. et al. Reverberation mapping of the broad-line region in ngc 5548: evidence for radiation pressure? **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 827, n. 2, p. 118, 2016.

MATTEO, T. D. et al. Direct cosmological simulations of the growth of black holes and galaxies. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 676, n. 1, p. 33, 2008.

MERRITT, D.; FERRARESE, L. Black hole demographics from the m - σ relation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Blackwell Science Ltd Oxford, UK, v. 320, n. 3, p. L30–L34, 2001.

MICKAELIAN, A. M. Agn zoo and classifications of active galaxies. **Iranian Journal of Astronomy and Astrophysics**, Damghan University Astronomical Society of Iran, v. 2, n. 1, p. 1–38, 2015.

MILLER, J. S.; ANTONUCCI, R. R. Evidence for a highly polarized continuum in the nucleus of ngc 1068. **The Astrophysical Journal**, v. 271, p. L7–L11, 1983.

MINIUTTI, G. et al. A high eddington-ratio, true seyfert 2 galaxy candidate: implications for broad-line region models. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press, v. 433, n. 2, p. 1764–1777, 2013.

MORGAN, C. W. et al. The quasar accretion disk size-black hole mass relation. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 712, n. 2, p. 1129, 2010.

MORTLOCK, D. J. et al. A luminous quasar at a redshift of $z=7.085$. **Nature**, Nature Publishing Group, v. 474, n. 7353, p. 616–619, 2011.

MÜLLER, A. S. Alimentação do buraco negro supermassivo no núcleo de galáxias ativas. 2013.

NAGAO, T. et al. Is there an advection-dominated accretion flow in radio galaxies with double-peaked balmer lines? **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 567, n. 1, p. 73, 2002.

NARAYAN, R.; MCCLINTOCK, J. E. Advection-dominated accretion and the black hole event horizon. **New Astronomy Reviews**, Elsevier, v. 51, n. 10-12, p. 733–751, 2008.

NARAYAN, R.; QUATAERT, E. Black hole accretion. **Science**, American Association for the Advancement of Science, v. 307, n. 5706, p. 77–80, 2005.

NARAYAN, R.; YI, I. Advection-dominated accretion: A self-similar solution. **arXiv preprint astro-ph/9403052**, 1994.

NEMMEN, R. S. Escoamento acretivo como origem da emissão nuclear na galáxia ngc 1097. 2005.

NENKOVA, M. et al. Agn dusty tori. i. handling of clumpy media. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 685, n. 1, p. 147, 2008.

NETZER, H. **The physics and evolution of active galactic nuclei**. [S.l.]: Cambridge University Press, 2013.

O'BRIEN, P. T. et al. Steps toward determination of the size and structure of the broad-line region in active galactic nuclei. xiii. ultraviolet observations of the broad-line radio galaxy 3c 390.3. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 509, n. 1, p. 163, 1998.

PESSI, T. d. L. Um pipeline de redução de dados espectroscópicos para eventos de quilonova. Universidade Federal de Santa Maria, 2020.

PETERSON, B. M. Reverberation mapping of active galactic nuclei. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, IOP Publishing, v. 105, n. 685, p. 247, 1993.

RAMIREZ, Y. E. D. Origem das linhas de alta ionização em núcleos ativos de galáxias. 2018.

REN, D.; ALLINGTON-SMITH, J. On the application of integral field unit design theory for imaging spectroscopy. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, IOP Publishing, v. 114, n. 798, p. 866, 2002.

RICCI, C. et al. The close environments of accreting massive black holes are shaped by radiative feedback. **Nature**, Nature Publishing Group, v. 549, n. 7673, p. 488–491, 2017.

RUSCHEL-DUTRA, D. et al. Agnifs survey of local agn: Gmos-ifu data and outflows in 30 sources. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press, v. 507, n. 1, p. 74–89, 2021.

SCHIMMOIA, J. d. S. Perfis de duplo-pico: revelando a presença de discos de acreção na região de linhas largas de galáxias ativas. 2015.

SCHIMMOIA, J. S. et al. Short-timescale monitoring of the x-ray, uv, and broad double-peak emission line of the nucleus of ngc 1097. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 800, n. 1, p. 63, 2015.

_____. Short timescale variations of the $h\alpha$ double-peaked profile of the nucleus of ngc 1097. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 748, n. 2, p. 145, 2012.

_____. Evolution of the accretion disc around the supermassive black hole of ngc 7213. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, Oxford University Press, v. 472, n. 2, p. 2170–2180, 2017.

SCHNEIDER, P. **Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction**. [S.l.]: Springer, 2006.

SHAKURA, N. I.; SUNYAEV, R. A. Black holes in binary systems. observational appearance. **Astronomy and Astrophysics**, v. 24, p. 337–355, 1973.

SHEN, Y.; LOEB, A. Identifying supermassive black hole binaries with broad emission line diagnosis. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 725, n. 1, p. 249, 2010.

STORCHI-BERGMANN, T. et al. The variability of the double-peaked balmer lines in the active nucleus of ngc 1097. **The astrophysical journal. Chicago. Vol. 443, no. 2, pt. 1 (Apr. 1995), p. 617-624**, 1995.

SULENTIC, J. et al. Pictor a: A new double-peaked emission line quasar. **arXiv preprint astro-ph/9410029**, 1994.

TADHUNTER, C. An introduction to active galactic nuclei: Classification and unification. **New Astronomy Reviews**, Elsevier, v. 52, n. 6, p. 227–239, 2008.

TREMAINE, S. et al. The slope of the black hole mass versus velocity dispersion correlation. **The Astrophysical Journal**, IOP Publishing, v. 574, n. 2, p. 740, 2002.

WEBB, N. et al. Radio detections during two state transitions of the intermediate-mass black hole hlx-1. **Science**, American Association for the Advancement of Science, v. 337, n. 6094, p. 554–556, 2012.

ZHENG, W.; BINETTE, L.; SULENTIC, J. W. A double-stream model for line profiles. **The Astrophysical Journal**, v. 365, p. 115–118, 1990.

ZHOU, Y. et al. Statistical properties of the big blue bump in active galactic nuclei. **The Astrophysical Journal Letters**, IOP Publishing, v. 475, n. 1, p. L9, 1997.

APÊNDICE A – ARQUIVO DE CONFIGURAÇÃO DO IFSCUBE

```
[fit]
fit_continuum = no
fitting_window = 6200:6850
function = gaussian
optimization_window = 5
optimize_fit = yes
#out_image = ha_comb_guilherme2014_ifs.fits
suffix = _ifs
overwrite = yes
verbose = yes
write_fits = yes
continuum_line_weight = 0.0
monte_carlo = 0
# method = differential_evolution
method = slsqp
instrument_dispersion = 2.3
```

```
[loading]
scidata = 0
# Extensions may be given as integers.
primary = 0
variance = F_VAR
flags = F_FLAG
stellar = F_SYN
```

```
[minimization]
eps = 1e-5
ftol = 1e-8
disp = no
maxiter = 1000
```

```
[continuum]
degree = 1
n_iterate = 3
lower_threshold = 1
upper_threshold = 1
```

```
[equivalent_width]
sigma_factor = 5
```

```
[n2_6548]
rest_wavelength = 6548.04
velocity = 1.08, +- 0.108
sigma = 100, +- 10
amplitude = 0.302, +- 0.0302
```

k_group = 0
fixed = no

[ha]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = 3.33, +- 0.33
k_group = 0
fixed = no

[n2_6583]
rest_wavelength = 6583.46
amplitude = 0.925, +- 0.0925
k_group = 0
fixed = no

[s2_6716]
rest_wavelength = 6716.44
amplitude = 1.20, +- 0.12
k_group = 0
fixed = yes

[s2_6730]
rest_wavelength = 6730.81
amplitude = 1.05, +- 0.105
k_group = 0
fixed = no

[n2_6548_b]
rest_wavelength = 6548.04
velocity = -90.24, +- 9
sigma = 396.96, +- 39.696
amplitude = 0.14, +- 0.014
k_group = 1
fixed = no

[ha_b]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = 3, +- 0.3
k_group = 1
fixed = no

[n2_6583_b]
rest_wavelength = 6583.46
amplitude = peak, 0:10, n2_6548_b.amplitude * 3.06
k_group = 1

fixed = no

[s2_6716_b]
rest_wavelength = 6716.44
amplitude = 0.279, +- 0.0279
k_group = 1
fixed = yes

[s2_6730_b]
rest_wavelength = 6730.81
amplitude = 0.587, +- 0.0587
k_group = 1
fixed = no

[o1_6300]
rest_wavelength = 6300.304
amplitude = peak, 0:10
velocity = 0, +- 100
sigma = 150, 40:300
k_group = 2
fixed = no

[o1_6363]
rest_wavelength = 6363.77
amplitude = peak, 0:10
k_group = 2
fixed = no

[o1_6300_b]
rest_wavelength = 6300.304
sigma = 250, 40:1000, > o1_6300.sigma
amplitude = peak, 0:10
velocity = 0, +- 200
k_group = 3
fixed = no

[o1_6363_b]
rest_wavelength = 6363.77
amplitude = peak, 0.2:10
k_group = 3
fixed = no

[blue_peak]
rest_wavelength = 6562.8

amplitude = peak, 0.1:10
velocity = -5156, +- 2000
sigma = 3000, 1000:5000
k_group = 4
fixed = no

[blue_peak_b_6415]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0.1:10, > blue_peak.amplitude * 0.1
velocity = -6765, +- 150
sigma = 500, 200:5000, > blue_peak.sigma
k_group = 5
fixed = no

[blue_peak_c_6480]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0.1:10
velocity = -3793, +- 150
sigma = 500, 200:5000
k_group = 6
fixed = no

[blue_peak_d_6460]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0.1:10
velocity = -4708, +- 150
sigma = 500, 200:5000
k_group = 7
fixed = no

[blue_peak_e_6415]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0.1:10
velocity = -6765, +- 150
sigma = 500, 200:5000
k_group = 8
fixed = no

[red_peak]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0:10
velocity = +6270, +- 2000
sigma = 500, 500:5000
k_group = 9
fixed = no

```
[red_peak_b]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0:10, > red_peak.amplitude * 0.1
velocity = 7000, +- 1000
#sigma = 1000, 1000:5000, > red_peak.sigma
sigma = 500, 500:5000
k_group = 10
fixed = no
```

```
[red_peak_c_9722]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0:10
velocity = 9722, +- 300
#sigma = 1000, 1000:5000, > red_peak.sigma
sigma = 500, 200:5000
k_group = 11
fixed = no
```

```
[red_peak_d_6015]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0:10
velocity = 6015, +- 300
sigma = 500, 200:5000
k_group = 12
fixed = no
```

```
[red_peak_e_6551]
rest_wavelength = 6562.8
amplitude = peak, 0:10
velocity = 4022, +- 300
sigma = 500, 200:5000
k_group = 13
fixed = no
```

```
[cbc_1]
rest_wavelength = 6562.8
sigma = 2000, 500:4000
#amplitude = peak, 0:10, > ha_b.amplitude
amplitude = peak, 0:10
velocity = 0, +- 100
k_group = 14
fixed = no
```

```
[cbc_2]
```

```
rest_wavelength = 6562.8
sigma = 1000, 500:4000
amplitude = peak, 0:10
#amplitude = peak, 0:10, > cbc_1.amplitude * 0.1
velocity = 0, +- 100
k_group = 15
fixed = no
```