

Universidade Federal do Rio Grande do Sul
Instituto de Física

Desvendando a origem do fósforo em emissão em galáxias ativas

Natalie Nicole Schreiber Bensley

Porto Alegre
2023

Universidade Federal do Rio Grande do Sul
Instituto de Física

Desvendando a origem do fósforo em emissão em galáxias ativas

Natalie Nicole Schreiber Bensley

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado à Universidade Federal do Rio Grande do Sul, como requisito necessário para obtenção do grau de Bacharel em Física - ênfase em Astrofísica.

Orientador: Rogério Riffel

Porto Alegre

2023

Agradecimentos

Agradeço ao Vinícius, meu companheiro de vida, melhor amigo e marido, por me ajudar não apenas estando presente, mas fisicamente assumindo tarefas que tomariam meu tempo. Sem isso, seria impossível. Te amo!

À Valdirene e Léia, minhas filhas caninas que sempre estavam lá para dar amor e carinho na hora das minhas pausas.

À minha mãe, Luciana, que me deu um livro da NASA quando eu era pequena e sempre me incentivou a seguir meus sonhos. Ao meu pai, Scott, que mesmo de longe, sempre foi um dos maiores motivadores para que eu continuasse. Aos meus avós também, Sírio e Janira, que sempre me incentivaram a estudar e foram como segundos pais para mim.

Ao meu orientador, Rogério Riffel, que sempre foi muito compreensivo e me inspirou demais na pesquisa. Além de um ótimo pesquisador, uma excelente pessoa.

Ao professor Allan Schnorr e à professora Thaisa Storchi Bergmann por me inspirarem a seguir pesquisa na área de astronomia extragaláctica.

Aos meus amigos da física UFRGS (incluindo os que seguiram outros caminhos), a amizade de vocês tornou essa trajetória muito mais leve e divertida. Pessoal do AstroLab, do Café da Física, amigos nas cadeiras, em especial, Carol Santiago, Ana Antonini, Nicole Louise, Cristiano Rosa, Gustavo Bopsin, Juliana Devenz, Matheus Luís de Castro, André Burmeister e Érick Cignachi.

Aos meus amigos de fora da UFRGS, Carol Severo e grupo "amigos da Carol", que sempre me proporcionaram momentos de descontração, me divirto muito com vocês!

Agradeço também à Micheli Moura e Michele Coêlho (que me ajudou em momentos de dificuldade, com os códigos e suas anotações maravilhosas), por aceitarem fazer parte da banca e participar deste momento incrível conosco.

Ao Daniel Ruschel Dutra, por ter me ajudado com o IFSCUBE quando eu estava com dificuldade. Ao Luis Gabriel Dahmer Hahn, por me proporcionar a oportunidade de acompanhar uma observação astronômica.

Ao Programa Institucional de Bolsas de Iniciação Científica BIC Meninas na Ciência, pelo apoio financeiro ao longo desse trabalho.

“A única coisa que temos na vida é tempo. Tudo o que temos que decidir é o que fazer com o tempo que nos é dado.” - Gandalf - O Senhor dos Anéis - J. R. R. Tolkien.

Resumo

Em 2019 foram observadas galáxias que apresentam uma abundância incomum de fósforo em suas composições (Riffel et al., 2019). A abundância de fósforo foi detectada pela análise da razão das intensidades das linhas de emissão $[\text{Fe II}] \lambda 12570 \text{ \AA} / [\text{P II}] \lambda 11886 \text{ \AA}$ nos espectros das galáxias. Uma razão maior que 20 é considerada como uma característica de galáxia hospedeira de AGN, mas foram observadas razões significativamente menores que 20 em uma amostra contendo AGNs e galáxias starburst, não evidenciando diferença na abundância de fósforo para esses dois tipos de galáxias. O objetivo é investigar os processos físicos que estão envolvidos na excitação do fósforo nessas galáxias. Os dois processos que mais ocorrem são a fotoionização e a excitação por choques, sendo que este último ocorre com mais frequência em regiões de AGN. Para coletar as medidas das linhas de emissão, desenvolvemos um novo método utilizando os softwares IFSCUBE e STARLIGHT. Comparado ao LINER, o software utilizado em trabalhos anteriores para esse fim, o IFSCUBE fornece medições mais rápidas. O STARLIGHT é usado para fazer a síntese da população estelar do espectro, a fim de subtraí-la antes de realizar as medições. Constatamos que as medições do IFSCUBE são consistentes com as obtidas com o LINER, garantindo que os dados que coletamos sejam confiáveis. O método de Monte Carlo foi aplicado ao IFSCUBE para obter incertezas para os valores medidos; contudo, as incertezas resultantes se mostraram muito pequenas para serem consideradas. Portanto, definimos as incertezas como 10% do valor das medidas. Ao fazer isso, o método de Monte Carlo pode ser evitado.

Palavras-chave: Galáxias - AGN - Linhas de emissão - Espectros - Fotoionização - Choques.

Abstract

In 2019, galaxies displaying an unusual abundance of phosphorus in their compositions were observed (Riffel et al., 2019). The phosphorus abundance was detected by analyzing the ratio of the intensities of the emission lines $[\text{Fe II}] \lambda 12570 \text{ \AA} / [\text{P II}] \lambda 11886 \text{ \AA}$ in the spectra of these galaxies. A ratio greater than 20 is considered a characteristic of galaxies hosting active galactic nuclei (AGN), but significantly lower ratios, below 20, were observed in a sample containing both AGNs and starburst galaxies, suggesting no difference in phosphorus abundance between these two types of galaxies. The goal is to investigate the physical processes involved in the excitation of phosphorus in these galaxies. The two most prevalent processes are photoionization and shock excitation, with the latter occurring more frequently in AGN regions. To collect emission line measurements, we developed a new method using the IFSCUBE and STARLIGHT software. Compared to LINER, the software previously used for this purpose in prior research, IFSCUBE provides faster measurements. STARLIGHT is used to perform stellar population synthesis of the spectrum in order to subtract it before taking measurements. We found that measurements with IFSCUBE are consistent with those obtained using LINER, ensuring the reliability of the collected data. The Monte Carlo method was applied to IFSCUBE to obtain uncertainties for the measured values; however, the resulting uncertainties were found to be very small to be considered. Therefore, we defined uncertainties as 10% of the measurement values. By doing this, the Monte Carlo method can be avoided.

Keywords: Galaxies - AGN - Emission Lines - Spectra - Photoionization - Shocks.

Sumário

Lista de Figuras	1
Lista de Tabelas	2
1 Introdução	3
1.1 AGNs	3
1.1.1 O que é um AGN?	3
1.1.2 Diferentes tipos de AGNs	4
1.1.2.1 Galáxias Seyfert tipo I	4
1.1.2.2 Galáxias Seyfert tipo II	5
1.1.2.3 Galáxias Seyfert intermediárias	6
1.1.2.4 LINERs	6
1.1.2.5 Radiogaláxias	7
1.1.2.6 Quasares	7
1.1.2.7 Quasares radio-quiet	8
1.1.2.8 Blazares	8
1.1.3 O motor central das AGNs	8
1.1.4 O modelo unificado	9
1.2 Linhas de emissão	10
1.2.1 Processos físicos envolvidos nas linhas de emissão	12
1.2.2 Por quê observar no infravermelho?	12
2 Motivação e objetivos	13
2.1 Linha de emissão do fósforo	13
2.1.1 Fotoionização e choques	14
2.2 Problema do fósforo: Riffel 2019	14
2.3 Objetivos	16
3 Amostra e Métodos	18
3.1 Atlas de AGNs: Riffel et al. 2006	18
3.2 Amostras	18
3.3 Metodologia	19
3.3.1 STARLIGHT	22
3.3.1.1 Informações para rodar o STARLIGHT	23
3.3.2 IFSCUBE	23
3.4 Observação SOAR	24
3.5 Cloudy	24
3.6 MAPPINGS	25
4 Resultados	27
5 Conclusão e perspectivas	46
Referências	47

Lista de Figuras

Figura 1.1 – Espectro da IC 5063, galáxia Seyfert tipo I.	5
Figura 1.2 – Espectro da NGC 5135, galáxia Seyfert tipo II.	6
Figura 1.3 – Esquema do modelo unificado de AGN. Fonte: Beckmann e Shradler (2013).	10
Figura 1.4 – Largura equivalente. Fonte: Gregorio-Hetem e Pereira, 2000.	11
Figura 2.1 – Correlação entre as razões das linhas de emissão [C I] $\lambda 9850 \text{ \AA}$ e [Fe II] $\lambda 12570 \text{ \AA}$ relativas à [P II] $\lambda 11886 \text{ \AA}$. Fonte: Riffel et al. (2019).	16
Figura 3.1 – Espectro da NGC 6000 e síntese feita com STARLIGHT.	20
Figura 3.2 – Espectros da NGC 6000 após subtração da síntese feita com STARLIGHT.	21
Figura 3.4 – Ajuste de linhas de emissão da NGC 3081, feito com o IFSCUBE. Em azul está o espectro observado, e em verde e preto tracejado, os ajustes.	22
Figura 3.3 – Espectros de algumas galáxias com principais linhas de emissão idetificadas.	26
Figura 4.1 – Comparação de medidas dos fluxos da NGC 3310.	28
Figura 4.2 – Comparação de medidas dos fluxos da NGC 4151.	28
Figura 4.3 – Comparação de medidas dos fluxos da NGC 5929.	29
Figura 4.4 – Correlação entre as razões das linhas de emissão [C I] $\lambda 9850 \text{ \AA}$ e [Fe II] $\lambda 12570 \text{ \AA}$ relativas à [P II] $\lambda 11886 \text{ \AA}$ para a amostra 1.	29
Figura 4.5 – Correlação entre as razões das linhas de emissão [C I] $\lambda 9850 \text{ \AA}$ e [Fe II] $\lambda 12570 \text{ \AA}$ relativas à [P II] $\lambda 11886 \text{ \AA}$ para a amostra 2.	30
Figura 4.6 – Histograma das linhas de emissão identificadas e medidas na amostra 1.	31
Figura 4.7 – Histograma das linhas de emissão identificadas e medidas na amostra 2.	32

Lista de Tabelas

Tabela 1 – Amostra 2 e classificação AGN.	19
Tabela 2 – Íons e respectivos comprimentos de onda de emissão.	31
Tabela 3 – Fluxos observados, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	33
Tabela 4 – Fluxos observados, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	34
Tabela 5 – Fluxos observados, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	35
Tabela 6 – Fluxos observados, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	36
Tabela 7 – Fluxos observados, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	37
Tabela 8 – Fluxos observados, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$	38
Tabela 9 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.	39
Tabela 10 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.	40
Tabela 11 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.	41
Tabela 12 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.	42
Tabela 13 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.	43
Tabela 14 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.	44
Tabela 15 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.	45

1 Introdução

1.1 AGNS

Uma galáxia é um sistema astronômico composto por estrelas, planetas, gás, poeira cósmica e a pouco conhecida matéria escura, todos interagindo gravitacionalmente. Diversos tipos de galáxias existem em nosso universo e elas podem existir em diferentes fases. Quando uma galáxia está ativamente acreta matéria e gerando energia através disso, ela é uma galáxia ativa, ou galáxia de núcleo ativo. Galáxias nessa fase também são chamadas de AGNS (Active Galactic Nuclei - Núcleo Ativo de Galáxia). Esses objetos foram descobertos na década de 1940 inicialmente por observações feitas por Carl Seyfert. De maneira geral, uma AGN se diferencia das demais galáxias por ter um mecanismo gerador de energia não térmica, que envolve interações gravitacionais e magnéticas em torno de um buraco negro supermassivo (SMBH - Supermassive Black Hole) em seu núcleo. A radiação emitida pelos AGNs abrange uma ampla gama de comprimentos de onda, desde raios-x até rádio e seu espectro é diferenciado por possuir linhas de emissão provenientes dos processos físicos que ocorrem com o gás dessas galáxias. Nesta seção explicaremos o que é uma AGN, daremos algumas definições, e falaremos dos diferentes tipos de AGNs, e sobre o modelo unificado.

1.1.1 O que é um AGN?

Ao dizer AGN podemos estar nos referindo à galáxia ativa em si, ou somente ao núcleo daquela galáxia, dependendo do contexto. Nesse último caso, diz-se que a galáxia é hospedeira de AGN. A principal característica de uma galáxia ativa é o mecanismo central que habita nela. Seu núcleo é constituído por um buraco negro supermassivo que está acreta matéria e com isso gerando grandes quantidades de energia. Essa energia pode superar àquela gerada por todas as estrelas da galáxia. O núcleo não resolvido dessas galáxias apresenta uma rápida variabilidade no seu brilho, que pode durar dias, meses, ou até mesmo algumas horas. Nas observações, muitas delas também apresentam o núcleo central muito brilhante em comparação aos núcleos de galáxias inativas. De acordo com Osterbrock e Ferland (2006), quase todas as galáxias mais luminosas do que $M_B \approx -22$ contêm AGNs.

Quando se observam as ondas eletromagnéticas vindas de uma galáxia é possível decompô-las em vários comprimentos de onda, indo desde a menor frequência, ondas de rádio, até a maior, raios gama. O resultado disso é o espectro da galáxia. O espectro de uma galáxia normal é basicamente composto por um contínuo estelar integrado e algumas linhas de absorção de elementos químicos, provenientes da atmosfera das estrelas da galáxia (que absorve luz em comprimentos de onda específicos), linhas de emissão e contínuo nebuloso devido ao gás, além de poeira. O espectro das AGNs é diferente, pois além das características anteriores, ele apresenta intensas linhas de emissão e um contínuo não térmico, que não pode ser explicado por processos

de fusão termonuclear, como o que acontece no interior estelar. Segundo Osterbrock e Ferland (2006), o contínuo das AGNs vem da pequena região central, que é o local de geração de energia característico das AGNs. Além disso, diferenças entre espectros de AGNs evidenciam diferentes tipos de AGNs.

1.1.2 Diferentes tipos de AGNs

De acordo com Schneider (2006), o espectro das estrelas é proveniente de radiação térmica, e geralmente o espectro de uma galáxia pode ser definido como uma superposição do espectro estelar. Esse espectro se encontra em uma faixa de 4000 a 20000 Å, podendo se estender para ultravioleta e infravermelho distante caso a galáxia esteja formando estrelas intensamente (starburst). As galáxias ativas, porém, possuem um espectro diferente, com uma distribuição de energia espectral (SED - Spectral Energy Distribution) muito mais alargada, apresentando emissão desde o comprimento de ondas de rádio, passando pelo infravermelho, óptico, ultravioleta, até chegar a raios-X e raios gama. Cada faixa de observação é adequada para estudar diferentes componentes da AGN e tem características distintas que fornecem informações sobre os processos físicos que ocorrem nela. Em geral, os espectros dessas galáxias apresentam linhas de emissão intensas provenientes de excitações da região nuclear, que são mais alargadas do que as linhas de absorção geralmente observadas nos espectros de galáxias.

1.1.2.1 Galáxias Seyfert tipo I

No seu livro, Beckmann e Shradler (2013) descrevem que as galáxias Seyfert foram as primeiras AGNs detectadas e que elas foram sistematicamente analisadas por Carl Seyfert em 1943. O núcleo de uma Seyfert é mais brilhante que o restante da galáxia e no óptico ele aparece de forma pontual. Se o tempo de exposição for aumentado, é possível ver o restante da galáxia na imagem. As galáxias Seyfert, no geral, apresentam um excesso de cor no ultravioleta, assim como as galáxias starburst. O seu espectro da região central apresenta linhas de emissão altamente ionizadas e o contínuo bem mais intenso do que aquele relativo às estrelas. Segundo Schneider (2006), elas são em maioria galáxias espirais, e as linhas de emissão intensas e alargadas dos seus espectros representam alta velocidade rotacional.

As Seyfert do tipo I são aquelas que apresentam as linhas de emissão de transições permitidas como, $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ com uma componente bem alargada (Osterbrock e Ferland, 2006), com FWHM (Full Width at Half Maximum - largura total à meia altura) da ordem de $1 - 5 \times 10^3$ km/s, e as linhas ditas proibidas, como [O III], [N II] e [S II], com FWHM da ordem de 5×10^2 km/s. Mesmo que as linhas proibidas aqui sejam mais estreitas que as permitidas, elas ainda são consideravelmente mais largas que as linhas de emissão observadas na maioria das galáxias starburst. Na figura 1.1 está representado um espectro de uma Seyfert tipo I.

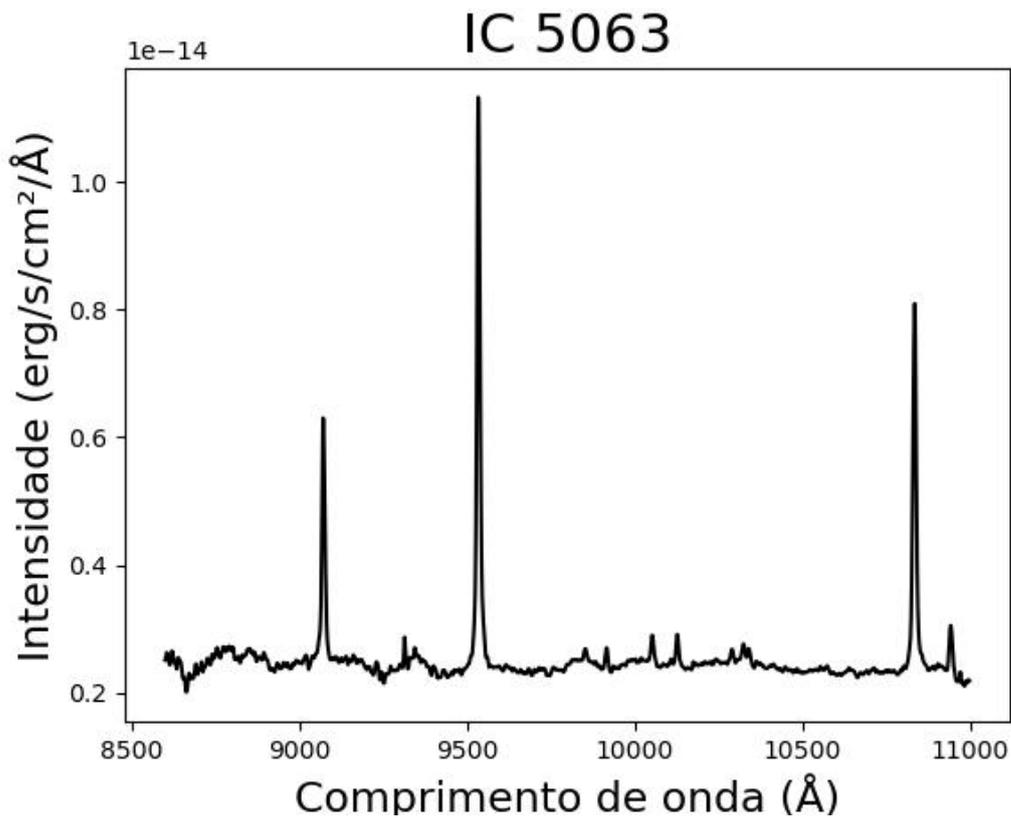


Figura 1.1 – Espectro da IC 5063, galáxia Seyfert tipo I.

1.1.2.2 Galáxias Seyfert tipo II

Nos espectros de Seyfert do tipo II, tanto as linhas de emissão permitidas, quanto as proibidas, são estreitas. As linhas são mais estreitas que as de Seyfert do tipo I, mas ainda são largas quando comparadas às de galáxias starburst. Em comparação com as Seyfert do tipo I, aqui o contínuo da região nuclear é bem mais suave, às vezes só se tornando evidente após a subtração do contínuo estelar. As velocidades de rotação do gás ficam em cerca de 500 km/s Carroll e Ostlie (2007). O contraste de brilho entre núcleo e o restante da galáxia é menos acentuado do que nas Seyfert I, pois o núcleo central está obscurecido por gás e poeira. Na figura 1.2 está representado um espectro de uma Seyfert tipo II.

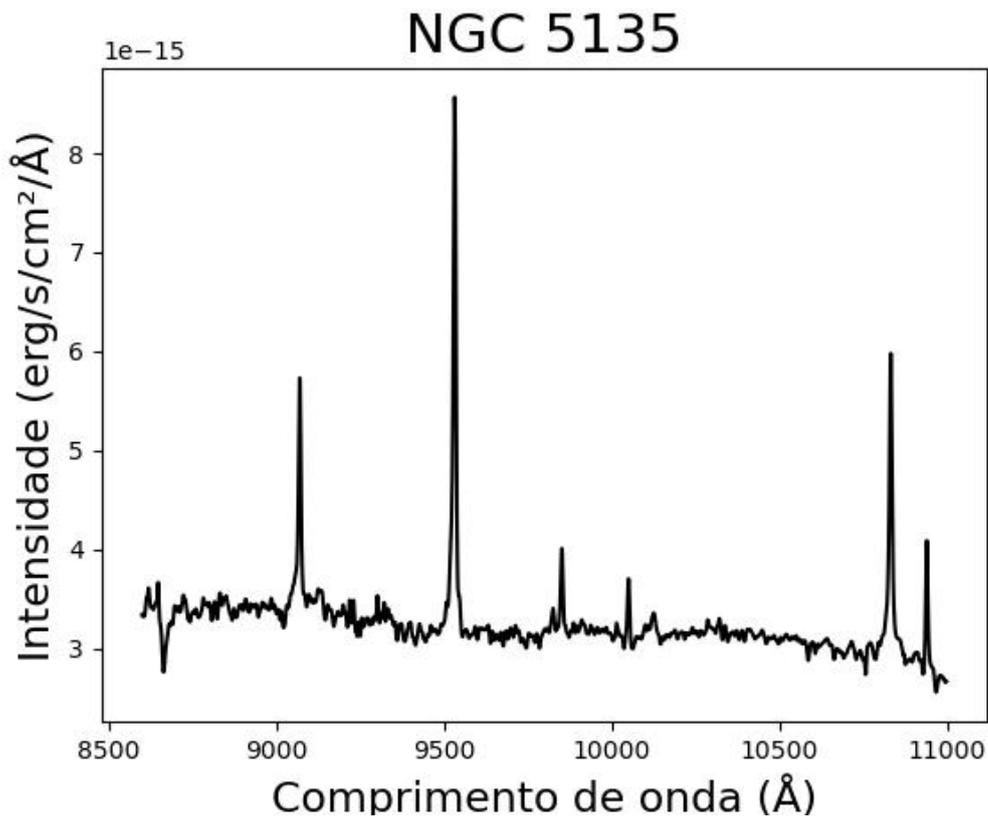


Figura 1.2 – Espectro da NGC 5135, galáxia Seyfert tipo II.

1.1.2.3 Galáxias Seyfert intermediárias

Existem AGNs com espectros com características intermediárias entre Seyfert I e Seyfert II. Esta classificação se dá de acordo com a largura das componentes (larga e estreita) da linha $H\beta$, classificam-se essas galáxias como Seyfert 1.2, 1.5, 1.8 e 1.9 (Beckmann e Shrader, 2013).

1.1.2.4 LINERs

As LINERs (Low-Ionization Nuclear Emission-line Region - regiões de linhas de emissão nuclear de baixa ionização) são AGNs pouco luminosos e se caracterizam por linhas de emissão fracas e dominadas por íons de baixa ionização, como [O I] e [N II]. As linhas são estreitas e apresentam baixa dispersão de velocidades.

As LINERs parecem ser o limite inferior de luminosidade dos AGNs, porém ainda existe debate sobre elas serem realmente AGNs. Espectros similares aos de LINERs podem ser encontrados em galáxias starburst e em regiões H II e é difícil distinguir o brilho do núcleo do brilho gerado pelas estrelas. Apesar disso, na banda UV do espectro é possível observar que o núcleo AGN domina, o que reforça a ideia de que são realmente AGNs Beckmann e Shrader (2013).

1.1.2.5 Radiogaláxias

As radiogaláxias possuem duas formas diferentes de classificação, que não estão correlacionadas, a classificação por espectro e a classificação por morfologia em rádio (Beckmann e Shrader, 2013). Em morfologia, elas se caracterizam pela emissão intensa de rádio proveniente de jatos relativísticos. Os jatos são feixes de partículas energéticas, como elétrons e prótons, acelerados a velocidades relativísticas que emitem radiação sincrotrônica na faixa do rádio. Frequentemente as radiogaláxias exibem estruturas alongadas chamadas lóbulos, que são regiões de emissão de rádio estendidas em direções opostas em relação ao núcleo ativo da galáxia e podem também apresentar uma fraca e compacta fonte de rádio no núcleo (Osterbrock e Ferland, 2006).

Na classificação por morfologia existem as classes I e II de Fanaroff-Riley. As menos luminosas são as FR-I, que apresentam uma emissão mais compacta, oriunda da região próxima ao núcleo e possuem normalmente dois jatos colimados. As FR-II, mais luminosas, apresentam mais emissão nos grandes lóbulos que se estendem muito além do núcleo da galáxia e normalmente aparentam ter apenas um jato colimado que se estende até um dos lóbulos. Essa classificação também pode ser chamada de classificação por luminosidade, pois existe uma linha de separação entre FR-I e FR-II, que se dá por uma luminosidade específica de $L_R = 10^{32} \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ em uma frequência de 175 MHz Beckmann e Shrader (2013).

Na classificação por espectro, utiliza-se o espectro do óptico dessas galáxias. Existem as BLRGs, de linhas largas, e as NLRGs, de linhas estreitas. A classificação é análoga à de galáxias Seyfert I e Seyfert II, com linhas largas e estreitas.

Diferentemente das Seyfert, que são encontradas majoritariamente em galáxias espirais de todos os tipos, as radiogaláxias são na maior parte das vezes encontradas em galáxias elípticas. As BLRGs são simplesmente galáxias elípticas de núcleo ativo, enquanto as NLRGs são galáxias elípticas gigantes Carroll e Ostlie (2007). De acordo com Osterbrock e Ferland (2006), provavelmente a maior diferença entre as Seyfert e as radiogaláxias está no ambiente ao redor do núcleo, e não no núcleo em si, pois galáxias espirais têm mais matéria interestelar em um plano achatado e em rotação, e as elípticas têm menos matéria e se organizam em um formato mais esférico.

1.1.2.6 Quasares

Os quasares foram descobertos no início da década de 1960, inicialmente como intensas fontes de rádio. Posteriormente, observou-se no óptico que essas fontes tinham aparência pontual, pareciam estrelas azuis (Carroll e Ostlie, 2007). Porém, o espectro dos quasares apresentava linhas de emissão que não correspondiam a nenhum elemento ou molécula conhecida. Em 1963, o astrônomo Maarten Schmidt identificou que as linhas no espectro do quasar 3C 273 correspondiam às linhas de Balmer do hidrogênio, só que com enorme desvio para o vermelho (redshift). O objeto em questão estava se afastando da Terra a uma velocidade de 14.6% da velocidade da luz. O espectro de um quasar apresenta linhas estreitas e largas, e seu núcleo é tão luminoso que chega a ofuscar a própria galáxia hospedeira, por isso aparece nas imagens de forma pontual.

Ao classificar uma galáxia como Seyfert ou quasar, classifica-se como quasar um objeto que possui magnitude absoluta inferior a 23, então os quasares seriam simplesmente os AGNs mais luminosos (Beckmann e Shrader, 2013). Osterbrock e Ferland (2006) apontam que há poucos quasares análogos às galáxias Seyfert II, até porque há relações observacionais entre o alto brilho do contínuo e a presença de linhas largas no espectro.

1.1.2.7 Quasares radio-quiet

São quasares em que o fluxo de rádio é fraco comparado ao fluxo no óptico, sendo identificados pela sua forte emissão em azul. Eles geralmente são encontrados a altos redshifts. Foram descobertos depois dos quasares que emitem intensamente em rádio, chamados radio-loud, por isso foram batizados de QSOs, objetos quasi-estelares. De acordo com Beckmann e Shrader (2013), observou-se que 90% dos quasares são do tipo radio-quiet, e atualmente a nomenclatura QSOs é pouco utilizada.

1.1.2.8 Blazares

Os blazares são intensas fontes de rádio que apresentam grande variabilidade em curtos períodos de tempo e alta polarização no domínio do rádio e do óptico. Acredita-se que são quasares vistos de um ângulo diferente, de forma que nossa linha de visada fique alinhada com o jato. Participam do grupo dos blazares os objetos BL Lacs e os FSRQs (flat-spectrum radio quasar - quasar de espectro achatado). O que divide os dois é a largura equivalente das linhas de emissão, que é menor nos BL Lacs Beckmann e Shrader (2013). Os objetos BL Lacs possuem espectro com linhas de emissão muito fracas, enquanto os FSRQs apresentam linhas de emissão largas e intensas. De acordo com Carroll e Ostlie (2007) 90% dos blazares reside em galáxias elípticas.

1.1.3 O motor central das AGNs

Há uma limitação conhecida como limite de Eddington que determina um limite superior de luminosidade que um corpo esférico pode ter para que a pressão de radiação e a gravidade estejam em equilíbrio. Observando a variabilidade de um objeto e aplicando o limite de Eddington, pode-se estimar a massa dele e também o seu tamanho. Fazendo isso para AGNs, nota-se que há uma enorme quantidade de massa e luminosidade muito intensa em um espaço muito pequeno (Carroll e Ostlie, 2007). Com esses dados é possível mostrar que a energia dos AGNs não pode ter origem termonuclear, ou seja, vinda de processos internos das estrelas, pois a sua eficiência seria muito baixa, incapaz de gerar tamanha luminosidade (Schneider, 2006).

A fonte primária da emissão energética intensa dos AGNs é atribuída à presença de um buraco negro supermassivo situado no centro, que está ativamente envolvido no processo de acreção de matéria. A acreção não ocorre de forma direta no buraco negro, pois o gás tem momento angular finito. Devido à fricção com outras partículas de gás, para a conservação do momento angular, é formado um disco de acreção que gira em torno do buraco negro. Dessa

forma, o gás vai sendo acretado parcialmente e a energia potencial gravitacional é convertida em energia cinética, então parte dessa energia cinética é convertida em calor, que é emitido na forma de radiação em uma ampla faixa espectral.

Nas galáxias ativas também ocorrem processos de feedback que podem afetar o funcionamento do AGN. Beckmann e Shradler (2013) descrevem que a matéria em queda fora do raio de Schwarzschild (ponto de não retorno) pode emitir radiação, que por sua vez pode impulsionar um vento. Esse vento pode então regular o fluxo de acreção, fazendo com que ele cesse. Ao mesmo tempo, o AGN também pode impedir uma maior acreção de massa. Se o buraco negro estiver se aproximando do limite de Eddington para acreção, a pressão de radiação pode impulsionar o gás para fora, evitando assim um crescimento adicional. Isso leva a um interessante mecanismo de autorregulação: se o gás for abundante nas proximidades do núcleo do AGN, a emissão resultante expulsará esse gás de suas imediações. Isso ocorrerá por meio de ventos e jatos, além da radiação. Os jatos também podem afetar a matéria na galáxia de duas maneiras. O jato pode aquecer e chocar a matéria à medida que se propaga para fora. Isso levará, de maneira semelhante aos efeitos de aquecimento radiativo, a uma expansão do gás circundante. Além disso, a pressão dos jatos pode expulsar a massa diretamente.

1.1.4 O modelo unificado

O modelo unificado de AGNs busca explicar as diversas características observadas em diferentes tipos de AGNs. Ele fornece uma estrutura unificada na qual as principais diferenças explicadas pelo modelo se dão pela projeção das AGNs, ou seja, a orientação que elas têm em relação à nossa linha de visada. A figura 1.3 representa o modelo unificado e seus componentes. Nela é possível ver como ocorrem as projeções de alguns tipos de AGN. Diferentes projeções do plano do disco de acreção e do jato do AGN resultam nos diferentes tipos de AGN conhecidos. O modelo unificado de AGNs tem sido amplamente aceito, pois realmente explica muitas das características observadas nos diferentes tipos de AGNs. No entanto, ainda se busca entender certos aspectos, como as propriedades do disco de acreção, a física dos jatos relativísticos e os mecanismos de obscurecimento.

O modelo apresenta o SMBH no centro da galáxia com o disco de acreção em volta. Perpendicularmente ao disco, se encontram os jatos colimados. Orbitando a altas velocidades ao redor do disco, fica a região de linhas largas (BLR - Broad Line Region), formada por nuvens de gás parcialmente ionizado. Em volta dela, há um toro de poeira e gás. Na parte mais externa existe uma região de linhas estreitas (NLR - Narrow Line Region), composta por gás ionizado orbitando a baixas velocidades. Conforme a figura, para um observador cuja linha de visada não está perpendicular ao plano do disco de acreção, o núcleo central aparecerá obscurecido por poeira e gás. Se a linha de visada está na direção do jato, veremos maior variabilidade no brilho do objeto.

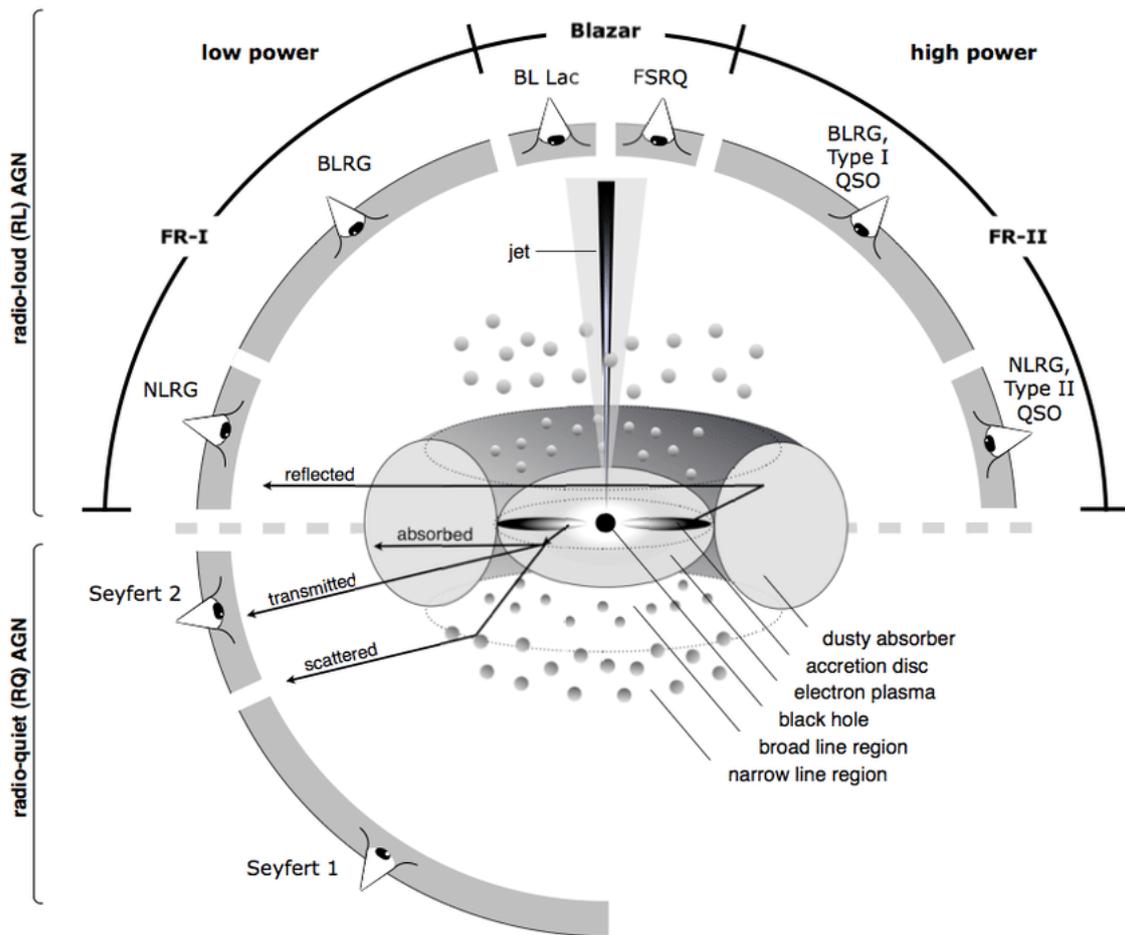


Figura 1.3 – Esquema do modelo unificado de AGN. Fonte: Beckmann e Shrader (2013).

1.2 Linhas de emissão

Ao analisar espectros, levamos em consideração as 3 leis de Kirchhoff: um gás denso e quente ou um objeto sólido e quente produzem um contínuo espectral sem linhas de absorção; um gás quente e difuso produz linhas de emissão; um gás frio, na frente de uma fonte de espectro contínuo, produz linhas de absorção no contínuo espectral. Isso pode ser interpretado da seguinte forma: as linhas de absorção nos espectros de galáxias vêm das estrelas, enquanto as linhas de emissão, representam o gás presente naquela galáxia.

Quando átomos ou moléculas absorvem fótons, ocorrem transições dos elétrons daquele átomo entre seus níveis de energia. O átomo absorve e reemite essa energia em forma de radiação e o resultado disso é uma linha de emissão, que aparece como um pico no espectro. De acordo com o comprimento de onda em que essa linha aparece, é possível saber qual elemento químico a originou. Através da análise das linhas de emissão, é possível obter informações sobre as propriedades físicas e químicas do gás daquela galáxia.

As linhas de emissão são classificadas em diferentes categorias. Linhas de emissão permitidas são aquelas em que as transições eletrônicas são mais prováveis de acontecer, sendo que o tipo

de transição entre níveis de energia que resulta nessas linhas pode ser reproduzida aqui na Terra. Já as linhas de emissão proibidas incluem transições eletrônicas que, teoricamente são possíveis, mas bem pouco prováveis pelas regras de seleção quântica, uma vez que os átomos precisam ter um longo livre caminho médio, ou seja, não sofrerem colisões rapidamente, o que só ocorre em ambientes muito rarefeitos e com altas temperaturas, como nos gases ionizados de galáxias ativas. As temperaturas ajudam a fornecer a energia necessária para que os elétrons superem barreiras de energia associadas às transições proibidas. Existem também as transições semi-proibidas, que são intermediárias, ou seja, têm uma probabilidade moderada de ocorrer.

Ao analisar as linhas de emissão nos espectros de galáxias, há duas propriedades que nos interessam: o fluxo da linha e a largura equivalente dela (EW - Equivalent Width). O fluxo ou intensidade do fluxo da linha de emissão refere-se à quantidade de radiação emitida por aquela linha específica. Ele é calculado integrando a área sob a curva da linha espectral em relação ao contínuo. Essa medida é expressa em unidades de fluxo luminoso, como ergs por segundo por centímetro quadrado ($erg/s/cm^2$) no sistema CGS (centímetros, gramas e segundos). A EW (W_λ) mede a largura aparente de uma linha espectral em relação ao nível do contínuo (figura 1.4) e é dado pela equação 1.1 (Schneider, 2006).

$$W_\lambda = \int d\lambda \frac{S_I(\lambda) - S_c(\lambda)}{S_c(\lambda)} \approx \frac{F_{line}}{S_c(\lambda_0)} \quad (1.1)$$

Em que, $S_I(\lambda)$ é o fluxo espectral total, $S_c(\lambda)$ é o fluxo espectral do contínuo de radiação interpolado ao longo do alcance de comprimentos de onda da linha, F_{line} é o fluxo total na linha e λ_0 é o seu comprimento de onda. A EW é expressa em unidades de comprimento de onda (tipicamente angstroms). Ela é a largura do intervalo de comprimentos de onda sobre o qual o contínuo precisa ser integrado para obter o mesmo fluxo que aquele medido na linha, servindo como uma medida de "força" daquela linha (Carroll e Ostlie, 2007).

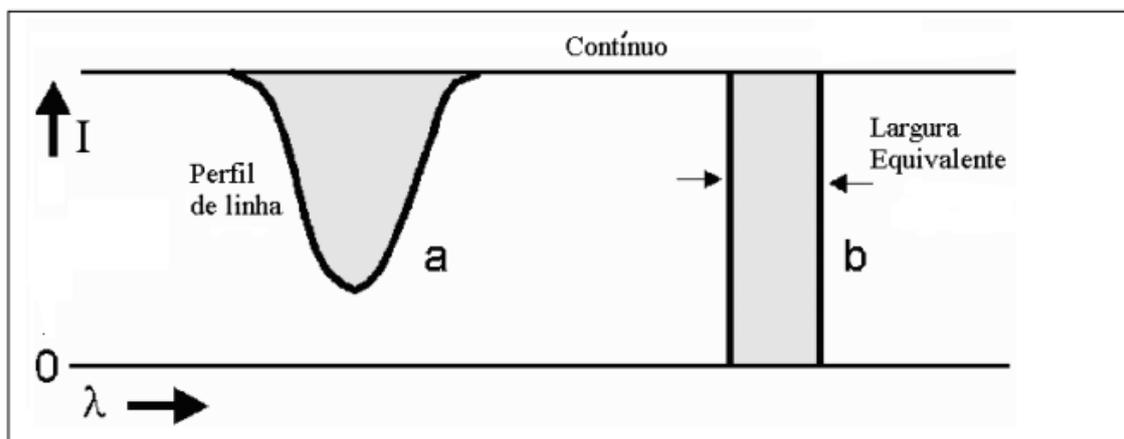


Figura 1.4 – Largura equivalente. Fonte: Gregorio-Hetem e Pereira, 2000.

1.2.1 Processos físicos envolvidos nas linhas de emissão

Estamos interessados em dois processos que podem estar por trás das linhas de emissão observadas em galáxias: a fotoionização e excitação por choques. Geralmente as linhas de emissão dos espectros são formadas por uma combinação desses dois processos. A fotoionização é quando um fóton incide em um átomo e isso faz com que um ou mais elétrons sejam ejetados do átomo. Já os choques ocorrem quando há uma mudança abrupta nas propriedades do gás da galáxia, como temperatura e pressão, forçando as partículas em movimento rápido a desacelerar, gerando uma onda de choque.

Os fluxos das linhas podem ser usados para determinar restrições na modelagem do estado físico do gás em emissão, das regiões de linhas largas e estreitas em AGNs (Osterbrock e Ferland, 2006).

1.2.2 Por quê observar no infravermelho?

Existem algumas vantagens de se realizar as observações no infravermelho em relação ao óptico. A observação no infravermelho é menos suscetível às flutuações atmosféricas em comparação com a luz visível. Ainda, a região do infravermelho próximo contém características no contínuo e nas linhas de emissão, que podem ajudar a colocar restrições nas propriedades físicas do gás nuclear emitido e no seu ambiente (Riffel et al., 2006, 2019). Muitos AGNs são considerados parcialmente obscurecidos por matéria interestelar empoeirada, e a radiação infravermelha sofre menos com absorção e espalhamento de poeira do que a luz visível. No infravermelho a nossa linha de visada também é menos obscurecida por poeira das regiões de linhas largas e estreitas.

Como o NIR (near-infrared - infravermelho próximo) é menos afetado pela extinção do que o óptico, a detecção de objetos altamente avermelhados com uma atividade AGN escondida, geralmente associada a starbursts e ULIRGs (ultra-luminous infrared galaxies) aumenta, e com isso, pode-se obter um melhor entendimento da conexão starburst-AGN. Além disso, a espectroscopia do NIR de AGNs do Universo Local permite a construção de templates espectrais para estudar as fontes mais comuns e os processos físicos que as originam. Esses templates são essenciais para entender a verdadeira natureza de objetos a altos redshifts.

A espectroscopia no óptico geralmente é usada em estudos para distinguir emissão causada pelas populações estelares ou pelo AGN, porém esse método é muito afetado pela poeira, o que causa um viés no censo de populações de AGNs ao longo de épocas cósmicas (Calabrò et al., 2023).

A presença de linhas como O I, Fe II e Ca II (que são exclusivas da BLR), principalmente a do Fe II, mostra uma vantagem de usar o NIR em relação ao óptico (Riffel et al., 2006). O grande número de multipletos de FeII e sua proximidade em comprimento de onda no óptico leva à formação de um pseudo-contínuo que geralmente dificulta a detecção de linhas Fe II individuais. No NIR, essa separação é maior e, além disso, a pequena FWHM das linhas largas permite a identificação de linhas do ferro que põem fortes restrições no mecanismo que as cria.

2 Motivação e objetivos

2.1 Linha de emissão do fósforo

Em Oliva et al. (2001) é estudada a galáxia NGC 1068 e são apresentadas as primeiras medidas extragalácticas da linha de emissão [P II] $\lambda 11886\text{\AA}$, da região no infravermelho próximo. Os autores defendem que uma boa maneira de estudar a linha de emissão do fósforo é comparando-a com a do ferro, porque elas têm algumas propriedades similares, como a proximidade em comprimento de onda, as temperaturas de excitação e as densidades críticas. Além disso, seus íons pais têm potenciais de ionização e coeficientes de recombinação radiativa parecidos. Como as linhas de emissão são dos íons [Fe II] e [P II], é preciso avaliar se a razão [Fe II]/[P II] representa bem a abundância dos elementos ferro e fósforo nas galáxias. O gás apresenta maior quantidade de [P II] ou o fósforo presente está sofrendo mais processos que o levam à ionização?

Oliva et al. (2001) restringe bem essa questão e apresenta a seguinte relação com base em forças de colisão e probabilidades de transição:

$$\frac{n(Fe+)}{n(P+)} \simeq 2 \cdot \frac{I[FeII]12750\text{\AA}}{I[PII]11886\text{\AA}} \quad (2.1)$$

Na equação, $n(Fe+)$ e $n(P+)$ são respectivamente o número de íons de ferro e de fósforo singularmente ionizados e $I[FeII]12750\text{\AA}$ e $I[PII]11886\text{\AA}$ são as intensidades das linhas de emissão do ferro e do fósforo. A única diferença importante é que as cargas de troca de recombinação entre o P^{++} e o hidrogênio neutro são 2 ordens de magnitude menos eficientes do que as das reações $Fe^{++} + H_0$. Isso implica que:

$$\frac{n(Fe+)}{n(P+)} \geq \frac{n(Fe)}{n(P)} \quad (2.2)$$

E então:

$$\frac{n(Fe)}{n(P)} \leq 2 \cdot \frac{I[FeII]12570}{I[PII]11886} \quad (2.3)$$

Os termos $n(Fe)$ e $n(P)$ representam o número de átomos de ferro e fósforo não ionizados. Isso significa que a abundância Fe/P é bem restringida pela razão $[FeII]/[PII]$, e ela é, no máximo, superestimada. Para uma razão solar $Fe/P = 100$, é esperado $[FeII]/[PII] = 50$, razão similar à encontrada em remanescentes de supernova.

Comparando razões de medidas de linhas de emissão, é possível utilizar a emissão de um elemento cujos processos físicos são bem compreendidos como parâmetro para estudar os processos envolvidos em outro elemento. Segundo Oliva et al. (2001), o fluxo abundante de raios-x suaves do AGN cria uma região estendida parcialmente ionizada, que é responsável pela forte emissão de espécies de baixa ionização, como [S II], [O I], [P II] e [Fe II]. O ferro é relativamente mais fraco, porque a maioria dele está trancado em grãos de poeira. As intensidades relativas

das linhas de baixa e alta ionização dependem de uma complexa combinação do parâmetro de ionização, densidade e da forma espectral da radiação ionizante. Porém, a razão entre elementos próximos, como o $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$ é pouco influenciada por isso e, majoritariamente, depende da abundância relativa Fe/P.

2.1.1 Fotoionização e choques

Oliva et al. (2001) diz que, do ponto de vista observacional, o $[\text{Fe II}]$ é fraco em regiões H II e nebulosas planetárias e é extremamente forte em filamentos de remanescentes de supernova excitados por choques. Linhas de emissão $[\text{Fe II}]$ relativamente brilhantes são encontradas no espectro IR de galáxias ativas e inativas, sendo essa linha usada como um rastreador de choques. A maneira mais eficiente de criar regiões extensas de gás quente parcialmente ionizado são choques e fotionização por raios-x suaves. Nos dois casos, o volume da emissão medida da região parcialmente ionizada pode exceder aquele do gás totalmente ionizado. A única diferença importante entre os dois mecanismos é que a fotionização não consegue destruir os grãos mais duros de ferro, que são facilmente destruídos por frentes de choques, ou seja, processos de fotoionização apresentam uma maior quantidade de Fe.

De acordo com esse estudo, valores maiores que 20 para a razão $[\text{Fe II}] \lambda 12570\text{\AA}/[\text{P II}] \lambda 11886\text{\AA}$ indicam que o gás passou recentemente por fenômenos envolvendo choques, e valores ≤ 2 não envolvem uma quantidade significativa desse processo físico. Pode-se dizer então, que um valor maior que 20 é uma característica de galáxias ativas, pois as regiões ao redor do núcleo ativo tendem a ter fortes ondas de choque, devido ao feedback do AGN. Já a fotoionização, não apresenta um valor característico no caso de AGNs.

2.2 Problema do fósforo: Riffel 2019

Riffel et al. (2019) apresenta a análise de um conjunto de espectros nucleares na região do óptico-NIR de 16 galáxias espirais luminosas no IR. As linhas de emissão detectadas com mais frequência foram $[\text{S III}] 9531 \text{\AA}$, $\text{Pa}\delta$, $[\text{C I}] 9824, 9850 \text{\AA}$, $\text{Pa}\beta$, $\text{He I } 10830 \text{\AA}$, $[\text{P II}] 11886 \text{\AA}$, $[\text{Fe II}] 12570, 16436 \text{\AA}$, $\text{Pa}\alpha$, $\text{H}2 19570 \text{\AA}$, $\text{H}2 21213 \text{\AA}$, e $\text{Br}\gamma$. Nesse caso, também foi usado o software LINER para obter as medidas dos fluxos das linhas de emissão. Não foram aplicadas correções para as absorções estelares, como a síntese de população estelar do STARLIGHT, no presente trabalho, uma vez que não haviam modelos de populações adequados para fazer essas sínteses.

Nessa amostra foram identificadas linhas de emissão do $[\text{P II}]$, o que os autores alegam ser algo surpreendente, pois em metalicidade solar, o fósforo é cerca de 1000 vezes menos abundante que o carbono e 100 vezes menos abundante que o ferro. Em consequência, se a abundância P/C é próxima à solar, a linha $[\text{P II}]$ não deveria estar presente, exceto se elementos muito abundantes estiverem muito mais opticamente espessos do que parecem.

A razão das intensidades das linhas $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$ foi comparada com a razão $[\text{C II}]/[\text{P II}]$ na amostra de galáxias ativas e inativas, e resultados interessantes foram encontrados. Na figura

2.1, as duas razões apresentam boa correlação, sugerindo que o mecanismo de excitação é o mesmo para os 3 íons. Além disso, não há uma separação clara entre galáxias star-forming e galáxias Seyfert. É possível ver que o valor da razão $[\text{Fe II}]/[\text{P II}]$ para as AGNs é muito menor que 20, sendo a maioria inferior a 4. Esse valor baixo para a razão de linhas pode indicar que a abundância de fósforo era significativamente maior que a encontrada tipicamente em objetos astronômicos, medindo pelo menos 20 vezes a abundância de fósforo solar. Eles tentaram analisar os processos físicos responsáveis pela excitação dessa linha usando o código de fotoionização Cloudy (Cloudyphotoionization of plasmas - Fotoionização Nebulosa de Plasmas) (Ferland et al., 2017), mas os modelos não foram capazes de reproduzir as razões observadas, eles subestimaram as duas. Como apenas a fotoionização não podia explicar a excitação dessa linha, acredita-se que choques também estejam ocorrendo nessas galáxias. Se fosse o caso de apenas fotoionização, uma abundância de $\text{Fe}/\text{P} = 100$ seria esperada. Como os choques são capazes de quebrar os grãos mais duros de ferro, isso poderia explicar a diminuição dessa razão, outra hipótese é a de que a diminuição se deve a uma maior quantidade de fósforo ionizado. Simulações com modelos de choques não foram realizadas. Outro fato é o de que isso ainda não explicaria porque outros AGNs não apresentam essa diminuição.

É interessante notar também que a produção de fósforo parece estar associada com a produção de carbono e de ferro de forma linear. Quais processos físicos estariam envolvidos nisso? Como já mencionado, a razão da abundância ferro fósforo é bem restringida pela razão ferro fósforo ionizados. Na pior das hipóteses, ela é superestimada. A abundância relativa Fe/P informa uma estimativa direta do esgotamento de ferro, ou, equivalentemente, da presença de poeira robusta em uma dada região Oliva et al. (2001).

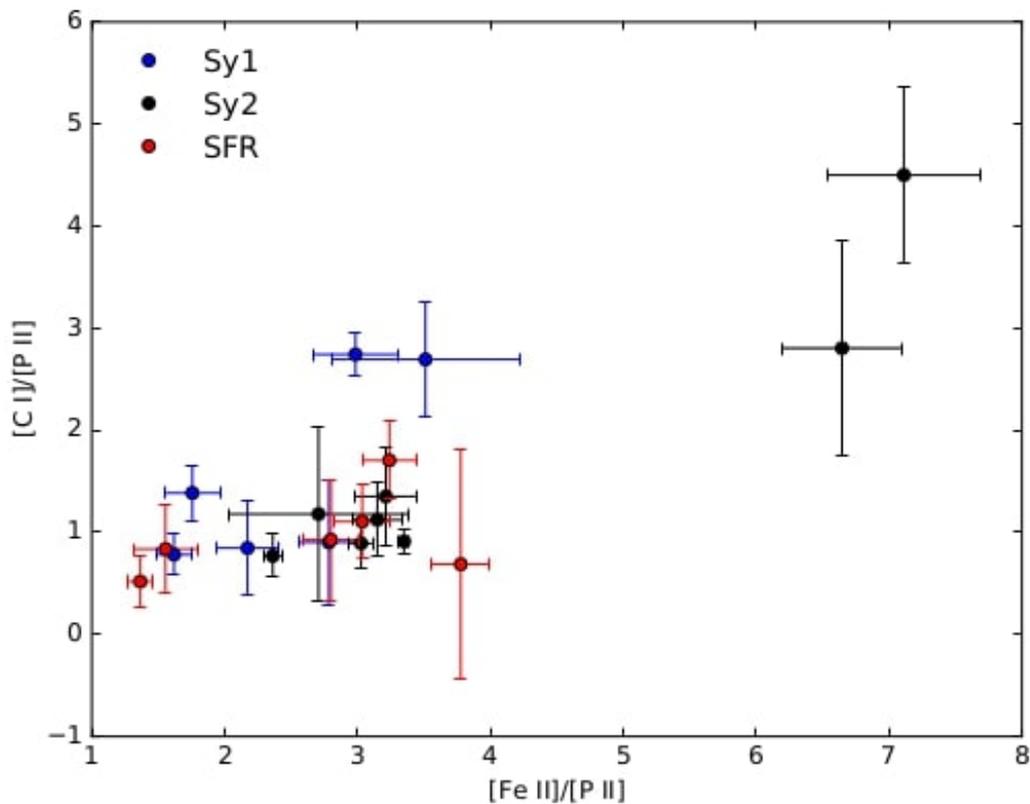


Figura 2.1 – Correlação entre as razões das linhas de emissão $[C I] \lambda 9850 \text{ \AA}$ e $[Fe II] \lambda 12570 \text{ \AA}$ relativas à $[P II] \lambda 11886 \text{ \AA}$. Fonte: Riffel et al. (2019).

2.3 Objetivos

Desejamos investigar as seguintes questões: quais são exatamente os processos físicos responsáveis por excitar o fósforo em uma galáxia? Que proporção dessa excitação pode ser atribuída à fotoionização e quanto é o resultado de ondas de choque? Obter as medidas das linhas de emissão dos espectros do NIR é o primeiro passo para abordar essa pergunta. Além do foco em três linhas de emissão, $[P II]$, $[Fe II]$ e $[C I]$, também é interessante obter as medidas das demais linhas presentes na região do infravermelho próximo para, futuramente, montar um atlas que pode servir de consulta a pesquisadores. O objetivo do presente trabalho é apresentar as medidas das linhas de emissão de uma amostra de galáxias do Universo Local. Neste trabalho, "medidas das linhas" referem-se às medidas de intensidade dos fluxos e largura equivalente EW dessas linhas. Investigar os processos físicos envolvidos na excitação do fósforo em objetos extragalácticos pode nos levar a restrições sobre questões importantes, como se o núcleo ativo é responsável por interromper a formação de estrelas em uma galáxia.

Também busca-se investigar a correlação entre as razões de linhas $[C I]/[P II]$ e $[Fe II]/[P II]$. Comparando razões de medidas de linhas de emissão é possível utilizar a emissão de um elemento cujos processos físicos são bem compreendidos como parâmetro para estudar os processos envolvidos em outro elemento.

Após obter as medidas, o objetivo para trabalhos futuros é buscar entender se o que está

produzindo as razões de linhas é a formação estelar ou é o AGN. Para isso, usaremos os códigos Cloudy de fotoionização e o MAPPINGS Allen et al. (2008) de modelos de choques. Assim, será possível delimitar os processos físicos que estão ocorrendo nas galáxias da amostra.

3 Amostra e Métodos

Neste capítulo explicamos a metodologia usada no trabalho. Ela consiste em identificar e calcular as medidas das linhas de emissão, principalmente as de [P II], [C I], e [Fe II] usando o software IFSCUBE, após extrair com o STARLIGHT a contribuição estelar do espectro de duas amostras de galáxias. Primeiro falamos sobre o trabalho de Riffel et al. (2006), de onde foi retirada a primeira amostra e depois explicamos as duas amostras e a metodologia empregada.

3.1 Atlas de AGNs: Riffel et al. 2006

Riffel et al. (2006) apresentam um atlas com as medidas de várias linhas de emissão de espectros de AGNs e algumas galáxias starburst. É o atlas mais extenso de espectros de AGNs no NIR até o momento e também com o maior número de medidas de fluxo de linhas de emissão de AGNs no NIR. O estudo emprega dados espectroscópicos na região do infravermelho próximo do espectro eletromagnético, variando de 8000 Å a 24000 Å. A amostra consiste em 51 espectros de galáxias, com redshifts entre $0.0038 < z < 0.549$ (a maioria com $z < 0.1$), representando principalmente a classe de AGNs no Universo Local. São 47 AGNs: 7 quasares, 13 narrow-line Sy1, 12 Sy 1s e 15 Sy 2s, além de 4 galáxias starburst que foram incluídas para comparação.

Os espectros foram obtidos do Telescópio Infravermelho de 3m da NASA (IRTF), com o espectrógrafo SpeX, resultando em um espectro para cada objeto, a partir da região nuclear da galáxia. Nesse trabalho, as medidas foram feitas usando o software LINER. Nessa amostra, a linha de emissão [P II] foi detectada para todos os graus de atividades de AGN.

O espectro desses AGNs no NIR é dominado por fortes linhas de emissão, como H I, He I, He II, e [S III]. Também são detectadas linhas proibidas de íons de baixa ionização, como [Fe II], [S II], e [C I], assim como H₂ molecular, na maioria das galáxias. Linhas coronais também são detectadas em uma grande fração de objetos, [S VIII], [S IX], [Si VI], [Si X], e [Ca VIII]. Esse conjunto de linhas necessita de energias de ionização superiores a 360eV para a produção do íon pai, e sua detecção é considerada uma assinatura de atividade nuclear. A classificação AGN da amostra não foi baseada necessariamente nessas linhas, e sim em estudos espectroscópicos ópticos feitos por diferentes autores.

3.2 Amostras

Os espectros analisados são em 1D observados na região do infravermelho próximo, que varia de $\lambda = 8000 \text{ \AA}$ a $\lambda = 24000 \text{ \AA}$, e foram tirados da região nuclear das galáxias. Foram utilizadas duas amostras, uma idêntica à analisada em Riffel et al. (2006) (amostra 1) e outra proveniente de diferentes observações (amostra 2). A amostra 2 consiste de observações feitas com instrumentos equivalentes, usando espectrógrafos de dispersão cruzada, entre eles o ARCoIRIS, o SpeX e o SED Machine do telescópio Palomar. A amostra 2 consiste de 42 galáxias do Universo Local

e a amostra 1 contém 51 espectros. Em ambas amostras, os dados já estavam reduzidos. Na tabela 1 constam as galáxias da amostra 2 e suas classificações de atividade AGN (retiradas de NASA/IPAC Extragalactic Database (2023)). As galáxias que não apresentam classificação AGN são as que não possuíam essa informação no NASA/IPAC Extragalactic Database (2023).

Galáxia	Classificação AGN	Galáxia	Classificação AGN
2MASXJ19373299-0613046	Sy 1.5	MCG-03-34-064	Sy 1
CGCG049-57	-	NGC 1125	Sy 2
ESO 138-G001	-	NGC 1194	Sy 1.9
ESO 362-18	Sy 1.5	NGC 2273	Sy 1 h
ESO 452-G005	-	NGC 3081	Sy 1 h
ESO 507-G070	Sy	NGC 3393	Sy 2
ESO 548-G081	-	NGC 424	Sy 1 h
Fairall51	Sy 1/1.5	NGC 4388	Sy 1 h
IC 1657	Sy 2	NGC 4395	Sy 1.8
IC 4280	-	NGC 454e	-
IC 5063	Sy 1	NGC 4594	Sy 1.9
MCG-02-33-098	-	NGC 5010	-
NGC 5104	-	NGC 5038	-
NGC 5257	-	NGC 5135	Sy 2
NGC 5734	-	NGC 5793	Sy 2
NGC 5861	Sy 2	NGC 5990	Sy 2
NGC 6000	-	NGC 6240	LINER
NGC 6574	-	NGC 718	-
NGC 7314	Sy 1 h	NGC 7469	Sy 1.5
NGC 7582	Sy 1 i	NGC 788	Sy 1 h
Circinus	Sy 1 h	NGC 5719	-

Tabela 1 – Amostra 2 e classificação AGN.

3.3 Metodologia

Em Riffel et al. (2006) as linhas de emissão dos espectros foram medidas com o software LINER para uma amostra de galáxias do Universo Local. Neste TCC foi aplicado outro método de medição, usando o software IFSCUBE (Ruschel-Dutra et al., 2021). As medições feitas com o LINER levam bastante tempo e são feitas uma a uma, manualmente. O IFSCUBE permite medir todas as linhas de um espectro indicando parâmetros e ajustando curvas gaussianas a essas linhas, o que torna o processo mais rápido e eficiente, facilitando a coleta de um volume maior de dados. Para encontrar o modo mais adequado de medição usando o IFSCUBE foram selecionadas 3 galáxias dessa amostra, a NGC 3310, NGC 4151 e a NGC 5929, procurando por espectros que apresentassem uma maior quantidade de linhas de emissão e que tivessem um contínuo mais plano. Para conferir se as linhas de emissão identificadas realmente estavam presentes nos espectros, e para verificar se alguma linha de emissão não identificada estava presente, foi consultado o atlas de Riffel et al. (2006). Os valores dos fluxos que eles apresentam, no entanto, foram usados apenas para comparação entre os métodos.

Antes de realizar as medidas com o IFSCUBE, alguns passos foram seguidos. Um deles foi a modelagem da síntese de populações estelares de cada espectro, usando o software STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005), assim a parte do espectro correspondente às estrelas (linhas de absorção) pode ser subtraída, facilitando as medidas das linhas de emissão. Essa é a principal diferença entre o método aplicado em Riffel et al. (2006) e o método aplicado aqui.

O processo que empregamos neste trabalho foi: de posse dos espectros das galáxias da nossa amostra, que são arquivos de texto com informações de intensidade do fluxo e do comprimento de onda, realizamos um rebin (processo para diminuir o intervalo entre comprimentos de onda, ou seja, aumentar a resolução dos dados) para que o passo de comprimento de onda fosse de 1\AA . Após isso, usamos o software STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005). Para fazer a síntese é necessário criar máscaras, arquivos que indicam as regiões a serem ignoradas pelo software, que incluem regiões de linhas de emissão e regiões de falha nos espectros, provenientes da redução dos dados. Foi feita uma máscara para cada espectro. Feita a síntese, subtraímos a população estelar do espectro. Nas figuras 3.1 e 3.2, apresentamos um exemplo da síntese realizada com o STARLIGHT, seguido por um espectro após a subtração da população estelar.

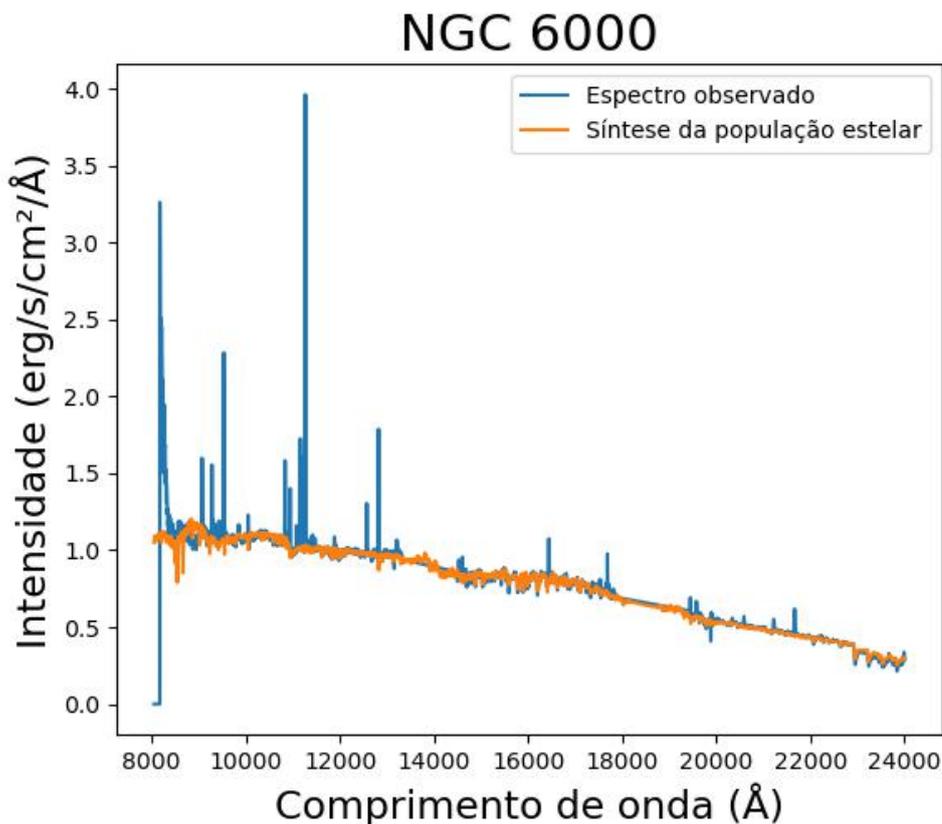


Figura 3.1 – Espectro da NGC 6000 e síntese feita com STARLIGHT.

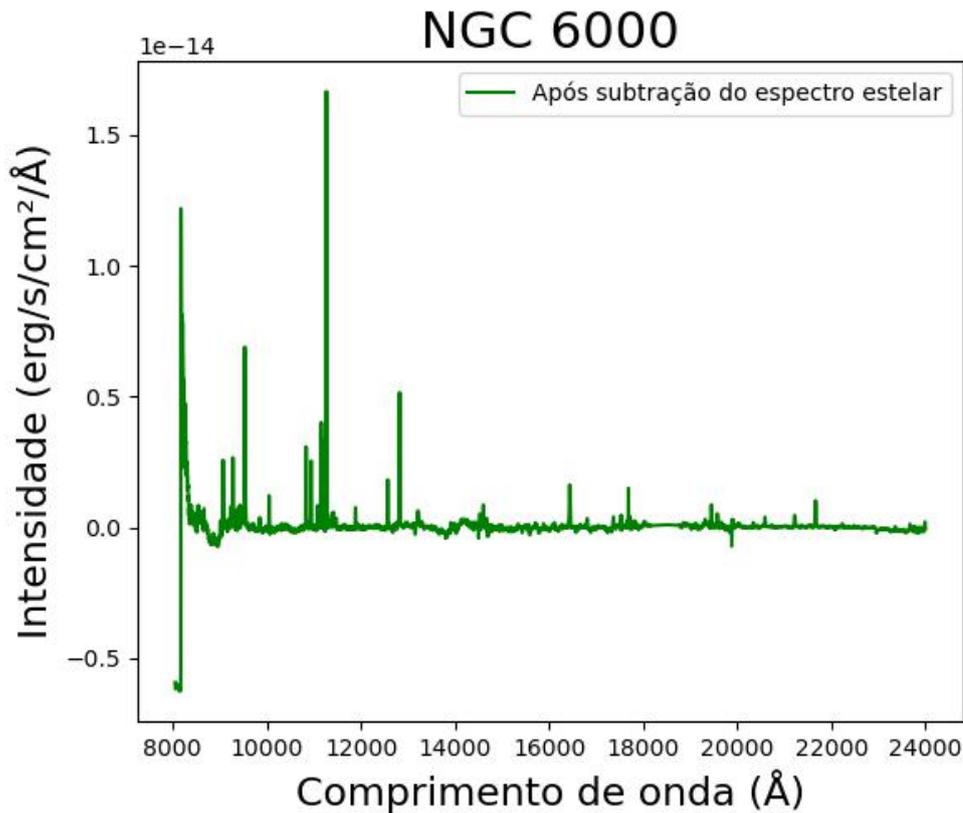


Figura 3.2 – Espectros da NGC 6000 após subtração da síntese feita com STARLIGHT.

O próximo passo foi aplicar o código `getRMS.py` para atribuir incertezas aos dados, pois eles não possuíam essa informação (alguns possuíam, mas os dados não estavam confiáveis, uma vez que apresentavam incertezas maiores que os fluxos). Embora o STARLIGHT possa ser usado para calcular e atribuir as incertezas, ele faz isso calculando a incerteza para os pontos a partir de uma janela de normalização. No entanto, muitas vezes os resultados são insatisfatórios. O próprio manual do software recomenda evitar o uso desse recurso, mesmo que para isso seja necessário inventar as incertezas. Com o código `getRMS.py` conseguimos atribuir como incertezas valores mais confiáveis. Esse código faz uma interpolação e separa o espectro em faixas pré-definidas do contínuo. Para cada faixa, ele ajusta uma curva polinomial de grau 1 e com isso calcula o desvio padrão de cada ponto, então assume-se que a incerteza é igual ao desvio padrão. Essas faixas são definidas em um arquivo de texto. Foi feita uma inspeção visual de cada espectro para defini-las. É possível criar um arquivo de texto padrão para ser usado em todos os espectros, mas como nem todos possuem as mesmas linhas de emissão, o arquivo foi alterado para cada galáxia, a fim de obter melhores resultados.

Depois de atribuir as incertezas, plotamos os espectros e identificamos as linhas de emissão presentes. A figura 3.3 mostra alguns espectros com as principais linhas de emissão identificadas. Então, convertamos os arquivos de texto em arquivos `.FITS` (Flexible Image Transport System). Com os arquivos `.FITS` é possível usar o IFSCUBE para fazer as medições das linhas. Além do `.FITS`, o IFSCUBE lê um arquivo de configuração que montamos indicando as linhas existentes naquele espectro (apêndice no capítulo 6), anteriormente identificadas. Nesse arquivo fornecemos

alguns parâmetros e o software ajusta as curvas das linhas de emissão usando funções gaussianas. Quando os dados de entrada possuem um vetor de incerteza (no caso aqui, atribuído com o `getRMS.py`), o IFSCUBE consegue calcular as incertezas dos valores medidos através do método de Monte Carlo, que foi aplicado nessas análises. A figura 3.4 ilustra como fica o ajuste de algumas linhas, feito com o IFSCUBE.

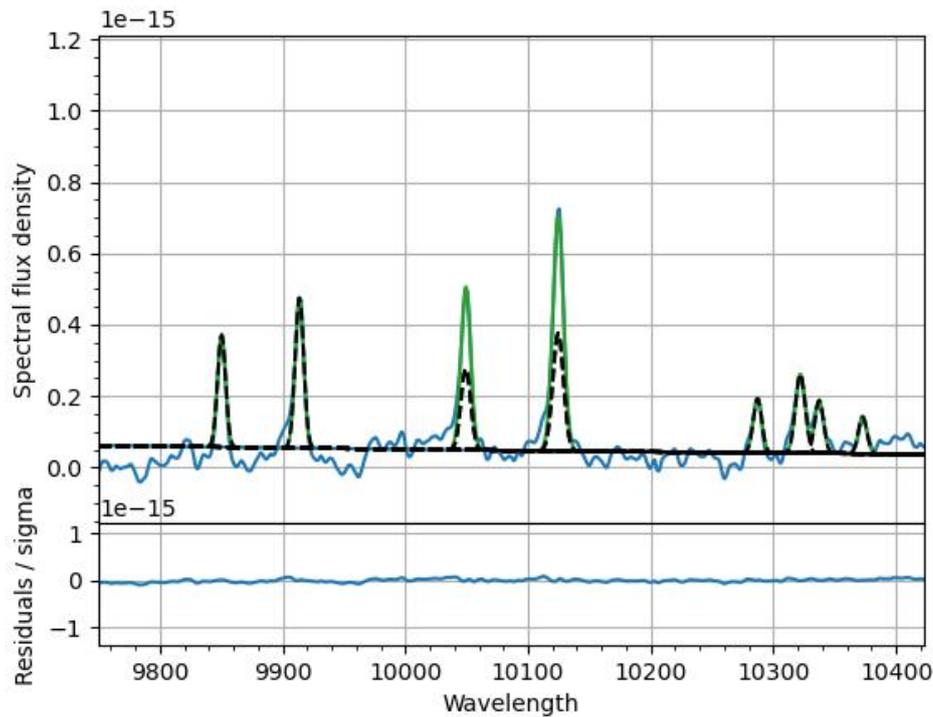


Figura 3.4 – Ajuste de linhas de emissão da NGC 3081, feito com o IFSCUBE. Em azul está o espectro observado, e em verde e preto tracejado, os ajustes.

Entre outras tentativas, alguns fluxos de trabalho foram testados, como fornecer a síntese da população estelar como entrada no IFSCUBE, permitir que o STARLIGHT rebinasse os espectros ou incluir o vetor de erro antes de executar o STARLIGHT. Todas elas resultaram em resultados insatisfatórios com o IFSCUBE, pois tornaram difíceis ou até mesmo impossibilitaram os ajustes necessários. Após análise dos resultados, foi constatado que o passo de atribuir as incertezas poderia ser descartado.

O método final pode ser resumido em: Rebin \rightarrow Máscara STARLIGHT \rightarrow Síntese STARLIGHT \rightarrow Subtrair síntese do espectro \rightarrow Criar FITS \rightarrow Identificar linhas \rightarrow IFSCUBE. Após o método ter sido desenvolvido, ele foi aplicado para a amostra 1 e em seguida para a amostra 2.

3.3.1 STARLIGHT

O STARLIGHT é um código de síntese espectral escrito em Fortran 77 e desenvolvido em 2007 por Roberto Cid Fernandes na UFSC (Universidade Federal de Santa Catarina). Ele ajusta um espectro observado com um espectro modelo, que adiciona componentes espectrais

provenientes de uma base de espectros pré-definidos. Os espectros base podem consistir em templates de espectros observados, sínteses de modelo evolutivo, estrelas individuais, etc.

O STARLIGHT pode ser usado para derivar propriedades de misturas de populações estelares, para produzir um template estelar ou para estimar velocidades de dispersão. No caso deste projeto, o intuito de usá-lo é para subtrair as populações estelares do espectro das galáxias.

3.3.1.1 Informações para rodar o STARLIGHT

Para rodar o STARLIGHT é preciso fornecer 5 arquivos de texto + arquivos de espectros de base:

Input spectrum: espectro observado com comprimentos de onda λ , fluxo das linhas espectrais $f(\lambda)$, erro nos fluxos e_λ e uma flag indicando se cada ponto é bom ou ruim, sendo que os dois últimos dados são opcionais.

Mask file: máscara utilizada para descartar regiões do espectro que não se deseja modelar, como linhas de emissão ou falhas em $f(\lambda)$. Também pode ser usada para dar mais peso a regiões de interesse.

Base files: um arquivo pai, base master file que indicará os espectros de base, base spectra files, e algumas informações sobre cada um deles, como idade e uma flag indicando se o componente terá extinção por Av. Os base spectra files vão conter comprimentos de onda e fluxos das linhas espectrais. Nesse trabalho os espectros de base de populações estelares individuais utilizados foram os da biblioteca Miles KU Padova, selecionados no alcance de comprimentos de onda de 7000 a 25000 Å. As populações estelares com menos de 500 milhões de anos foram descartadas e os espectros de base foram normalizados em 12230 Å.

Configuration file: arquivo de configuração que contém todos os parâmetros técnicos que controlam o STARLIGHT. Ele especifica a região de normalização, quais os limites para extinção, os parâmetros cinemáticos, etc. Nesse caso, os espectros foram normalizados em λ 12230 Å (Riffel et al., 2006), com limite inferior λ 12205 Å e limite superior λ 12255 Å.

Grid file: Contém os caminhos para acesso dos arquivos anteriores e outras informações, como janela para definir a razão S/N (sinal-ruído), janela para resultado da síntese espectral, opção de ajuste para parâmetros cinemáticos, etc.

Após rodar o STARLIGHT, a saída fornecida contém a síntese, melhor mistura de populações estelares encontrada pelo STARLIGHT, e outras informações. Aqui, estamos interessados apenas no espectro da síntese.

3.3.2 IFSCUBE

O IFSCUBE é um pacote do Python desenvolvido por Daniel Ruschel Dutra, que serve para realizar tarefas de análise de dados de espectroscopia de campo integral. No caso deste projeto, está sendo usado para medir os fluxos e EQWs das linhas de espectros 1D de galáxias através de funções gaussianas.

O IFSCUBE recebe um espectro na forma de arquivo FITS e a medida dos fluxos EQWs das linhas é configurada através de um arquivo de configuração em que se pode definir algumas

opções para o ajuste, inclusive informar o espectro de população estelar, que foi usado para subtrair a população estelar do espectro da galáxia. Além disso, no arquivo de configuração é informada a identificação de cada linha, o seu comprimento de onda de repouso, a velocidade central de dispersão, o desvio padrão e a amplitude da gaussiana. Os dois primeiros parâmetros foram retirados de (Riffel et al., 2006) e os dois últimos são chutes que vão sendo alterados conforme o resultado do ajuste. Através da estimativa desses parâmetros, é possível fazer um ajuste das linhas e, através disso, obter as medidas de larguras e fluxos.

No arquivo de configuração, é possível optar pelo uso do método de Monte Carlo para calcular as incertezas nas medidas. O método recebe esse nome em referência ao cassino de Monte Carlo, lugar associado ao acaso e à aleatoriedade. Ele se baseia na geração de números aleatórios que sigam uma distribuição de probabilidade adequada ao problema em questão e, em seguida, usa esses números para realizar cálculos estatísticos que levem à estimativa do resultado desejado. O resultado final é uma aproximação do valor esperado da grandeza de interesse.

3.4 Observação SOAR

Outra atividade realizada durante essa pesquisa foi a observação de algumas galáxias LIRGs (Luminous Infrared Galaxies) com o telescópio SOAR nas noites de 03 e 04 de fevereiro de 2023 e 01 e 03 de abril de 2023, de maneira remota. Foi coordenada pelo doutor Luis Gabriel Dahmer Hahn e acompanhada pela aluna de graduação Natalie Nicole Schreiber Bensley e aluna de doutorado Michele Bertoldo Coêlho. Durante as três últimas noites de observação, as alunas realizaram a calibração diurna do telescópio, e cada uma delas observou individualmente alguns objetos, incluindo galáxias e estrelas de calibração, em cada uma das noites de observação. A aluna Natalie observou os objetos HD 50931, NGC 2416, NGC 3263, HD 93494, NGC 1819, HD 34317, IC 2545, HD 89213, ESO 494-16, HD 69589, NGC 3367, HD 101060, entre outros. Perspectivas envolvem a redução dos dados para obtenção das medidas de linhas dos espectros das galáxias observadas.

3.5 Cloudy

O Cloudy é um código de síntese espectral que pode ser usado para simular o comportamento de regiões de gás ionizado por radiação em ambientes astrofísicos. Ele requer um arquivo de entrada que contém informações sobre a fonte de ionização, a densidade do gás, a composição química, as condições iniciais e outros parâmetros. Após criar o arquivo de entrada e executar o Cloudy, ele calculará o estado do gás ionizado e produzirá uma série de saídas, incluindo perfis espectrais, densidades eletrônicas, temperaturas, taxas de emissão e outras informações. Com os resultados do Cloudy é possível analisar a física das regiões de gás ionizado na galáxia, como a emissão de linhas espectrais, a temperatura, a ionização dos elementos químicos e outras propriedades relevantes. O código permite ajustar vários parâmetros em seu arquivo de entrada para simular diferentes cenários, experimentando diferentes configurações para entender como

as mudanças nos parâmetros afetam as propriedades das regiões de gás ionizado na galáxia.

3.6 MAPPINGS

O MAPPINGS consiste de um conjunto de modelos desenvolvidos para estudar e simular o comportamento de regiões de gás ionizado. Os modelos descrevem a ionização, a temperatura, a densidade e outras propriedades do gás ionizado em regiões astrofísicas. Cada modelo é projetado para representar um cenário específico, como uma região H II (nebulosa de hidrogênio ionizado), uma região de choque, uma galáxia em formação estelar, entre outros. Para usar o MAPPINGS é preciso fornecer parâmetros sobre a fonte de ionização (como estrelas ou choques), a densidade do gás, a composição química, as condições iniciais e outros parâmetros relevantes. Após fornecer os parâmetros de entrada e executar o modelo apropriado para o cenário, o MAPPINGS calculará as propriedades físicas do gás ionizado com base nos parâmetros fornecidos e nas equações que descrevem o comportamento do gás em situações específicas. Com os resultados é possível analisar várias propriedades, como os perfis espectrais, as emissões de linhas espectrais, as temperaturas, as abundâncias de elementos químicos e outros aspectos relevantes para o cenário de choques no gás de galáxias no NIR.

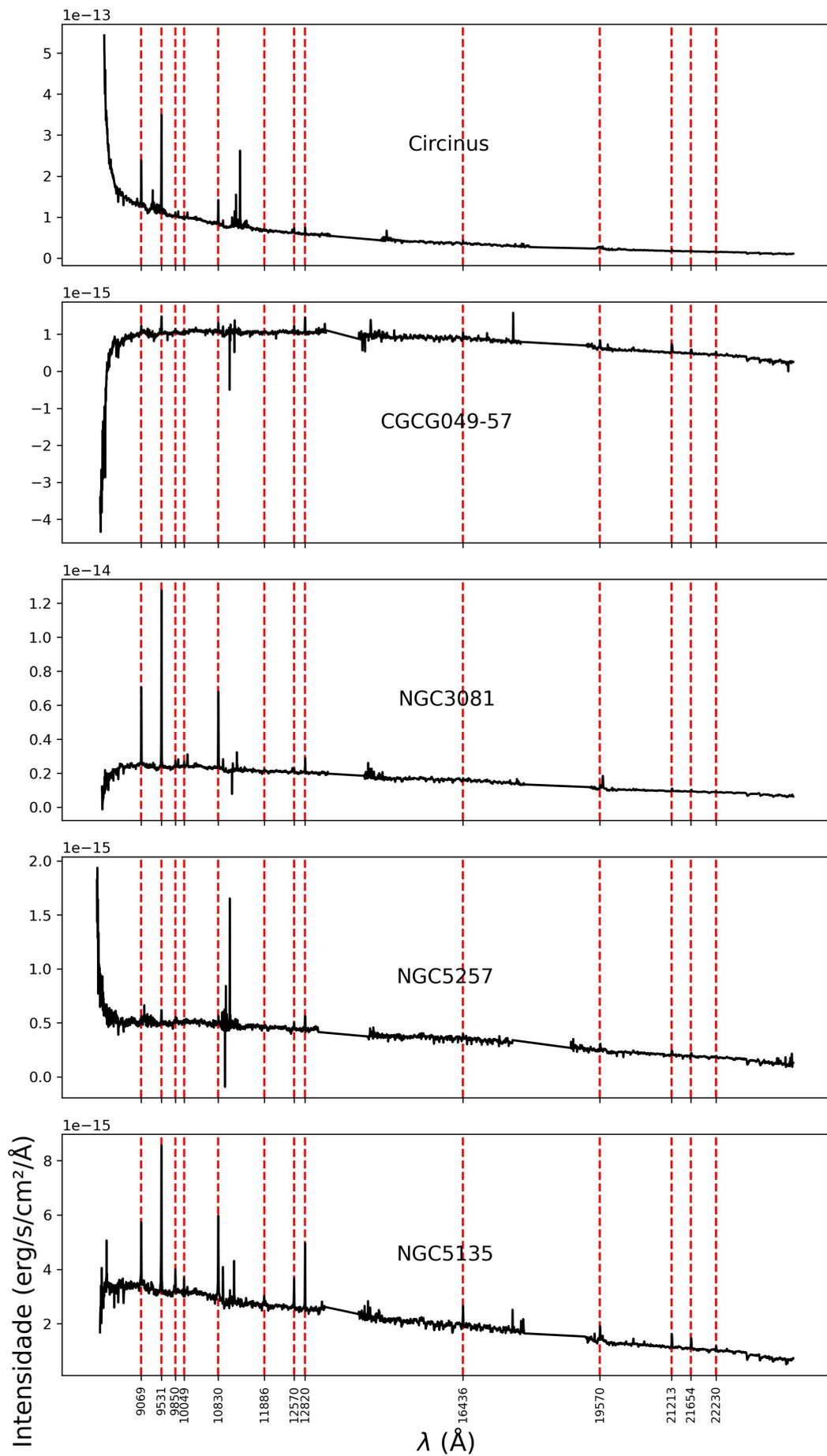


Figura 3.3 – Espectros de algumas galáxias com principais linhas de emissão idetificadas.

4 Resultados

Para comparar as medidas das linhas realizadas com o IFSCUBE com aquelas realizadas por Riffel et al. (2006) com o LINER, plotamos as intensidades das linhas de emissão das galáxias NGC 3310, NGC 4151 e NGC 5939, obtidas com ambos os métodos. As medidas de Riffel et al. (2006) foram as medidas que eles obtiveram usando o LINER, e que estão presentes no artigo. Então, avaliamos o coeficiente de correlação de Pearson, que é uma medida estatística que quantifica a correlação linear entre duas variáveis. Um coeficiente de Pearson igual a 1 indica uma correlação linear positiva perfeita, já se o coeficiente é 0, não há correlação linear entre as variáveis. Portanto, quanto mais próximo de 1, maior a correlação. As comparações feitas para analisar se as medidas feitas com o LINER são equivalentes às feitas com o IFSCUBE, são mostradas nas figuras 4.1, 4.2 e 4.3. Nem todas as galáxias apresentam as mesmas linhas de emissão e existem algumas linhas em Riffel et al. (2006) que não puderam ser ajustadas com o IFSCUBE (porque têm um fluxo muito baixo ou estão sobrepostas com outras linhas de emissão), essas linhas foram excluídas das figuras. Para os três espectros, os coeficientes de Pearson foram acima de 0.85, o que representa uma correlação linear entre as medidas obtidas com ambos os métodos. Além disso, é necessário avaliar também o valor P de Pearson, que é a probabilidade de ter obtido o resultado atual se o coeficiente de correlação for de fato zero. Se essa probabilidade for menor que 5% (0,05), o coeficiente de correlação é considerado estatisticamente significativo. Para as 3 galáxias o valor P calculado apresentou uma ordem de grandeza igual ou inferior a 10^{-9} , isso significa que é possível usar o IFSCUBE para obter as medidas das linhas, e os resultados encontrados são equivalentes aos encontrados com o LINER. Para fazer essa avaliação, não utilizamos as 51 galáxias da amostra 1, pois as 3 galáxias escolhidas para comparação representam bem a amostra.

As incertezas dos fluxos das linhas de emissão foram obtidas com o método de Monte Carlo, aplicado pelo IFSCUBE e estão presentes nas figuras, mas em geral elas são muito pequenas, menores que os pontos do gráfico. Incertezas tão pequenas não podem ter significado físico e nem serem atribuídas ao método de medição. Visto isso, decidimos que para as futuras medições iremos atribuir as incertezas como 10% do valor das medidas e não aplicar mais o método de Monte Carlo para calculá-las, pois ele leva mais tempo para o IFSCUBE processar e não está fornecendo incertezas confiáveis.

Com a amostra 1, foram medidas as linhas de emissão dos espectros de 51 galáxias. Com essas medidas realizadas, foi feita a comparação das razões dos fluxos das linhas de emissão, de forma análoga à da figura 2.1, para os espectros que apresentam as 3 linhas de interesse. O resultado encontra-se na figura 4.4. O mesmo foi feito para a amostra 2 e o resultado está na figura 4.5. As incertezas aplicadas foram consideradas como 10% do valor dos fluxos e então foram propagadas para as razões das linhas.

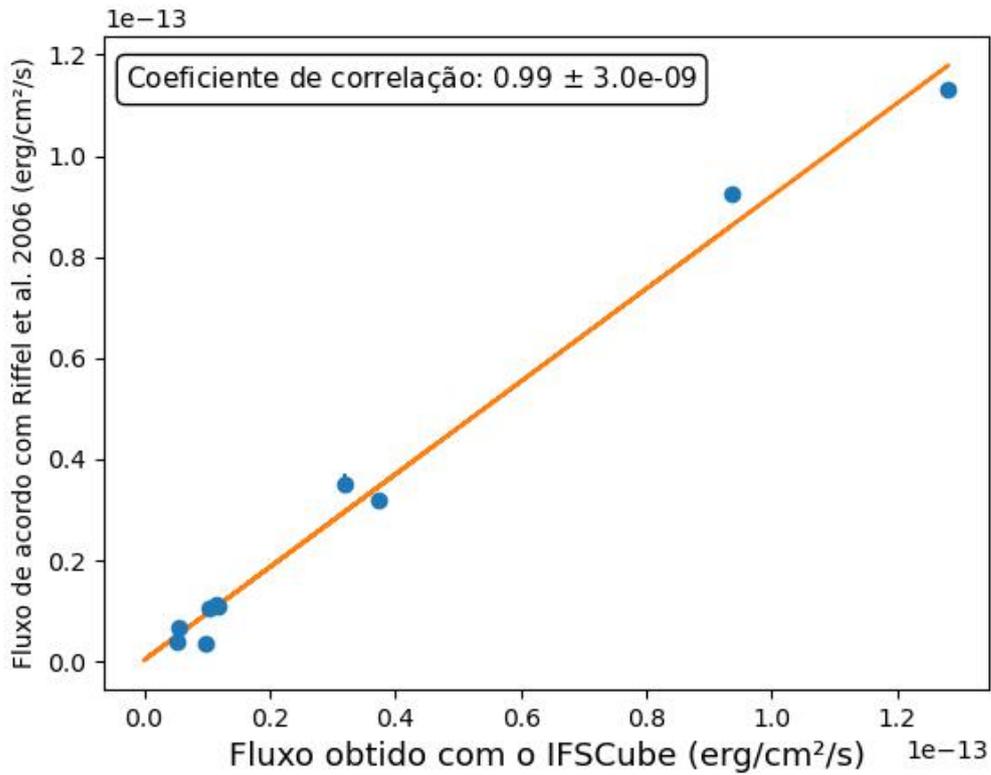


Figura 4.1 – Comparação de medidas dos fluxos da NGC 3310.

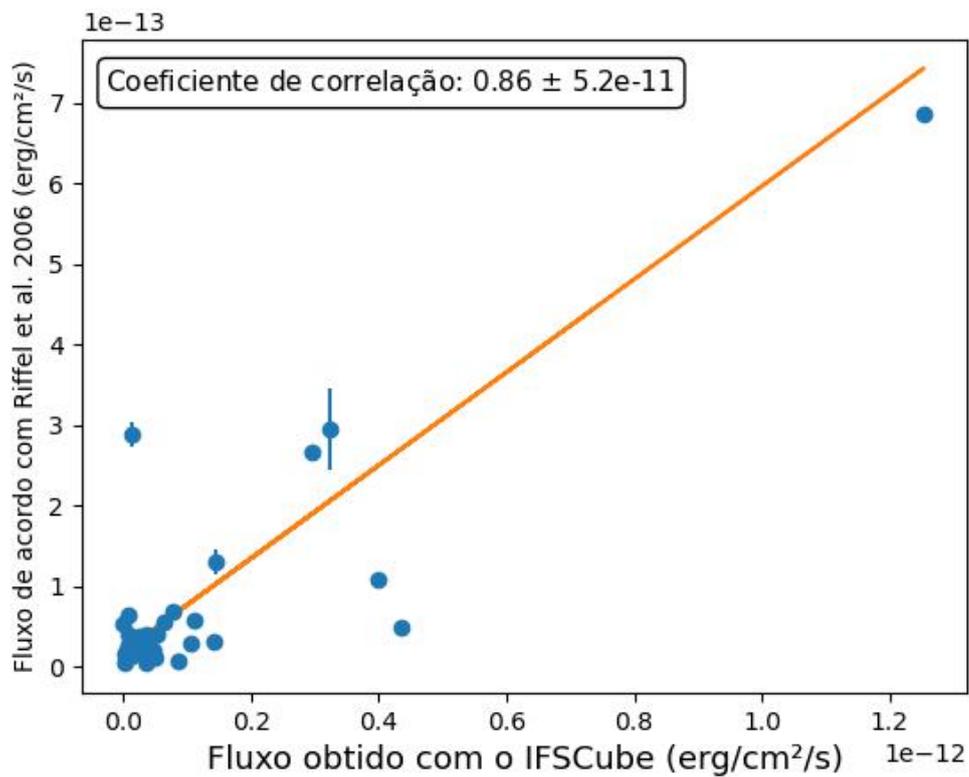


Figura 4.2 – Comparação de medidas dos fluxos da NGC 4151.

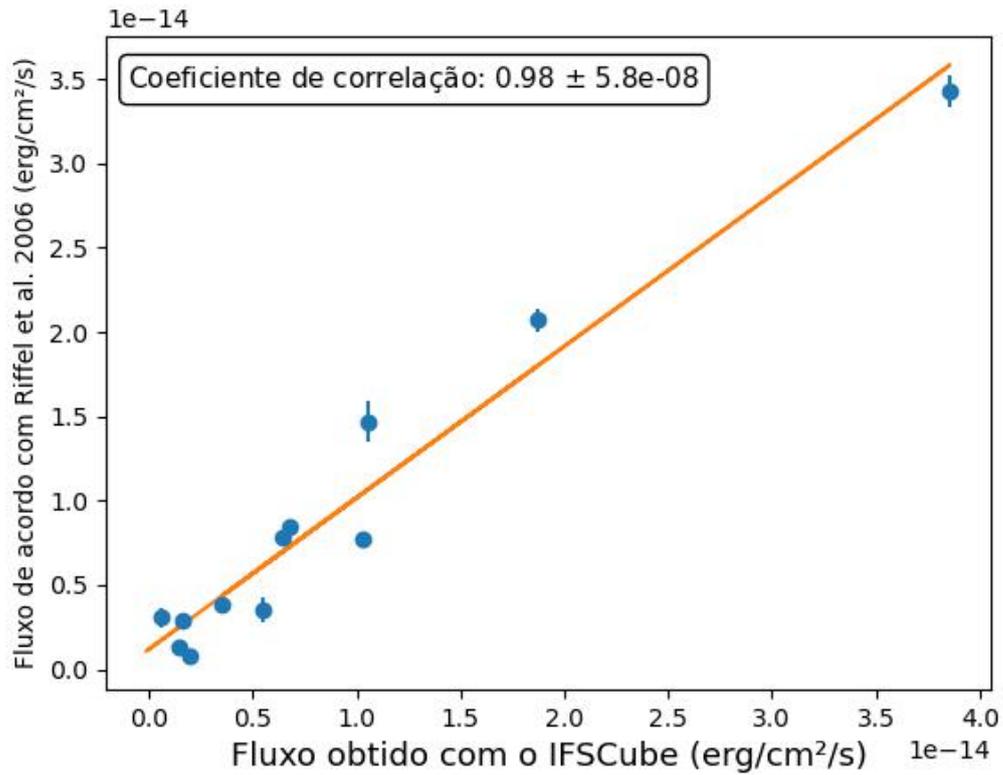


Figura 4.3 – Comparação de medidas dos fluxos da NGC 5929.

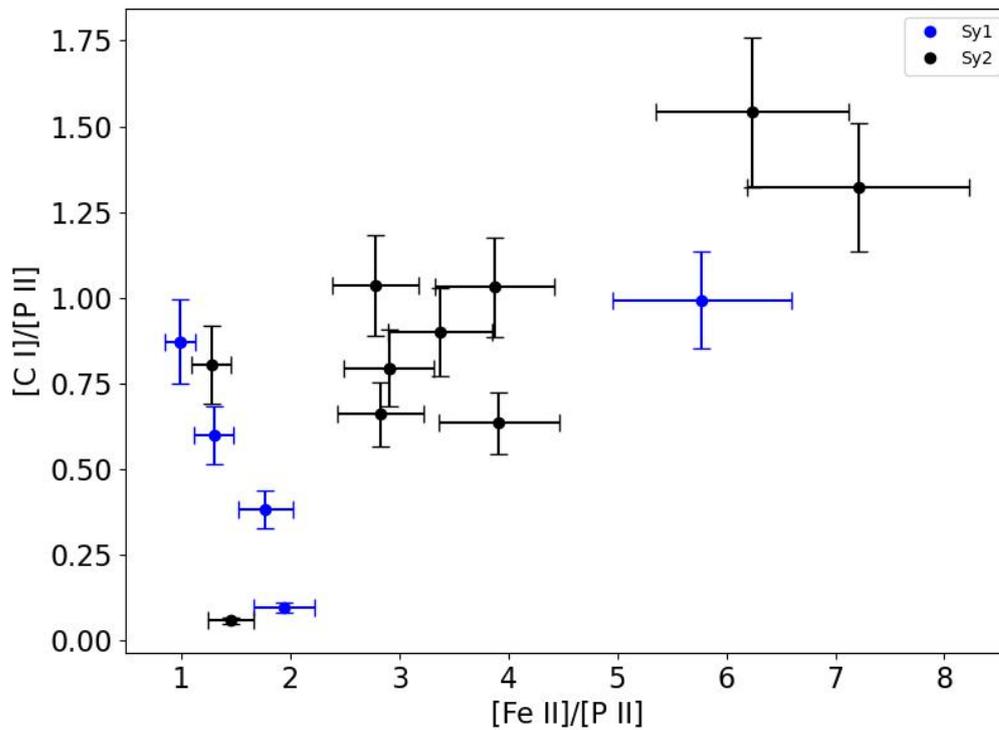


Figura 4.4 – Correlação entre as razões das linhas de emissão [C I] $\lambda 9850 \text{ \AA}$ e [Fe II] $\lambda 12570 \text{ \AA}$ relativas à [P II] $\lambda 11886 \text{ \AA}$ para a amostra 1.

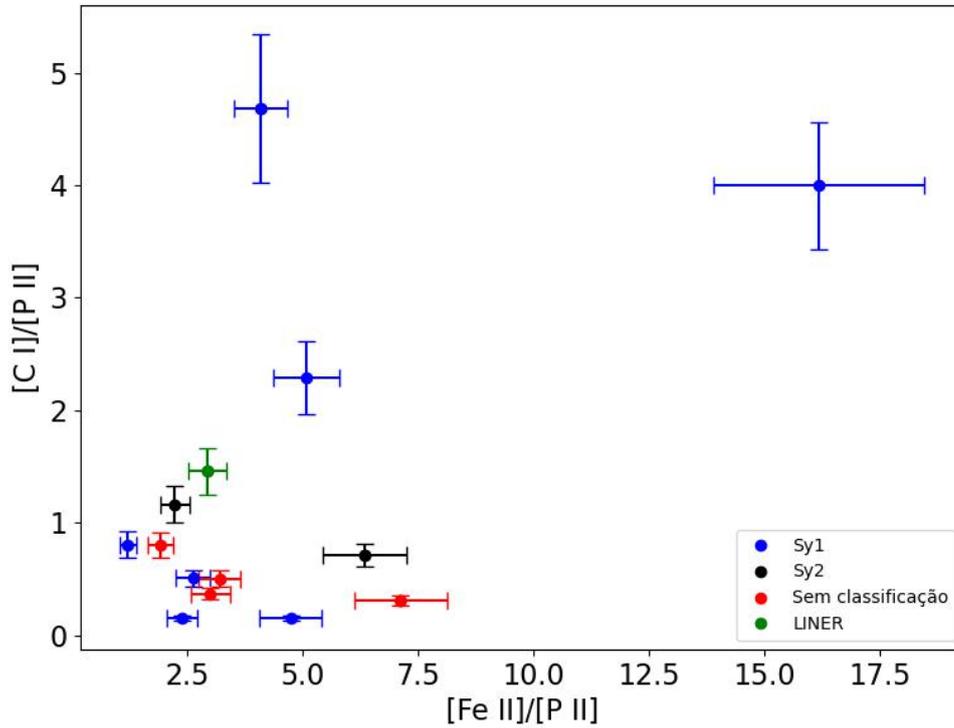


Figura 4.5 – Correlação entre as razões das linhas de emissão $[C I] \lambda 9850 \text{ \AA}$ e $[Fe II] \lambda 12570 \text{ \AA}$ relativas à $[P II] \lambda 11886 \text{ \AA}$ para a amostra 2.

Aqui encontramos resultados equivalentes aos observados em Riffel et al. (2019), valores mais baixos que os usuais para a razão $[Fe II]/[P II]$. Da amostra de 42 galáxias, foi possível identificar e medir as três linhas de interesse em 14 delas, o que representa $\sim 33\%$ da amostra. As galáxias são: ESO138-G001, NGC 1125, NGC 2273, NGC 3081, NGC 4395, NGC 454e, NGC 5135, NGC 5257, NGC 6000, NGC 6240, NGC 7314, NGC 7469, NGC 7582 e Circinus. Já da amostra 1, 15 das 51 galáxias apresentaram as três linhas, correspondendo a $\sim 29\%$ da amostra. São as galáxias: ARK 564, ESO 428, MRK 1066, MRK 1210, MRK 334, MRK 573, MRK 766, NGC 1275, NGC 2110, NGC 262, NGC 3227, NGC 34, NGC 591, NGC 7469 e NGC 7674.

Na tabela 2, demonstramos os comprimentos de onda das linhas de emissão identificadas nos espectros e seus respectivos íons. A nomenclatura "b" indica a componente larga da linha.

Íon	λ (Å)	Íon	λ (Å)	Íon	λ (Å)
[S III]	9069	Fe II	9127	Fe II	9177
Fe II	9202	H I	9230	H I	9230b
[S III]	9531	[C I]	9824	[C I]	9850
[S VIII]	9910	Fe II	9999	H I	10049
H I	10049b	He II	10122	He II	10122b
Fe II	10171	[S II]	10286	[S II]	10320
[S II]	10336	[S II]	10370	[N I]	10404
Fe II	10500	He I	10830	He I	10830b
H I	10938	H I	10938b	Fe II	11126
O I	11287	[P II]	11460	[P II]	11886
[S IX]	12520	[Fe II]	12570	H I	12820
H I	12820b	[Fe II]	13201	[Si X]	14300
[Fe II]	16436	H I	18750	H I	18750b
H I	19446	H I	19446b	H_2	19570
[Si VI]	19641	H_2	20332	He I	20580
He I	20580b	H_2	21213	H I	21654
H I	21654b	H_2	22230	H_2	22470
[Ca VIII]	23218				

Tabela 2 – Íons e respectivos comprimentos de onda de emissão.

Plotamos histogramas de frequência das linhas identificadas e medidas para as duas amostras (figuras 4.6 e 4.7).

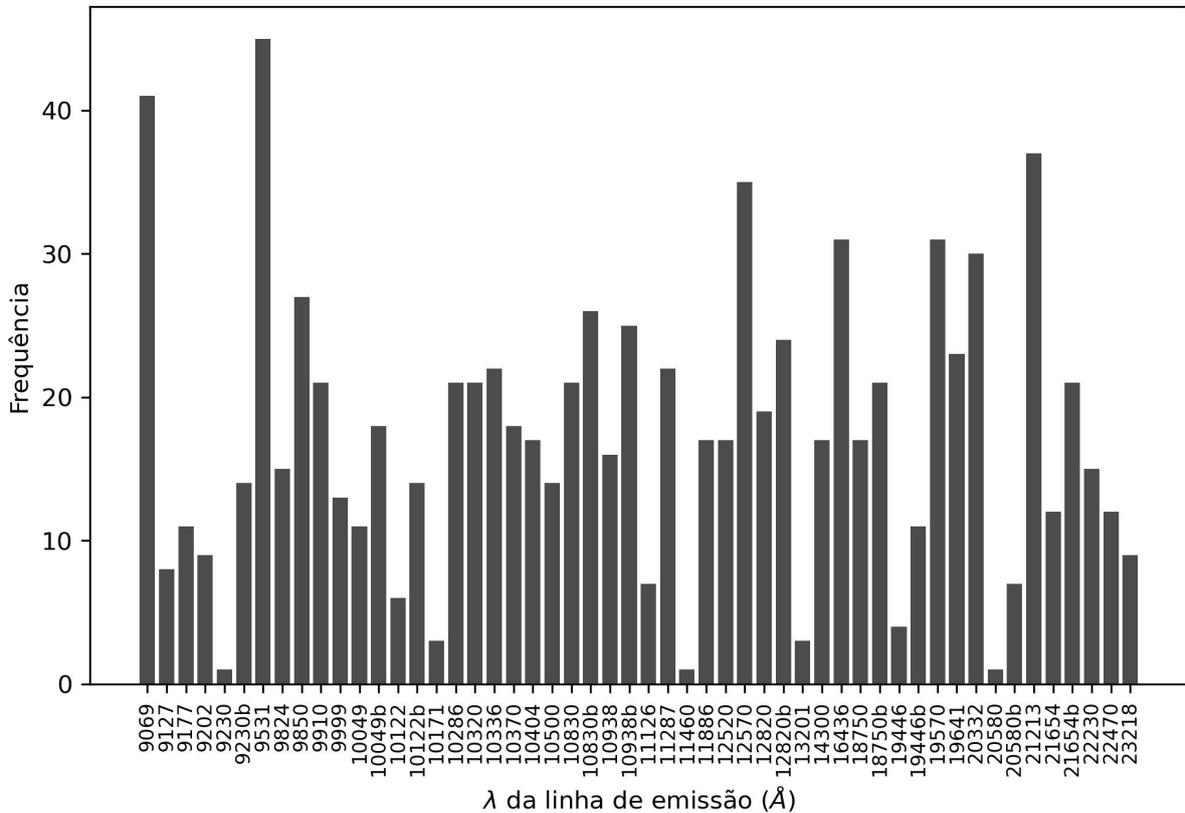


Figura 4.6 – Histograma das linhas de emissão identificadas e medidas na amostra 1.

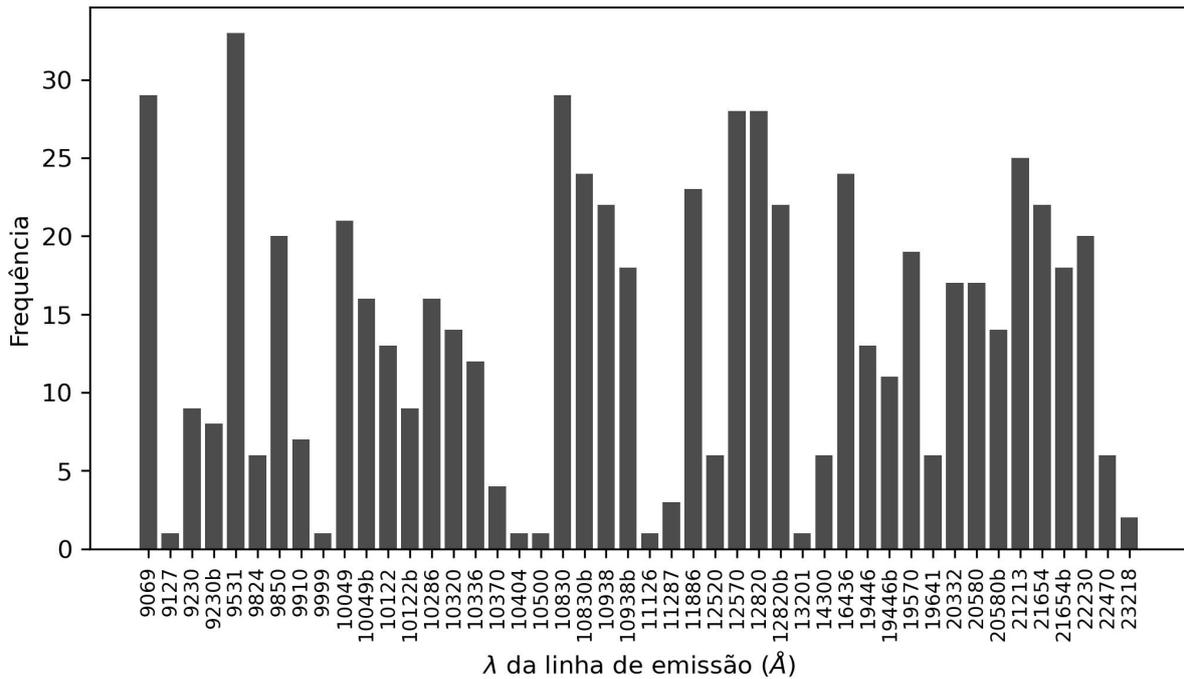


Figura 4.7 – Histograma das linhas de emissão identificadas e medidas na amostra 2.

As linhas de emissão mais frequentes na amostra 1 foram: [S III] 9069, [S III] 9531, [Fe II] 12570, [Fe II] 16436, H_2 19570, H_2 20332 e H_2 21213. Na amostra 2, foram as linhas [S III] 9069, [S III] 9531, He I 10830, [Fe II] 12570, H I 12820, [Fe II] 16436, H_2 19570, H_2 20332 e H_2 21213. As linhas de interesse, [C I] λ 9850 Å, [Fe II] λ 12570 Å e [P II] λ 11886 Å, estão presentes em 27, 35 e 17 galáxias, respectivamente para a amostra 1 (53%, 69% e 33% da amostra) e 20, 28 e 23 para a amostra 2 (49%, 68% e 56% da amostra). Proporcionalmente, para a amostra 2 foi possível identificar um número significativamente maior de linhas do fósforo em comparação à amostra 1.

Para os espectros em que foram aplicadas componentes largas e estreitas para as linhas do hidrogênio e hélio, os valores das medidas ficaram iguais aos das componentes estreitas, o que não tem sentido físico, a largura das componentes largas deveria ser maior em comparação com a sua componente estreita. Isso pode estar sendo causado por alguns motivos, entre eles, sobreposição de linhas, erros de calibração ou limitações do software. Isso será investigado. As tabelas seguintes apresentam as medidas dos fluxos das linhas de emissão e das larguras equivalentes para as galáxias da amostra 2.

	2MASXJ19373299-0613046	CGCG049-57	ESO138-G001	ESO362-18	ESO452-G005	ESO507-G070	ESO548-G081
9069	61.922	3.591	73.243	11.05	3.115	-	8.163
9127	-	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	8.218	-	-	-	2.08
9230b	-	-	-	-	-	-	2.08
9531	174.109	6.836	204.576	28.159	3.413	13.327	11.325
9824	-	-	0.054	-	-	-	-
9850	-	0.632	1.692	0.571	-	3.099	-
9910	-	-	14.995	2.67	-	-	-
9999	-	-	-	-	-	-	-
10049	41.233	-	15.562	0.136	-	-	-
10049b	41.233	-	-	0.136	-	-	-
10122	12.044	-	22.1	0.713	-	-	-
10122b	12.044	-	-	0.713	-	-	-
10171	-	-	-	-	-	-	-
10286	1.257	-	5.195	1.54	-	0.591	-
10320	3.011	1.046	8.045	2.426	-	-	-
10336	0.812	0.365	5.731	2.079	-	-	-
10370	-	-	1.672	1.487	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-	-
10500	9.47	-	-	-	-	-	-
10830	140.23	0.663	255.419	69.344	2.423	4.065	58.38
10830b	140.23	0.663	-	69.344	2.423	4.065	58.38
10938	68.049	0.333	34.191	-	1.629	-	-
10938b	68.049	0.333	-	-	1.629	-	-
11126	-	-	-	-	-	-	-
11287	53.385	1.253	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-	-
11886	4.967	0.816	5.43	-	-	-	-
12520	15.056	-	17.727	-	-	-	-
12570	10.953	-	38.661	-	-	6.601	-
12820	96.942	3.625	55.653	-	2.898	4.024	-
12820b	96.942	3.625	-	-	2.898	7.162	-
13201	-	-	11.313	-	-	-	-
14300	-	-	27.029	-	-	-	-
16436	-	-	-	-	-	-	-
18750	-	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-	-
19446	-	0.514	4.402	-	-	-	-
19446b	-	0.514	-	-	-	-	-
19570	-	2.956	3.987	-	-	-	-
19641	-	-	26.912	-	-	-	-
20332	-	2.438	-	0.161	-	2.495	-
20580	-	0.348	1.45	0.399	-	0.514	-
20580b	-	0.348	-	0.399	-	0.514	-
21213	2.034	5.088	4.986	-	1.65	10.315	-
21654	14.427	1.437	10.666	-	-	2.224	-
21654b	14.427	1.437	-	-	-	2.224	-
22230	-	1.384	2.486	-	-	3.732	-
22470	-	1.019	-	-	-	-	-
23218	-	-	10.906	-	-	-	-

Tabela 3 – Fluxos observados, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

	Fairall51	IC1657	IC4280	IC5063	MCG-02-33-098	MCG-03-34-064	NGC1125
9069	20.878	3.212	1.603	44.879	22.953	407.498	33.379
9127	-	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	-	-	-	25.241	-
9230b	-	-	-	-	-	25.241	-
9531	59.856	8.326	-	117.37	69.122	1009.71	87.651
9824	-	0.313	-	-	-	3.71	-
9850	-	1.268	-	-	-	16.325	1.917
9910	-	-	-	2.123	-	-	-
9999	-	-	-	-	-	-	-
10049	-	-	-	-	5.056	22.279	4.741
10049b	-	-	-	-	5.056	22.279	-
10122	-	-	-	2.831	-	25.598	-
10122b	-	-	-	2.831	-	25.598	-
10171	-	-	-	-	-	-	-
10286	-	0.699	-	4.59	1.56	-	1.941
10320	0.857	0.51	-	6.001	-	-	-
10336	0.489	0.494	-	4.07	-	-	-
10370	-	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-	-
10830	132.251	1.916	-	42.939	11.817	442.013	47.742
10830b	132.251	1.916	-	42.939	11.817	442.013	-
10938	6.707	0.633	3.005	8.468	4.038	25.862	9.876
10938b	109.463	0.633	3.005	8.468	4.038	25.862	-
11126	-	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-	-
11886	0.736	-	-	3.107	1.339	-	2.698
12520	-	-	-	3.248	-	-	-
12570	6.874	2.846	-	-	5.41	106.467	17.112
12820	78.646	0.71	-	15.665	12.481	64.745	16.183
12820b	78.646	0.71	-	15.665	12.481	64.745	-
13201	-	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	4.112	-	-	1.681
16436	-	-	-	-	-	-	-
18750	-	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-	-
19446	5.045	-	-	2.877	2.785	-	2.297
19446b	5.045	-	-	2.877	2.785	-	-
19570	-	1.693	-	9.46	-	49.646	2.065
19641	-	-	-	14.486	-	-	-
20332	0.467	-	-	-	-	1.748	0.194
20580	0.495	0.068	-	-	1.874	-	1.775
20580b	0.495	0.068	-	-	1.874	-	-
21213	-	1.7	-	7.942	1.588	9.314	1.374
21654	-	0.13	-	4.751	2.437	6.841	3.788
21654b	-	0.13	-	4.751	2.437	6.841	-
22230	0.027	0.474	-	2.331	-	2.356	-
22470	-	-	-	-	-	-	-
23218	-	-	-	4.214	-	-	-

Tabela 4 – Fluxos observados, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

	NGC1194	NGC2273	NGC3081	NGC3393	NGC424	NGC4388	NGC4395
9069	7.392	-	38.778	112.755	43.367	30.389	-
9127	-	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	1.32	-	-	0.478	-
9230b	-	-	1.32	-	-	0.478	-
9531	15.76	-	93.685	273.075	106.676	94.438	-
9824	-	-	-	-	-	-	-
9850	-	9.323	1.786	-	-	-	0.278
9910	-	-	3.983	-	7.266	-	-
9999	-	-	-	-	-	-	-
10049	-	-	2.966	7.265	9.624	-	-
10049b	-	-	2.966	7.265	-	-	-
10122	-	-	4.302	8.667	8.93	-	-
10122b	-	-	4.302	8.667	-	-	-
10171	-	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	0.965	2.355	-	-	-
10320	-	-	2.474	-	-	-	-
10336	-	-	1.573	-	-	-	-
10370	-	-	1.361	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-	-
10830	7.506	-	25.452	38.818	-	-	-
10830b	-	-	25.452	38.818	-	-	-
10938	-	-	5.165	13.984	-	-	-
10938b	-	-	5.165	13.984	-	-	-
11126	-	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-	-
11886	-	1.992	2.213	6.799	-	-	1.751
12520	-	-	4.247	-	-	-	-
12570	-	8.155	2.693	34.513	-	-	8.301
12820	4.165	-	7.62	23.735	59.397	-	-
12820b	-	-	7.62	23.735	-	-	-
13201	-	-	-	-	-	-	-
14300	3.633	-	-	-	-	-	-
16436	-	-	-	-	-	-	-
18750	-	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-	-
19446	-	-	-	-	-	-	-
19446b	-	-	-	-	-	-	-
19570	-	-	4.625	2.689	-	-	-
19641	2.858	-	16.047	-	-	-	-
20332	-	-	0.566	0.924	-	-	-
20580	-	-	-	0.771	-	-	-
20580b	-	-	-	0.771	-	-	-
21213	-	-	2.847	-	-	-	-
21654	-	-	1.765	4.287	-	-	-
21654b	-	-	1.765	4.287	-	-	-
22230	-	-	0.945	1.46	-	-	-
22470	-	-	-	-	-	-	-
23218	-	-	-	-	-	-	-

Tabela 5 – Fluxos observados, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

	NGC454e	NGC4594	NGC5010	NGC5038	NGC5104	NGC5135	NGC5257
9069	15.078	-	0.025	11.729	-	25.735	-
9127	-	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	-	-	-	4.147	-
9230b	-	-	-	-	-	4.147	-
9531	40.887	-	3.538	47.359	11.056	64.214	1.96
9824	-	-	-	-	-	1.43	0.103
9850	1.076	-	-	-	-	6.575	0.397
9910	0.07	-	-	-	-	-	-
9999	-	-	-	-	-	-	-
10049	9.061	-	0.323	1.2	-	2.847	-
10049b	-	-	0.323	1.2	-	2.847	-
10122	3.347	-	-	-	-	-	-
10122b	-	-	-	-	-	-	-
10171	-	-	-	-	-	-	-
10286	3.456	9.811	-	-	-	2.073	-
10320	3.34	-	-	-	-	2.131	-
10336	3.631	-	-	-	-	1.518	-
10370	-	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-	-
10830	29.426	-	1.781	7.74	-	22.56	0.526
10830b	-	-	1.781	7.74	-	22.56	0.526
10938	18.601	-	1.624	4.615	-	5.558	-
10938b	-	-	1.624	4.615	-	5.558	-
11126	-	24.006	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-	-
11886	2.897	-	-	-	-	5.654	0.497
12520	-	-	-	-	-	-	-
12570	8.697	-	5.709	10.567	-	12.602	0.953
12820	36.781	-	5.05	14.706	-	14.717	1.423
12820b	-	-	5.05	14.706	-	14.717	1.423
13201	-	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	-	-	-	-
16436	-	-	-	-	-	-	-
18750	-	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-	-
19446	-	-	1.07	-	1.705	2.659	-
19446b	-	-	1.07	-	2.083	2.659	-
19570	7.046	-	4.709	4.903	-	9.547	0.646
19641	-	28.305	-	-	-	-	-
20332	1.373	-	1.491	2.884	-	1.843	0.127
20580	-	-	0.14	2.898	1.269	0.467	-
20580b	-	-	0.14	2.898	1.269	0.467	-
21213	5.247	-	2.727	7.805	4.829	5.491	0.886
21654	6.174	-	1.024	6.731	2.229	2.999	-
21654b	-	-	1.024	6.731	2.229	2.999	-
22230	0.447	-	1.003	3.75	1.862	1.748	-
22470	-	-	0.785	2.184	-	1.778	-
23218	-	-	-	-	-	-	-

Tabela 6 – Fluxos observados, em unidades de $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

	NGC5719	NGC5734	NGC5793	NGC5861	NGC5990	NGC6000	NGC6240
9069	-	-	1.483	-	8.871	24.931	19.282
9127	-	-	-	0.924	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-	-
9230	0.616	-	-	-	1.617	2.589	-
9230b	0.616	-	-	-	1.617	2.589	-
9531	-	-	16.175	2.017	31.247	86.021	46.65
9824	-	-	-	-	-	1.132	-
9850	-	-	-	-	-	4.345	42.979
9910	-	-	-	-	-	-	-
9999	-	-	-	-	-	-	-
10049	0.091	-	-	0.264	0.48	5.801	-
10049b	0.091	-	-	0.264	0.48	5.801	-
10122	-	-	-	-	-	-	-
10122b	-	-	-	-	-	-	-
10171	-	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	-	-	-	-	-
10320	-	-	-	-	-	2.164	-
10336	-	-	-	-	-	-	-
10370	-	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-	-
10830	-	-	2.924	-	13.315	21.472	35.731
10830b	-	-	2.924	-	13.315	21.472	35.731
10938	-	-	-	-	-	18.822	-
10938b	-	-	-	-	-	18.822	-
11126	-	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-	-
11886	2.035	-	2.804	-	1.17	8.642	29.506
12520	-	-	0.845	-	-	-	-
12570	16.521	-	7.64	-	9.197	27.724	86.628
12820	-	-	2.347	-	8.832	40.815	23.614
12820b	-	-	2.347	-	8.832	40.815	23.614
13201	-	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	-	-	-	-
16436	-	-	-	-	-	-	-
18750	-	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-	-
19446	-	-0.687	-	-	-	7.332	12.68
19446b	-	-0.687	-	-	-	7.332	12.68
19570	-	-	2.593	1.093	-	8.557	102.995
19641	-	-	-	-	-	-	-
20332	-	-	-	0.368	-	1.959	33.017
20580	-	-	0.184	-	-	5.28	0.106
20580b	-	-	0.184	-	-	5.28	0.106
21213	-	-	3.552	1.988	-	9.852	114.613
21654	-	-	1.096	-	-	10.426	6.477
21654b	-	-	1.096	-	-	10.426	6.477
22230	-	-	-	0.536	-	2.019	27.138
22470	-	-	-	-	-	0.984	13.023
23218	-	-	-	-	-	-	-

Tabela 7 – Fluxos observados, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

	NGC6574	NGC718	NGC7314	NGC7469	NGC7582	NGC788	Circinus
9069	6.698	-	-	-	29.248	-	1050.164
9127	-	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	-	-	-	-	-
9230b	-	-	-	-	-	-	-
9531	21.307	-	-	-	83.285	46.94	2166.503
9824	-	-	-	-	-	-	-
9850	-	-	0.153	4.0	4.09	0.143	34.691
9910	-	-	-	-	-	-	69.879
9999	-	-	-	-	1.228	-	-
10049	0.573	-	-	-	3.07	2.02	41.332
10049b	0.573	-	-	-	3.07	-	41.332
10122	2.533	-	-	-	1.776	2.252	90.245
10122b	2.533	-	-	-	1.776	-	90.245
10171	-	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	-	-	1.087	0.738	81.356
10320	3.021	-	-	-	-	1.879	84.629
10336	-	-	-	-	-	1.489	52.383
10370	2.498	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	1.928	-	-
10500	-	-	-	-	-	-	-
10830	2.328	-	-	-	22.502	24.68	284.658
10830b	2.328	-	-	-	22.502	-	284.658
10938	0.256	-	-	-	9.116	7.632	33.951
10938b	0.256	-	-	-	9.116	-	33.951
11126	-	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	5.523	-	-
11460	-	-	-	-	-	-	-
11886	-	-	0.968	1.743	8.081	-	8.678
12520	-	-	-	-	-	-	73.509
12570	0.554	-	2.304	8.842	21.183	1.774	140.396
12820	1.607	-	-	-	25.139	8.643	124.737
12820b	1.607	-	-	-	25.139	-	124.737
13201	-	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	-	12.571	0.721	-
16436	-	-	-	-	-	-	-
18750	-	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-	-
19446	0.803	-	-	-	-	-	-
19446b	0.803	-	-	-	-	-	-
19570	1.401	-	-	-	-	1.569	-
19641	-	-	-	-	-	5.433	-
20332	-	-	-	-	0.824	-	-
20580	-	-	-	-	-	1.047	-
20580b	-	-	-	-	-	-	-
21213	2.718	-	-	-	5.606	1.509	46.789
21654	0.349	-	-	-	-	1.587	25.095
21654b	0.349	-	-	-	-	-	25.095
22230	0.98	0.466	-	-	2.946	-	-
22470	-	-	-	-	-	-	-
23218	-	-	-	-	-	-	-

Tabela 8 – Fluxos observados, em unidades de 10^{-15} erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$.

	2MASXJ19373299-0613046	CGCG049-57	ESO138-G001	ESO362-18	ESO452-G005	ESO507-G070
9069	586.18	196.39	2632.36	495.0	130.16	-
9127	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	289.47	-	-	-
9230b	-	-	-	-	-	-
9531	1891.0	305.7	7177.36	2976.54	270.08	1162.25
9824	-	-	11.62	-	-	-
9850	-	25.93	174.16	8.38	-	282.04
9910	-	-	1347.79	256.63	-	-
9999	-	-	-	-	-	-
10049	544.36	-	1192.92	3.8	-	-
10049b	544.36	-	-	3.8	-	-
10122	177.22	-	1588.81	18.38	-	-
10122b	177.22	-	-	18.38	-	-
10171	-	-	-	-	-	-
10286	5.31	-	339.87	26.3	-	62.21
10320	327.97	54.37	745.16	60.09	-	-
10336	182.68	34.61	664.17	60.38	-	-
10370	-	-	107.74	24.03	-	-
10404	-	-	-	-	-	-
10500	77.9	-	-	-	-	-
10830	4523.54	80.38	14859.24	14822.58	321.27	1039.48
10830b	4523.54	80.38	-	14822.58	321.27	1039.48
10938	2531.36	67.25	1991.78	-	226.59	-
10938b	2531.36	67.25	-	-	226.59	-
11126	-	-	-	-	-	-
11287	2580.39	58.63	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-
11886	914.83	47.01	449.52	-	-	-
12520	670.08	-	2533.79	-	-	-
12570	468.3	-	5747.37	-	-	3263.34
12820	5916.86	669.13	11640.97	-	215.27	6680.49
12820b	5916.86	669.13	-	-	215.27	6996.09
13201	-	-	5345.62	-	-	-
14300	-	-	11076.17	-	-	-
16436	-	1013.74	17244.92	-	-	1115.38
18750	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-
19446	-	80.76	429.43	-	-	-
19446b	-	80.76	-	-	-	-
19570	-	144.89	398.12	-	-	-
19641	-	-	2723.33	-	-	-
20332	-	381.86	-	14.89	-	147.02
20580	-	113.71	235.58	206.46	-	79.13
20580b	-	113.71	-	206.46	-	79.13
21213	184.38	384.51	1612.61	-	105.84	940.17
21654	3370.69	228.31	9380.27	-	-	787.04
21654b	3370.69	228.31	-	-	-	787.04
22230	-	168.58	62047.08	-	-	3009.81
22470	-	252.82	-	-	-	-
23218	-	-	1623.49	-	-	-

Tabela 9 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.

	ESO548-G081	Fairall51	IC1657	IC4280	IC5063	MCG-02-33-098
9069	491.81	544.78	283.1	645.81	436.22	2736.12
9127	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-
9230	162.28	-	-	-	-	-
9230b	162.28	-	-	-	-	-
9531	727.01	947.34	1765.26	-	1438.33	10034.56
9824	-	-	157.56	-	-	-
9850	-	-	677.0	-	-	-
9910	-	-	-	-	33.14	-
9999	-	-	-	-	-	-
10049	-	-	-	-	-	794.44
10049b	-	-	-	-	-	794.44
10122	-	-	-	-	90.73	-
10122b	-	-	-	-	90.73	-
10171	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	111.79	-	92.91	142.47
10320	-	28.31	195.73	-	196.01	-
10336	-	25.66	139.63	-	167.11	-
10370	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-
10830	12425.7	2915.11	1141.05	-	2877.93	6675.4
10830b	12425.7	2915.11	1141.05	-	2877.93	6675.4
10938	-	692.42	490.97	2286.32	620.82	6040.25
10938b	-	1859.26	490.97	2286.32	620.82	6040.25
11126	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-
11886	-	24.06	-	-	364.43	73.11
12520	-	-	-	-	122.68	-
12570	-	416.04	577.66	-	-	174.08
12820	-	8184.43	308.84	-	807.84	759.51
12820b	-	8184.43	308.84	-	807.84	759.51
13201	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	-	69.29	-
16436	-	-	1627.16	-	216.35	349.44
18750	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-
19446	-	298.27	-	-	291.51	1358.11
19446b	-	298.27	-	-	291.51	1358.11
19570	-	-	1489.01	-	1100.38	-
19641	-	-	-	-	1299.81	-
20332	-	136.71	-	-	-	-
20580	-	263.31	258.95	-	-	730.96
20580b	-	263.31	258.95	-	-	730.96
21213	-	-	732.01	-	189.59	135.68
21654	-	-	129.24	-	130.01	435.0
21654b	-	-	129.24	-	130.01	435.0
22230	-	3.29	129.1	-	27.48	-
22470	-	-	-	-	-	-
23218	-	-	-	-	32.26	-

Tabela 10 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.

	MCG-03-34-064	NGC1125	NGC1194	NGC2273	NGC3081	NGC3393
9069	1136.71	5329.04	78.74	-	363.6	1164.28
9127	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-
9230	102.05	-	-	-	27.25	-
9230b	102.05	-	-	-	27.25	-
9531	3281.35	12940.79	225.74	-	1269.38	3824.49
9824	65.16	-	-	-	-	-
9850	148.49	146.23	-	818.09	31.71	-
9910	-	-	-	-	72.81	-
9999	-	-	-	-	-	-
10049	236.38	294.57	-	-	105.39	250.49
10049b	236.38	-	-	-	105.39	250.49
10122	298.54	-	-	-	169.59	313.03
10122b	298.54	-	-	-	169.59	313.03
10171	-	-	-	-	-	-
10286	-	102.45	-	-	24.38	60.64
10320	-	-	-	-	90.83	-
10336	-	-	-	-	75.83	-
10370	-	-	-	-	34.79	-
10404	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-
10830	3355.56	2199.33	707.45	-	1704.23	3257.82
10830b	3355.56	-	-	-	1704.23	3257.82
10938	202.42	450.33	-	-	333.65	1157.85
10938b	202.42	-	-	-	333.65	1157.85
11126	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-
11886	-	152.44	-	52.3	118.2	3104.36
12520	-	-	-	-	244.51	-
12570	904.4	1663.16	-	211.55	156.28	9137.47
12820	903.77	2264.79	76.11	-	836.61	8316.15
12820b	903.77	-	-	-	836.61	8316.15
13201	-	-	-	-	-	-
14300	-	126.64	49.68	-	-	-
16436	1322.76	444.5	-	-	281.84	1504.39
18750	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-
19446	-	154.24	-	-	-	-
19446b	-	-	-	-	-	-
19570	492.95	156.91	-	-	460.55	100.79
19641	-	-	108.75	-	1655.76	-
20332	17.83	78.61	-	-	44.76	103.57
20580	-	1686.79	-	-	-	368.66
20580b	-	-	-	-	-	368.66
21213	107.11	144.73	-	-	1016.93	-
21654	138.38	260.09	-	-	378.97	588.53
21654b	138.38	-	-	-	378.97	588.53
22230	54.71	-	-	-	75.7	82.67
22470	-	-	-	-	-	-
23218	-	-	-	-	-	-

Tabela 11 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.

	NGC424	NGC4388	NGC4395	NGC454e	NGC4594	NGC5010
9069	4139.19	8375.19	-	912.37	-	0.74
9127	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-
9230	-	404.29	-	-	-	-
9230b	-	404.29	-	-	-	-
9531	10951.33	327008.99	-	4892.64	-	69.02
9824	-	-	-	-	-	-
9850	-	-	250.63	289.42	-	-
9910	361.89	-	-	22.67	-	-
9999	-	-	-	-	-	-
10049	418.44	-	-	6466.55	-	56.47
10049b	-	-	-	-	-	56.47
10122	372.87	-	-	5142.94	-	-
10122b	-	-	-	-	-	-
10171	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	-	3673.57	15.54	-
10320	-	-	-	4991.59	-	-
10336	-	-	-	4374.56	-	-
10370	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-
10830	-	-	-	6572.1	-	799.52
10830b	-	-	-	-	-	799.52
10938	-	-	-	3816.28	-	564.45
10938b	-	-	-	-	-	564.45
11126	-	-	-	-	21.46	-
11287	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-
11886	-	-	113.58	673.31	-	-
12520	-	-	-	-	-	-
12570	-	-	654.79	3130286.02	-	570.79
12820	3992.04	-	-	16174.19	-	900.09
12820b	-	-	-	-	-	900.09
13201	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	-	-	-
16436	353.88	-	-	324.5	-	1042.53
18750	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-
19446	-	-	-	-	-	55.91
19446b	-	-	-	-	-	55.91
19570	-	-	-	243.54	-	144.29
19641	-	-	-	-	18.48	-
20332	-	-	-	82.28	-	300.75
20580	-	-	-	-	-	42.56
20580b	-	-	-	-	-	42.56
21213	-	-	-	2491.45	-	111.56
21654	-	-	-	1449.92	-	112.86
21654b	-	-	-	-	-	112.86
22230	-	-	-	44.47	-	102.41
22470	-	-	-	-	-	221.51
23218	-	-	-	-	-	-

Tabela 12 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.

	NGC5038	NGC5104	NGC5135	NGC5257	NGC5719	NGC5734
9069	510.37	-	1244.41	-	-	-
9127	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	347.77	-	130.99	-
9230b	-	-	347.77	-	130.99	-
9531	3311.37	597.75	5115.68	251.78	-	-
9824	-	-	144.11	31.45	-	-
9850	-	-	662.14	147.07	-	-
9910	-	-	-	-	-	-
9999	-	-	-	-	-	-
10049	497.6	-	667.59	-	912.32	-
10049b	497.6	-	667.59	-	912.32	-
10122	-	-	-	-	-	-
10122b	-	-	-	-	-	-
10171	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	220.85	-	-	-
10320	-	-	315.83	-	-	-
10336	-	-	261.77	-	-	-
10370	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-
10830	8616.1	-	3397.21	374.53	-	-
10830b	8616.1	-	3397.21	374.53	-	-
10938	3671.3	-	977.31	-	-	-
10938b	3671.3	-	977.31	-	-	-
11126	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-
11886	-	-	304.94	4124.29	212.0	-
12520	-	-	-	-	-	-
12570	650.51	-	561.01	288.46	1679.79	-
12820	1672.49	-	1210.36	629.76	-	-
12820b	1672.49	-	1210.36	629.76	-	-
13201	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	-	-	-
16436	321.29	-	818.08	4015.68	196.51	-
18750	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-
19446	-	119.81	253.5	-	-	6336.98
19446b	-	120.56	253.5	-	-	6336.98
19570	661.37	-	419.74	65.33	-	-
19641	-	-	-	-	-	-
20332	141.47	-	63.28	17.19	-	-
20580	350.81	1037.11	45.94	-	-	-
20580b	350.81	1037.11	45.94	-	-	-
21213	1017.35	301.29	165.17	289.87	-	-
21654	630.61	207.56	205.73	-	-	-
21654b	630.61	207.56	205.73	-	-	-
22230	144.78	130.58	87.47	-	-	-
22470	116.78	-	151.41	-	-	-
23218	-	-	-	-	-	-

Tabela 13 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.

	NGC5793	NGC5861	NGC5990	NGC6000	NGC6240	NGC6574
9069	68.05	-	218.08	299.38	12555.56	1163.41
9127	-	132.53	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	77.74	37.2	-	-
9230b	-	-	77.74	37.2	-	-
9531	267.08	856.94	2824.71	452.97	1437.76	1408.76
9824	-	-	-	13.13	-	-
9850	-	-	-	54.35	912.36	-
9910	-	-	-	-	-	-
9999	-	-	-	-	-	-
10049	-	26.29	69.59	228.76	-	64.17
10049b	-	26.29	69.59	228.76	-	64.17
10122	-	-	-	-	-	181.31
10122b	-	-	-	-	-	181.31
10171	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	-	-	-	-
10320	-	-	-	72.73	-	150.08
10336	-	-	-	-	-	-
10370	-	-	-	-	-	126.18
10404	-	-	-	-	-	-
10500	-	-	-	-	-	-
10830	182.27	-	1882.94	20714.72	1084.85	146.55
10830b	182.27	-	1882.94	20714.72	1084.85	146.55
10938	-	-	-	5201.63	-	17.66
10938b	-	-	-	5201.63	-	17.66
11126	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	-	-	-
11460	-	-	-	-	-	-
11886	196.84	-	28.06	365.85	806.1	-
12520	61.74	-	-	-	-	-
12570	904.59	-	199.21	1410.55	5260.74	20.45
12820	183.56	-	394.59	4686.73	864.56	376.18
12820b	183.56	-	394.59	4686.73	864.56	376.18
13201	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	-	-	-
16436	518.95	-	169.01	5767.35	6282.7	170.47
18750	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-
19446	-	-	-	241.41	152.63	104.96
19446b	-	-	-	241.41	152.63	104.96
19570	217.43	843.53	-	144.38	784.01	87.73
19641	-	-	-	-	-	-
20332	-	98.58	-	99.43	251.04	-
20580	416.26	-	-	588.39	5.46	-
20580b	416.26	-	-	588.39	5.46	-
21213	692.25	4542.61	-	428.68	1180.73	238.08
21654	252.74	-	-	711.05	150.14	55.71
21654b	252.74	-	-	711.05	150.14	55.71
22230	-	315.38	-	128.01	1879.27	55.04
22470	-	-	-	335.91	1170.08	-
23218	-	-	-	-	-	-

Tabela 14 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.

	NGC718	NGC7314	NGC7469	NGC7582	NGC788	Circinus
9069	-	-	-	749.36	-	473.42
9127	-	-	-	-	-	-
9177	-	-	-	-	-	-
9202	-	-	-	-	-	-
9230	-	-	-	-	-	-
9230b	-	-	-	-	-	-
9531	-	-	-	2861.4	2326.66	1458.82
9824	-	-	-	-	-	-
9850	-	8.92	424.11	334.93	6.21	18.82
9910	-	-	-	-	-	39.29
9999	-	-	-	390.48	-	-
10049	-	-	-	394.95	157.51	61.91
10049b	-	-	-	394.95	-	61.91
10122	-	-	-	360.59	181.1	112.62
10122b	-	-	-	360.59	-	112.62
10171	-	-	-	-	-	-
10286	-	-	-	210.48	68.16	71.72
10320	-	-	-	-	248.9	110.66
10336	-	-	-	-	248.25	94.49
10370	-	-	-	-	-	-
10404	-	-	-	135.46	-	-
10500	-	-	-	-	-	-
10830	-	-	-	1149.96	2430.66	1306.33
10830b	-	-	-	1149.96	-	1306.33
10938	-	-	-	506.97	737.04	340.29
10938b	-	-	-	506.97	-	340.29
11126	-	-	-	-	-	-
11287	-	-	-	151.84	-	-
11460	-	-	-	-	-	-
11886	-	125.9	54.52	337.92	-	35.35
12520	-	-	-	-	-	240.78
12570	-	315.85	265.22	867916.62	128.31	459.46
12820	-	-	-	4947.01	622.41	826.39
12820b	-	-	-	4947.01	-	826.39
13201	-	-	-	-	-	-
14300	-	-	-	321.96	22.38	-
16436	-	-	-	1371.42	-	276.91
18750	-	-	-	-	-	-
18750b	-	-	-	-	-	-
19446	-	-	-	-	-	-
19446b	-	-	-	-	-	-
19570	-	-	-	-	34.86	-
19641	-	-	-	-	120.75	-
20332	-	-	-	41.82	-	-
20580	-	-	-	-	49.55	-
20580b	-	-	-	-	-	-
21213	-	-	-	1246.11	2112.68	427.43
21654	-	-	-	-	203.25	365.66
21654b	-	-	-	-	-	365.66
22230	20.04	-	-	107.89	-	-
22470	-	-	-	-	-	-
23218	-	-	-	-	-	-

Tabela 15 – Larguras equivalentes (EW) observadas, em Å.

5 Conclusão e perspectivas

O software IFSCUBE demonstrou eficácia como uma ferramenta para medir as intensidades e EW das linhas de emissão. Foram feitas as medidas dos espectros de 42 novas galáxias, além das 51 que foram reproduzidas de Riffel et al. (2006) com o novo método. Uma investigação futura envolverá verificar por que as medidas dos componentes largos e estreitos das linhas de emissão resultaram em valores iguais, e como corrigir esse problema. Tendo definido o método adequado para as medidas usando os programas IFSCUBE e STARLIGHT, o próximo passo será aplicar o método para uma amostra maior, que somada à amostra 2, resultará em 110 espectros de galáxias com vários tipos de atividade nuclear, e montar um novo atlas com essas medidas. Esse atlas será útil também para consultas de outros pesquisadores.

Com essas informações, será possível investigarmos os mecanismos de excitação das linhas espectrais de interesse, [C I] $\lambda 9850$ Å, [Fe II] $\lambda 12570$ Å e [P II] $\lambda 11886$ Å, a fim de descobrir quais processos físicos estão envolvidos na excitação delas. Para as duas amostras, a maioria das galáxias apresentou uma razão [Fe II]/[P II] entre 2 e 7 (compatíveis com os observados por Riffel et al. (2019)), valores bem menores que aquele de 20, indicado como uma característica de dominância de choques. Através de modelos de fotoionização e choques, buscaremos entender se o que está produzindo as razões de linhas é a formação estelar ou é o AGN. A intenção é utilizar o código Cloudy para testar as linhas quanto à excitação por ionização e o código MAPPINGS para testar a excitação por choques.

Perspectivas futuras consistem em analisar também dados espectrais do telescópio James Webb (JWST - James Webb Space Telescope), que a partir de 2022 começou a tirar espectros no modo de baixa a alta resolução no alcance espectral de 0.8 a 5.2 μm . Ele representa uma nova era, em que será possível observar propriedades no NIR, de galáxias em altos redshifts, de $z > 1$ até pelo menos $z \sim 3$. Com isso será possível expandir as análises para fora do Universo Local e estudar as propriedades em um contexto de evolução de galáxias (Calabrò et al., 2023).

Referências

- Allen, M. G., Groves, B. A., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., e Kewley, L. J. (2008). The mappings iii library of fast radiative shock models. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 178(1):20.
- Beckmann, V. e Shrader, C. (2013). *Active Galactic Nuclei*. Physics textbook. Wiley.
- Calabrò, A., Pentericci, L., Feltre, A., Haro, P. A., Radovich, M., Seillé, L. M., Oliva, E., Daddi, E., Amorín, R., Bisigello, L., Buat, V., Castellano, M., Cleri, N., Dickinson, M., Fernández, V., Finkelstein, S., Giavalisco, M., Grazian, A., Hathi, N., Hirschmann, M., Juneau, S., Koekemoer, A., Lucas, R. A., Pérez-González, P., Santini, P., Trump, J., de la Vega, A., Wilkins, S., Yung, L. Y. A., Cassata, P., Gobat, R., Mascia, S., Napolitano, L., e Vulcani, B. (2023). Near-infrared emission line diagnostics for agn from the local universe to redshift 3.
- Carroll, B. W. e Ostlie, D. A. (2007). *An Introduction to Modern Astrophysics*. 2nd (international) edição.
- Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, L., Stasińska, G., e Gomes, J. M. (2005). Semi-empirical analysis of sloan digital sky survey galaxies—i. spectral synthesis method. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358(2):363–378.
- Ferland, G. J., Chatzikos, M., Guzmán, F., Lykins, M. L., van Hoof, P. A. M., Williams, R. J. R., Abel, N. P., Badnell, N. R., Keenan, F. P., Porter, R. L., e Stancil, P. C. (2017). The 2017 Release Cloudy. , 53:385–438.
- NASA/IPAC Extragalactic Database (Acessado em 2023). NASA/IPAC Extragalactic Database (NED). <https://ned.ipac.caltech.edu>.
- Oliva, E., Marconi, A., Maiolino, R., Testi, L., Mannucci, F., Ghinassi, F., Licandro, J., Origlia, L., Baffa, C., Checcucci, A., et al. (2001). Nics-tng infrared spectroscopy of ngc 1068: The first extragalactic measurement of [pii] and a new tool to constrain the origin of [feii] line emission in galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, 369(1):L5–L8.
- Osterbrock, D. e Ferland, G. (2006). *Astrophysics Of Gas Nebulae and Active Galactic Nuclei*. G - Reference, Information and Interdisciplinary Subjects Series. University Science Books.
- Riffel, R., Rodríguez-Ardila, A., Brotherton, M. S., Peletier, R., Vazdekis, A., Riffel, R. A., Martins, L. P., Bonatto, C., Zanon Dametto, N., Dahmer-Hahn, L. G., et al. (2019). Optical/nir stellar absorption and emission-line indices from luminous infrared galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 486(3):3228–3247.
- Riffel, R., Rodríguez-Ardila, A., e Pastoriza, M. G. (2006). A 0.8–2.4 μm spectral atlas of active galactic nuclei. *Astronomy & Astrophysics*, 457(1):61–70.

- Ruschel-Dutra, D., Storchi-Bergmann, T., Schnorr-Müller, A., Riffel, R., Dall’Agnol de Oliveira, B., Lena, D., Robinson, A., Nagar, N., e Elvis, M. (2021). Agnifs survey of local agn: Gmos-ifu data and outflows in 30 sources. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 507(1):74–89.
- Schneider, P. (2006). *Extragalactic Astronomy and Cosmology*. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg.

6 Apêndice

Exemplo de arquivo de configuração do IFSCUBE, para ajuste das linhas de emissão [C I] $\lambda 9850 \text{ \AA}$, [Fe II] $\lambda 12570 \text{ \AA}$ e [P II] $\lambda 11886 \text{ \AA}$.

```
[fit]
fit_continuum: yes
fitting_window: 8200:24000
function: gaussian
guess_parameters: yes
#monte_carlo: 10
optimization_window: 5
optimize_fit: yes
out_image: NGC7469_ifscube.fits
overwrite: yes
test_jacobian: yes
trivial: yes
verbose: yes
write_fits: yes
fixed = no
```

```
[loading]
scidata: PRIMARY
# Extensions might be given as integers.
primary: 0
#variance: F_VAR
flags: F_FLAG
#stellar: FLXSYN
redshift: 0
```

```
[minimization]
eps: 1e-2
ftol: 1e-8
disp: yes
maxiter: 100
```

```
[continuum]
degree: 5
n_iterate: 3
```

lower_threshold: 3
upper_threshold: 3
line_weight: 0.0

[equivalent_width]
sigma_factor: 5

[CI_9850]
rest_wavelength: 9852
velocity: 0, -500:500,
sigma: 30, 100:800,
amplitude: mean, 0:.,
#k_group: 0

[PII_11886]
rest_wavelength: 11886
velocity: -20, -500:500,
sigma: 30, 100:500,
amplitude: mean, 0:.,
#k_group: 0

[FeII_12570]
rest_wavelength: 12570
velocity: -20, -500:500,
sigma: 30, 100:800,
amplitude: mean, 0:.,
#k_group: 1