

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Scuola di Scienze
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Fisica

**Nuclei galattici attivi: proprietà e
caratterizzazione mediante diagrammi
diagnostici nell'epoca della missione Euclid**

Relatore:
Prof. Cristian Vignali

Presentata da:
Luca Guglielmi

Correlatore:
Dr.ssa Laura Bisigello

Correlatore:
Dr.ssa Anna Feltre

Anno Accademico 2020/2021

Abstract

Questo elaborato è incentrato sullo studio dei nuclei galattici attivi (AGN), ossia la piccola frazione di galassie (qualche percento) in cui il buco nero centrale accresce materia in modo radiativamente efficiente, producendo una emissione in grado di coprire spesso tutte le bande dello spettro elettromagnetico e raggiungendo luminosità bolometriche dell'ordine di $L_{bol} \sim 10^{48}$ erg s⁻¹. Gli AGN rappresentano uno dei campi di ricerca di maggiore interesse nell'ambito astrofisico odierno; questo elaborato si propone di studiare la possibilità di utilizzare i dati raccolti dalla futura missione spaziale ESA Euclid, il cui lancio è previsto per la seconda metà del 2022, per ricercarli e identificarli sulla base delle loro proprietà di emissione, distinguendoli dalle galassie non attive. A questo scopo, in questo lavoro di Tesi si descrivono nel dettaglio le righe di emissione ottiche provenienti dal gas all'interno delle galassie, focalizzando l'attenzione sui diagrammi diagnostici. Tali diagrammi sono strumenti che, sfruttando i rapporti di intensità di alcune di queste righe, riescono a fornire un metodo per comprendere la natura della sorgente di eccitazione del gas, distinguendo tra nuclei galattici attivi, zone di formazione stellare e altri processi a minore efficienza radiativa.

Nel Capitolo 1 si introduce il fenomeno degli AGN, fornendo una descrizione della struttura e delle dinamiche che regolano l'accrescimento di materia su un buco nero, nonché della natura dell'emissione che tali oggetti producono.

Nel Capitolo 2 si presentano varie tipologie di diagrammi diagnostici e se ne descrive l'utilità nel distinguere galassie attive da galassie inattive. In particolare vengono approfonditi i diagrammi diagnostici in banda ottica-UV (nel sistema di laboratorio), che saranno quelli più utilizzati nello studio dei dati raccolti dalla missione Euclid.

Nel Capitolo 3 si descrivono gli aspetti tecnici e scientifici che caratterizzeranno la missione spaziale Euclid, con particolare interesse verso la capacità di individuare e selezionare AGN tramite lo strumento spettroscopico nel vicino infrarosso NISP, che permetterà questo tipo di studi anche ad alto redshift (circa $z > 8$). Si individuano infine quali diagrammi diagnostici saranno più appropriati nell'interpretazione dei dati raccolti da Euclid, indicando gli intervalli di redshift in cui ciascuno di essi potrà essere utilizzato.

Infine, nelle conclusioni, si riporta una panoramica generale degli argomenti trattati, proponendo alcuni possibili sviluppi futuri legati a questo lavoro di Tesi.

Indice

1	I Nuclei Galattici Attivi	2
1.1	Cenni storici	2
1.2	Classificazione degli AGN	4
1.2.1	Il modello unificato	5
1.3	Struttura degli AGN	7
1.4	Accrescimento negli AGN	12
1.5	SED degli AGN	15
1.6	Spettri ottici-UV degli AGN	19
2	Diagrammi diagnostici	22
2.1	Diagnostici in banda ottica	24
3	La Missione Euclid	30
3.1	Legacy science	31
3.2	Strumentazione e NISP	33
3.3	Diagrammi diagnostici e Euclid	35
4	Conclusioni	39
	Bibliografia	42

Capitolo 1

I Nuclei Galattici Attivi

Le galassie attive sono oggetti astrofisici la cui emissione è diversa da quella delle altre galassie: essa infatti arriva spesso a coprire tutto l'intervallo di lunghezze d'onda dello spettro elettromagnetico, dalle onde radio ai raggi gamma, e raggiunge luminosità pari a $L_{bol} \sim 10^{48}$ erg s⁻¹, dove L_{bol} indica la luminosità integrata su tutte le frequenze (Peterson, 1997).

Al centro di ogni galassia è presente un buco nero super massivo, o SMBH (*Super Massive Black Hole*), un oggetto compatto con massa $> 10^6 M_{\odot}$ (masse solari, Netzer, 2013). D'altro canto solo una piccola frazione di essi, pari a qualche percento, mostra segni di accrescimento efficiente di materia ed è di conseguenza definito Nucleo Galattico Attivo, o in breve AGN (*Active Galactic Nuclei*). Il nome AGN deriva dal fatto che la sorgente di energia che si crede essere il motore di questo tipo di emissione risieda ragionevolmente in una piccola zona corrispondente al nucleo della galassia.

La bassa percentuale di SMBH attivi ci suggerisce che il fenomeno di AGN sia solo transitorio nel ciclo di vita di una galassia. In particolare, facendo riferimento alla frazione di AGN osservabili rispetto a galassie non attive, si può stimare la durata di questo fenomeno come pari a un decimo della vita della galassia stessa, cioè circa 10^8 anni (Peterson, 1997).

Di seguito sarà fornita una panoramica generale sugli AGN.

1.1 Cenni storici

Le prime osservazioni di AGN furono fatte da E. A. Fath nel 1909, quando ancora il termine AGN non veniva utilizzato. Fath notò la presenza di forti righe di emissione nello spettro della galassia NGC 1068, che all'epoca si pensava fosse una nebulosa (Fath, 1909). Uno studio più approfondito da parte di V.M. Slipher evidenziò la somiglianza di queste righe con quelle

osservate nelle nebulose planetarie e la loro accentuata larghezza (intesa come *Full Width at Half Maximum*, FWHM), stimata in centinaia di chilometri al secondo. Nel 1918 H. Curtis scoprì invece dei getti nella galassia Messier 87, un altro elemento che verrà in seguito collegato direttamente alla presenza di attività nucleare e quindi di un AGN (vedi anche Sezione 1.3).

Un grande passo in avanti nello studio delle galassie attive fu fatto nel 1943 quando C. Seyfert scoprì che la presenza di righe di emissione ad alta eccitazione nello spettro di galassie non era un'eccezione, ma una caratteristica che accomunava varie galassie dell'Universo locale, il cui nucleo era estremamente brillante (Seyfert, 1943): oggi tali galassie vengono chiamate galassie di Seyfert (*Seyfert Galaxies*) in suo onore.

Il lavoro di Seyfert però non ricevette grandi attenzioni fino al 1955 (Peterson, 1997), quando alcune delle galassie che aveva studiato vennero catalogate come sorgenti di onde radio nelle prime indagini sistematiche a frequenze pari al centinaio di MHz. Le stesse indagini portarono anche alla scoperta dei primi quasar, sorgenti radio quasi-stellari (QSO, *quasi-stellar objects*), cioè galassie con una fortissima emissione radio, talmente concentrata da apparire come oggetti puntiformi, e quindi simili a stelle. In questi oggetti l'AGN è così luminoso da nascondere completamente l'emissione della galassia ospite.

Il primo a usare il termine AGN fu l'astrofisico armeno V. Ambartsumian, che negli anni '50 fu anche uno dei primi a porsi il problema di quale massa dovesse avere l'oggetto al centro di tali galassie per dare origine al tipo di emissioni osservate. Nel 1959, L. Woltjer riuscì a stimare la massa dell'oggetto al centro di un AGN, basandosi su semplici argomentazioni legate al teorema del viriale¹ (Woltjer, 1959): partendo da esso, si ricava che $M_{BH} \simeq v^2 r / G^2$ da cui, utilizzando i valori di velocità e raggio stimati dalle osservazioni, si ottiene il valore $M_{BH} \simeq 10^8 M_\odot$ (Peterson, 1997). Il fatto che tale massa dovesse essere contenuta in un volume relativamente piccolo, di circa 100 pc^3 di diametro, escludeva che tale fonte di energia potesse avere un'origine stellare.

La prima grande svolta in questo campo fu apportata nel 1963 da M. Schmidt (Schmidt, 1963), il quale realizzò che alcune delle righe di emissione osservate nello spettro di questi oggetti non erano altro che le righe di emissione della serie di Balmer dell'idrogeno, ma a un redshift insolitamente grande, ovvero $z = 0.158$, uno dei più grandi osservati all'epoca (per la definizione di redshift, vedere l'introduzione del Capitolo 2). Si trattava quindi

¹Il teorema del viriale è espresso da $T = \frac{1}{2}U$, con T energia cinetica e U energia potenziale.

² M_{BH} , dove BH sta per *black hole*, indica la massa del buco nero.

³ $1 \text{ [pc]} = 3.09 \cdot 10^{18} \text{ [cm]}$.

di oggetti molto distanti con una luminosità incredibilmente alta, pari a circa 100 volte quella della nostra Galassia.

Negli anni successivi a queste scoperte gli studi sugli AGN aumentarono esponenzialmente, portandoli a essere uno degli argomenti tutt'ora più studiati dalla comunità astrofisica.

1.2 Classificazione degli AGN

La classificazione degli AGN è un campo che è tutt'oggi argomento di discussione, per via della sua complessità.

A partire dagli anni '60 si iniziarono a scoprire sempre più oggetti di questo tipo e, per via degli strumenti che si avevano a disposizione, essi venivano classificati principalmente in base a proprietà osservative. Questo ha portato a tipi di classificazione diversi a seconda della banda dello spettro elettromagnetico utilizzata.

Nella banda radio, per esempio, una delle distinzioni più usate si basa sulla cosiddetta *radio loudness* $R = F_{5\text{GHz}}/F_{4400\text{\AA}}$, ossia il rapporto tra la densità di flusso in banda radio a 5 GHz (*rest-frame*) e quello in banda ottica a 4400 Å (*rest-frame*), definendo Radio Loud (RL) gli AGN in cui $R > 10$ e Radio Quiet (RQ) quelli in cui $R < 10$ (Kellermann et al., 1989). Più recentemente è stata proposta un'altra distinzione, quella tra AGN jetted e non-jetted, poiché si è compreso che molte delle differenze tra RL e RQ sono ricollegabili alla presenza o meno di getti relativistici (Padovani et al., 2017).

Nella banda ottica, invece, gli AGN vengono classificati in base alle loro caratteristiche spettrali, ovvero in base alla presenza nei loro spettri di sole righe strette, cioè con FWHM pari a $\simeq 500 - 1000$ km/s, oppure di righe sia strette che larghe, dove con larghe si intende con $\text{FWHM} \simeq 1500 - 15000$ km/s. Se si osservano entrambe significa che si sta guardando direttamente verso il "centro" dell'AGN, mentre se si osservano solo quelle strette significa che le emissioni della parte centrale sono in qualche modo oscurate dal mezzo interposto, di cui si parlerà in Sezione 1.3 definendolo come "toro". Nel primo caso si parla di AGN di Tipo 1 (o *Broad Line AGN*, o Seyfert 1), nel secondo di AGN di Tipo 2 (o *Narrow Line AGN*, o Seyfert 2). Un'altra caratteristica che distingue gli spettri ottici dei due tipi è la forma del continuo ottico-UV, che dipende dalla presenza o meno del contributo del disco di accrescimento: quando è presente lo spettro è di Tipo 1, anche definito "*blue*" poiché mostra una forte emissione alle lunghezze d'onda più corte, a differenza degli spettri di Tipo 2 che non mostrano emissione da disco in quanto essa è largamente estinta dal toro. Una trattazione più approfondita riguardo agli spettri ottici sarà fatta in Sezione 1.6.

1.2.1 Il modello unificato

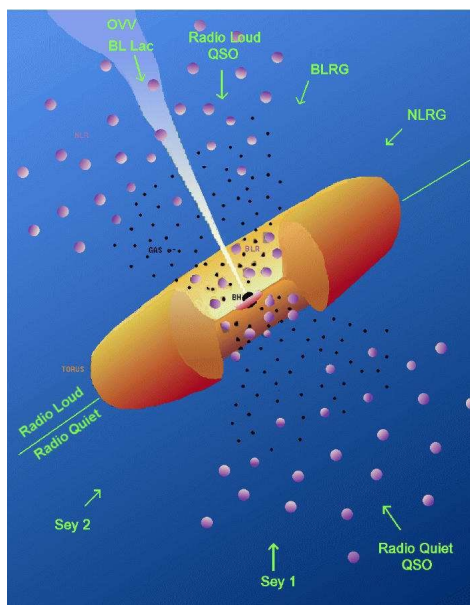


Figura 1.1: Rappresentazione grafica del modello unificato degli AGN. Il BH centrale è circondato dal suo disco di accrescimento e dalle nubi della BLR; intorno a essi c'è il toro (in arancione) e all'esterno le nubi della NLR. La figura è divisa in due sezioni: nella metà superiore sono indicati gli oggetti Radio Loud (per cui sono rappresentati anche i getti), in quella inferiore gli oggetti Radio Quiet. A seconda dell'inclinazione da cui osserviamo l'AGN abbiamo le varie classificazioni: Sey 2, Sey 1 e Radio Quiet QSO nel caso dei RQ; NLRG, BLRG (*narrow* e *broad line radio galaxies*), Radio Loud QSO e BL Lac nel caso dei RL (da Perlman, 2013, adattata da Urry e Padovani, 1995).

Quelle riportate in precedenza sono solo alcune delle tante diversificazioni proposte nel corso degli anni nell'ambito degli AGN. Con l'aumentare delle osservazioni e della qualità dei dati a disposizione, è stato possibile elaborare un modello che permettesse di ricondurre in maniera semplice molte di queste categorie a uno schema comune. Questo processo viene chiamato Unificazione degli AGN (*AGN Unification*) e ha portato al cosiddetto modello unificato degli AGN (Antonucci, 1993; Urry e Padovani, 1995).

Il primo elemento cardine verso questa unificazione fu suggerito da Osterbrock nel 1978 (Grandi e Osterbrock, 1978). Per distinguere inizialmente tra galassie Seyfert 1 e Seyfert 2, egli propose di considerare un elemento aggiuntivo attorno al buco nero centrale e al suo disco di accrescimento: il toro di polvere e gas (tutte le componenti degli AGN verranno descritte più approfonditamente in Sezione 1.3). Tale toro, descritto come una "ciambella" di gas e polveri attorno alle regioni centrali, portò all'introduzione di uno nuovo parametro in grado di spiegare in modo relativamente semplice alcune delle

numerose distinzioni presenti nella classificazione degli AGN: l'angolo di vista, cioè l'angolo tra la nostra linea di vista (*line of sight, l.o.s*) e il piano su cui giace il toro. Infatti, se la linea di vista intercetta il toro (come nel caso di Sey 2 e NLRG in Fig. 1.1), la radiazione proveniente dalle regioni centrali viene oscurata e nello spettro appaiono solo le componenti strette delle righe, dovute alle emissioni delle regioni più esterne: è il caso di un AGN di Tipo 2. Se invece la linea di vista non intercetta il toro (come nel caso di Sey 1 e BLRG in Fig. 1.1), è possibile avere una visione diretta delle regioni centrali e nello spettro, oltre alle componenti strette, appaiono anche le componenti larghe delle righe, dovute al materiale orbitante a grande velocità attorno al centro: è il caso di un AGN di Tipo 1. Nel lavoro di Antonucci (1993), inoltre, si vide per la prima volta in spettro-polarimetria che anche gli AGN di Tipo 2 mostrano righe larghe, dovute a una frazione del loro flusso "diffusa" dagli elettroni presenti nelle zone "polari": in questo modo la grande distinzione presente inizialmente tra spettri di Tipo 1 e di Tipo 2 venne gradualmente meno e oggetti che inizialmente erano stati classificati come diversi iniziarono a essere considerati come intrinsecamente identici, ma visti con angolazioni differenti rispetto al piano del toro.

Un'altra componente aggiuntiva di tale modello, presente però solo in una frazione ($\sim 10\%$) degli AGN, sono i getti relativistici originati in prossimità del SMBH, perpendicolari al disco di accrescimento, orientati lungo la direzione dello spin del buco nero. Considerando questo ulteriore elemento si riescono a interpretare i *flat spectrum radio quasar* e i BL Lac come radio galassie *face on*, oggetti per i quali la linea di vista coincide con la direzione di tali getti (Blandford e Rees, 1978), come mostrato in Fig. 1.1. La differenza fondamentale tra *flat spectrum radio quasar* e BL Lac, che insieme formano la famiglia dei Blazar, è l'efficienza con cui essi accrescono materia: i BL Lac, a differenza dei *flat spectrum radio quasar*, sono radiativamente inefficienti.

Il modello unificato include tutti gli AGN ad alta ionizzazione, sia Radio Loud che Radio Quiet, ma non è ugualmente efficace nei limiti di luminosità molto basse, situazioni in cui non sempre è possibile dimostrare la presenza di materiale oscurante per giustificare il diverso livello di emissione. Un'importante categoria di oggetti a bassa luminosità è quella dei LINERs, regioni nucleari con righe di emissione a bassa ionizzazione (*Low-Ionization Nuclear Emission-Line Regions*). Questi oggetti sono caratterizzati da un'emissione meno forte rispetto alla rimanente popolazione di AGN, emissione che in alcuni casi potrebbe essere legata alla presenza di dischi di accrescimento a bassa efficienza radiativa e in altri a fenomeni di *shock* (vedi sezione 2.1), largamente citati nel campo dei diagrammi diagnostici, di cui si parlerà nello specifico nel Capitolo 2.

Facendo riferimento allo spettro ottico, nel corso degli anni la distinzione

tra AGN di Tipo 1 o di Tipo 2 è stata raffinata, basandosi sul rapporto di intensità delle componenti larga e stretta di determinate righe, come ad esempio $H\alpha$ e $H\beta$, andando così a creare una sorta di sequenza continua (che va da righe la cui componente dominante è quella larga a righe in cui la componente larga è completamente assente) all'interno della quale si possono collocare in modo più specifico gli AGN, definendoli ad esempio AGN di Tipo 1.5, fino ad AGN di Tipo 1.9 (Netzer, 2013).

1.3 Struttura degli AGN

La struttura degli AGN è ancora oggi argomento di grandi discussioni, ma le principali componenti individuate sono state confermate da svariati studi e modelli proposti, e vengono elencate di seguito:

- **Buco Nero Super Massivo:** il SMBH al centro della galassia è il motore centrale dell'AGN e si pensa abbia una massa dell'ordine di $M_{BH} = 10^6 - 10^{10} M_{\odot}$. Ci sono vari modi di stimare questa massa, ad esempio è possibile calcolarla indirettamente sfruttando il suo legame con alcune grandezze caratteristiche della galassia ospite, come la luminosità dello sferoide (*bulge*) o la dispersione delle velocità: si sfrutta così la relazione tra proprietà globali della galassia ospite e proprietà locali del buco nero. Un metodo più diretto per stimare la massa del BH è quello di sfruttare la dispersione di velocità nella BLR, ricavabile dalla FWHM delle righe larghe negli AGN di Tipo 1, e utilizzarla poi per fare considerazioni legate al teorema del viriale, come già descritto in Sezione 1.1.

Per stimare le dimensioni del BH e delle regioni circostanti spesso si fa riferimento alla variabilità dei segnali provenienti da tali regioni: assumendo il principio di causalità, le dimensioni di regioni soggette a variazioni su tempi scala di Δt , sono stimabili con $R < c\Delta t$. Come regione "caratteristica" del BH si può pensare al cosiddetto raggio di Schwarzschild, il raggio a cui si dovrebbe trovare l'orizzonte degli eventi per una determinata massa, cioè la superficie limite per cui la velocità di fuga è pari a quella della luce, assumendo una simmetria sferica. Tale raggio si può esprimere come $r_s = \frac{2GM_{BH}}{c^2}$. Per un BH con massa dell'ordine di $10^8 M_{\odot}$, tale raggio risulta dell'ordine di $\sim 10^{13}$ cm.

Esistono anche metodi più complessi ed elaborati per la stima della massa del SMBH, come il cosiddetto *reverberation mapping*, che sfrutta il ritardo tra le variazioni del continuo (emissione da disco di accrescimento, vedi Sezione 1.6) e le variazioni che esse causano nella BLR, che

interessano prima le righe a più alta ionizzazione (più vicine al BH) e poi quelle a ionizzazione più bassa. Si riesce così a analizzare il "riverbero", ovvero la variabilità del motore centrale, studiando le righe della BLR. Poiché questi studi sono stati fatti su un campione limitato di oggetti, principalmente a basso redshift, per risalire da questi alla massa del SMBH si usano di solito relazioni di scala (*scaling relations*), legate alla luminosità del disco di accrescimento a una determinata lunghezza d'onda (ad esempio 3000 o 5000 Å) e alla larghezza delle righe (per una trattazione più approfondita su *reverberation mapping* e *scaling relations* si suggerisce il lavoro di Bentz et al., 2009).

- **Disco di accrescimento:** il materiale che orbita intorno al SMBH forma il cosiddetto disco di accrescimento; la materia che compone gli anelli si sposta verso il centro cedendo momento angolare agli anelli più esterni, dando origine alla conformazione a disco. Le caratteristiche fisiche di questo disco non sono del tutto chiare ma ci sono varie ipotesi sulla sua struttura. Una di queste ipotesi, ritenuta valida nel caso di AGN radiativamente efficienti, è che il disco sia otticamente spesso e geometricamente sottile (Shakura e Sunyaev, 1973), e che emetta come un corpo nero multicolore (*multicolor black body*): questo perché esso può essere modellizzato come una serie di anelli complanari concentrici a diverse temperature (più caldo all'interno e più freddo all'esterno, nell'intervallo $T \sim 10^5 - 10^6$ K), ciascuno dei quali emette come un corpo nero. L'involuppo di tutte queste emissioni crea uno spettro di corpo nero che nella parte centrale ha però un andamento a legge di potenza dato da $F \propto \nu^{1/3}$, che va a costituire l'emissione in banda ottica-UV degli AGN, nell'intervallo 300 – 3000 Å (vedi anche Sezione 1.5).

Una seconda ipotesi è il cosiddetto modello ADAF, che considera un disco di accrescimento geometricamente spesso e otticamente sottile (Ichimaru, 1977), più adatto a descrivere AGN meno luminosi (e meno efficienti) e con una minore emissione in banda ottica.

- **Corona calda:** la corona è una zona composta da gas estremamente caldo e ionizzato, con temperature dell'ordine di $T \sim 10^{8-9}$ K, la cui posizione non è ancora del tutto conosciuta, ma è probabilmente localizzata nella zona sovrastante il disco di accrescimento, entro poche decine di raggi di Schwarzschild dal BH. È una delle sorgenti primarie di raggi X, poiché i fotoni emessi dal disco di accrescimento vanno incontro a Inverse Compton (IC) con gli elettroni relativistici e mol-

to caldi della corona e ne fuoriescono a energie molto maggiori, fino appunto alle bande X e gamma.

- **Broad Line Region (BLR)**: è una zona vicina al buco nero e al suo disco di accrescimento, a una distanza di circa $0.1 - 1$ pc dal centro, ed è formata da nubi di gas caldo e estremamente denso, con temperature che raggiungono i $T \sim 10^4$ K e densità dell'ordine di $n \sim 10^{10-11} \text{ cm}^{-3}$. A causa dell'alta densità di questa regione, negli spettri appaiono solo le righe permesse (cioè le righe di transizioni altamente probabili), come ad esempio le righe di ricombinazione dell'idrogeno (per approfondire il discorso, vedere Sezione 1.6).

Il nome BLR fa riferimento alle righe "allargate" (*broad*) prodotte da questa regione, originate dal gas in veloce rotazione attorno al SMBH. Studiando l'allargamento Doppler di queste righe di emissione, si riescono a stimare i valori della loro FWHM, che risente fortemente della vicinanza del buco nero come spiegato nel paragrafo dedicato ai SMBH. Questi valori rientrano nell'intervallo $\text{FWHM} \sim 1000 - 10\,000 \text{ km/s}$.

La BLR può essere soggetta a oscuramento da parte del toro e, essendo la regione da cui hanno origine le righe allargate, a seconda che venga o meno oscurata, ovvero a seconda che la nostra linea di vista intercetti o meno il toro di polvere, parleremo rispettivamente di AGN di Tipo 2 (AGN oscurati) o di Tipo 1 (AGN non oscurati, vedi Sezione 1.2.1).

- **Narrow Line Regione (NLR)**: è una regione più distante dal nucleo, a distanze di $10^2 - 10^3$ pc dal motore centrale, in cui la FWHM delle righe ha valori molto più bassi rispetto alla BLR, dell'ordine di $\sim 300 - 1000 \text{ km/s}$: è questo il motivo per cui le righe di emissione provenienti dalla NLR saranno molto più strette (*narrow*) rispetto a quelle della BLR.

Il gas ha temperature e densità molto inferiori rispetto alla BLR, con $T \sim 10\,000 - 25\,000 \text{ K}$ e $n \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Grazie alla minore densità, nella NLR vengono prodotte anche righe di emissione proibite (vedi Sezione 1.6), che saranno ampiamente utilizzate nello studio dei diagrammi diagnostici (di cui si offre una trattazione dettagliata nel Capitolo 2). Essendo localizzata a distanza maggiore dal motore centrale rispetto alla BLR, la NLR è soggetta a un campo di radiazione meno intenso e questo permette la presenza di polvere al suo interno. Infatti, tenendo conto della temperatura di sublimazione della polvere T_{sub} , che ha un massimo di circa 1800 K nel caso sia formata da grafite (C) e di circa 1400 K nel caso sia formata da silicati (Si), si riesce a calcolare il raggio medio di sublimazione (*mean sublimation radius*), cioè la minima

distanza a cui un granello di polvere di una data dimensione riesce a resistere al campo di radiazione locale (Peterson, 1997), e a dimostrare che la NLR ha un raggio superiore al raggio medio di sublimazione. Attraverso considerazioni più approfondite (Barvainis, 1987) si ottengono le seguenti distanze di sublimazione per granelli di grafite (C) e silicati (Si):

$$\langle R_{sub,C} \rangle \simeq 0.5 L_{46}^{1/2} \left[\frac{1800}{T_{sub}} \right]^{2.6} f(\theta) [pc] \quad (1.1)$$

$$\langle R_{sub,Si} \rangle \simeq 1.3 L_{46}^{1/2} \left[\frac{1500}{T_{sub}} \right]^{2.6} f(\theta) [pc] \quad (1.2)$$

dove L_{46} è la luminosità ultravioletta dell'AGN in unità di 10^{46} erg s⁻¹, T_{sub} è la temperatura di sublimazione per quella determinata specie e $f(\theta)$ è un termine di dipendenza angolare che tiene conto dell'anisotropia della sorgente di radiazione centrale.

La struttura della NLR è ancora oggetto di dibattito, ma l'ipotesi più accreditata è che sia localizzata al di sopra e al di sotto del toro (e quindi non soggetta a oscuramento) e che abbia una geometria biconica o a clessidra (un'altra ipotesi è che la geometria sia invece sferica).

- **Toro:** è la componente fondamentale nella classificazione degli AGN introdotta dal modello unificato, dal momento che è in grado di oscurare l'emissione proveniente dalle regioni centrali dell'AGN nel caso in cui la linea di vista intercetti il materiale oscurante, portando così alla distinzione tra Tipo 1 e Tipo 2 (vedi Sezione 1.2.1). Le sue caratteristiche fisiche, come densità e dispersione di velocità, si possono ottenere facendo un'interpolazione tra i dati relativi a BLR e NLR, ottenendo ad esempio una densità di circa $10^4 - 10^7$ cm⁻³ e una dispersione di velocità di circa 1000 km/s.

I principali modelli di toro sono due: continuo (*smooth*) oppure "a nubi" (*clumpy*). In entrambi i casi, esso è modellizzato come una struttura a forma di toro (o ciambella), composta da gas molecolare e polvere, la cui circonferenza interna è relativamente piccola rispetto a una circonferenza esterna molto più grande, con dimensioni comprese tra 0.1 – 10 pc (Netzer, 2013). Nel modello *smooth* il toro è visto come una distribuzione omogenea di gas e polveri con una temperatura che decresce in maniera monotona con la distanza (e.g. Burtscher e Tristram, 2013).

Nel modello *clumpy*, invece, il toro è visto come una struttura disomogenea, formata da un insieme di nubi discrete, ognuna con le proprie caratteristiche fisiche: una di queste è la temperatura, che non è necessariamente funzione della distanza dal BH. Infatti la disomogeneità è responsabile del fatto che venga meno la relazione diretta tra distanza e temperatura, poiché anche nubi più lontane dalla sorgente centrale possono essere illuminate dalla radiazione proveniente da nubi limitrofe, e quindi avere temperature più alte. Entrambi questi modelli si accordano con alcune proprietà degli AGN, ma sono in contrasto con altre (Netzer, 2013), anche se l'ipotesi più accreditata è la seconda, cioè quella di un toro a nubi.

Il toro è quindi in grado di assorbire la radiazione ottica-UV proveniente dalle regioni centrali, di termalizzarla e di riemetterla nella banda del medio infrarosso (*mid-IR*), con un'emissione di corpo nero che picca a qualche decina di micrometri, come è effettivamente osservato (vedi Sezione 1.5). Appurata la presenza di polvere nel toro, si può sicuramente affermare che la sua temperatura debba essere inferiore a quella di sublimazione della stessa, che vale circa 1000 – 2000 K a seconda della composizione, come già specificato riguardo alla NLR. Il profilo di temperatura all'interno del toro è però fortemente dipendente dal modello preso in considerazione, per i motivi elencati in precedenza.

- **Getti relativistici:** presenti nell'1 – 10% degli AGN, sono all'origine delle distinzioni in banda radio tra AGN con (*jetted*) e senza getti (*non-jetted*) e, più in generale, sono l'elemento che caratterizza gli AGN Radio Loud.

Sono composti da plasma relativistico e si estendono, in alcuni casi, su scale del Mpc, in direzione perpendicolare al disco, allineati con il suo asse. Il meccanismo con cui sono prodotti è ancora incerto, ma si pensa che siano dovuti ai forti campi magnetici del SMBH e del disco di accrescimento e all'estrazione di energia gravitazionale dal BH. Via via che il gas relativistico che li compone avanza all'interno dell'IGM (*Intergalactic Medium*, mezzo intergalattico) ne viene rallentato, dando vita a delle strutture meno collimate chiamate lobi (*lobes*). L'emissione di getti e lobi avviene principalmente attraverso i meccanismi di sincrotrone e inverse Compton, e copre dalla banda radio alla banda γ .

In Fig. 1.2 si può osservare una rappresentazione grafica dei vari elementi sopra elencati, in funzione della loro distanza dal SMBH, disegnato in nero al centro. Il disco di accrescimento è in blu e la corona in azzurro, mentre la BLR è rappresentata in violetto, il toro in rosso e la NLR in azzurro scuro.

Dal disegno è evidente come la BLR sia in un certo senso "avvolta" dal toro, che quindi può causarne l'oscuramento, mentre la NLR è posta più lontano da esso e quindi non può esserne oscurata.

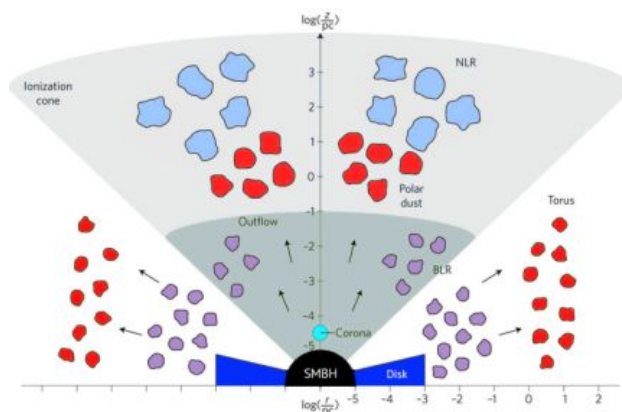


Figura 1.2: Schema della struttura di un AGN, vista lungo la direzione equatoriale, con evidenziate le varie componenti e le scale in gioco. Andando in ordine di scala crescente, si possono osservare il SMBH, il disco di accrescimento e la corona (blu e azzurro), la BLR (violetto), il toro (rosso) e la NLR (azzurro scuro). In alcune di queste componenti, le frecce indicano i cosiddetti *outflow*, legati alla presenza di venti, e importanti negli studi legati all'AGN *feedback* (adattata da Ramos Almeida e Ricci, 2017).

1.4 Accrescimento negli AGN

L'accrescimento è il principale responsabile dell'emissione che osserviamo provenire dagli AGN. Per accrescimento si intende la caduta verso il SMBH della materia che orbita a grandi velocità attorno ad esso, ovvero la materia che compone il disco di accrescimento. Le particelle di materia che fanno parte del disco di accrescimento, sono soggette a frizione lungo la loro traiettoria, per via degli urti con le altre particelle, e quindi per la viscosità del gas: questa frizione causa una perdita di energia cinetica e di momento angolare, che viene ceduto alle parti più esterne del disco, e una diminuzione via via maggiore del raggio della loro orbita, che sarà sempre più vicina al SMBH. Per il teorema del viriale, la variazione di energia gravitazionale causata dallo spostamento da un'orbita più esterna a una più interna porterà a un aumento dell'energia termica, dando vita alla cosiddetta emissione termica da disco, che sarà a temperature (e quindi frequenze) tanto più elevate quanto più la materia si avvicinerà al BH. Si può stimare la luminosità L del disco (dove con L si indica il tasso a cui un oggetto irradia energia) come la

metà della variazione di energia gravitazionale di una massa che si avvicina al SMBH:

$$dL = \frac{dE_{th}}{dt} = \frac{1}{2} \frac{dE_{grav}}{dt} = \frac{1}{2} GM_{BH} \dot{M}_{BH} \frac{dr}{r^2} \quad (1.3)$$

Integrando l'Eq. 1.3 da un raggio interno a uno esterno molto più grande, si ottiene:

$$L = \frac{1}{2} \frac{GM_{BH} \dot{M}_{BH}}{R}, \quad (1.4)$$

dove con R si indica il raggio più interno e con $\dot{M}_{BH} = dM_{BH}/dt$ si indica il tasso di accrescimento di massa (*mass accretion rate*) del BH, cioè la massa che attraversa il raggio R nell'unità di tempo.

Prendendo l'Eq. 1.4 e ponendola uguale alla legge di Stefan-Boltzmann $L = 2\pi R^2 \sigma_{SB} T^4$ (dove σ_{SB} è la costante di Stefan-Boltzmann⁴, mentre il 2 deriva dal considerare che il disco dissipi la sua energia, e quindi emetta, da entrambe le sue superfici), si può stimare anche il profilo di temperatura del disco di accrescimento, modellizzato come una serie di anelli a temperature diverse, decrescenti verso l'esterno, che danno origine a un'emissione di corpo nero multicolore (vedi anche Sezione 1.5). Questo profilo è dato da⁵:

$$T(R) = \left(\frac{GM_{BH} \dot{M}_{BH}}{4\pi \sigma_{SB} R^3} \right)^{1/4} \quad (1.5)$$

Continuando a ragionare sul processo di conversione di massa in energia, si può affermare che avvenga con una certa efficienza η , tale che l'energia irradiata sarà esprimibile come $E = \eta c^2 M_{BH}$. Il tasso di energia irradiata sarà quindi dato da:

$$L = \eta c^2 \dot{M}_{BH} \quad (1.6)$$

Confrontando Eq. 1.4 e Eq. 1.6, si ricava l'efficienza dell'accrescimento su un SMBH, trovando $\eta \sim 0.08$, un ordine di grandezza più efficiente della fusione nucleare dell'elio, per la quale $\eta \sim 0.007$. Efficienze ancora più elevate si possono ottenere per soluzioni di BH massimamente ruotanti (Kerr, 1963). Si può notare inoltre come $\eta \propto M_{BH}/R$, e quindi come η in un certo senso

⁴ $\sigma_{SB} = 5.67 \cdot 10^{-5}$ [erg cm⁻² s⁻¹ K⁻⁴].

⁵ La formula non approssimata, ottenuta da calcoli più precisi, è leggermente diversa, ed è data da $T(R) = \left[\frac{3GM_{BH} \dot{M}_{BH}}{8\pi \sigma_{SB} R^3} \left(1 - \left(\frac{R_{in}}{R} \right)^{1/2} \right) \right]^{1/4}$, dove si è dovuto introdurre il concetto di raggio interno R_{in} , che di solito è inteso come raggio di Schwarzschild $r_s = \frac{2GM_{BH}}{c^2}$.

misuri la "compattezza" del sistema, che viene massimizzata nel caso di un buco nero.

Guardando Eq. 1.4, risulta evidente la proporzionalità diretta tra la massa del BH, il tasso di accrescimento di massa e la luminosità L . Secondo tale ragionamento dovremmo allora essere in grado di osservare oggetti con luminosità sempre più alte via via che vengono scoperti oggetti sempre più massivi. In realtà questo non succede, poiché tali luminosità non dovrebbero mai superare un limite chiamato "limite di Eddington". Tale limite è valido per un corpo per cui si assume un accrescimento sferico (originariamente di solo idrogeno ionizzato) e indica la massima luminosità che esso può raggiungere. Per ottenere tale limite si deve imporre l'equilibrio tra la forza di attrazione gravitazionale F_g e la forza F_{rad} associata alla pressione di radiazione p_{rad} (Eq. 1.7), poiché il SMBH accresce materia solo quando F_g è maggiore o uguale a F_{rad} ; quando la pressione di radiazione supera l'attrazione gravitazionale, invece, l'accrescimento è bloccato.

$$F_g = \frac{GM_{BH}m_p}{r^2}; \quad F_{rad} = p_{rad} \sigma_e = \frac{L\sigma_e}{4\pi r^2 c} \quad (1.7)$$

La componente di forza gravitazionale più importante è quella che agisce sui protoni degli atomi che formano il corpo in questione (quella sugli elettroni è trascurabile, in quanto $m_e = 1/1840 m_p$), mentre il contributo maggiore alla pressione di radiazione è dato dagli elettroni (infatti nella formula compare σ_e che è la sezione d'urto Thomson dell'elettrone⁶). Andando quindi a imporre l'equilibrio $F_{rad} = F_g$ e ricavando la luminosità, si trova infine la luminosità di Eddington L_{Edd} (e.g., Osterbrock e Ferland, 2006):

$$L_{Edd} = \frac{4\pi Gcm_p}{\sigma_e} M_{BH} \simeq 1.3 \cdot 10^{38} \left(\frac{M_{BH}}{M_\odot} \right) [erg s^{-1}] \quad (1.8)$$

Tale valore può essere calcolato anche per gli AGN tenendo conto che sarà comunque un risultato puramente indicativo, poiché le condizioni da cui è stato ricavato, e cioè un accrescimento sferico, sono diverse da quelle dell'accrescimento "da disco" degli AGN: può quindi succedere che questo valore venga superato, anche se per periodi di tempo molto limitati.

Conoscere L_{Edd} è però utile poiché permette di calcolare altre quantità importanti. Una di queste è il tasso di accrescimento di Eddington \dot{M}_{Edd} , che indica a quale tasso un corpo dovrebbe accrescere massa per emettere a

⁶ $\sigma_e = \frac{8\pi}{3} \left(\frac{e^2}{m_e c^2} \right)^2 = \frac{8\pi}{3} r_e^2 = 0.67 \cdot 10^{-24} [cm^2]$, dove $m_e = 9.10 \cdot 10^{-28} [g]$ e $r_e = 2.81 \cdot 10^{-13} [cm]$ sono rispettivamente la massa e il raggio dell'elettrone.

una luminosità pari a L_{Edd} . Per trovare \dot{M}_{Edd} si possono eguagliare Eq. 1.4 e Eq. 1.8 e ricavare \dot{M} , ottenendo⁷:

$$\dot{M}_{Edd} = \frac{L_{Edd}}{\eta c^2} = 3M_8 \left[\frac{\eta}{0.1} \right]^{-1} M_\odot [yr^{-1}] \quad (1.9)$$

È interessante poi ricavare anche il tempo di Eddington t_{Edd} , ovvero il tempo scala associato a un tasso d'accrescimento pari a \dot{M}_{Edd} , che per un SMBH ha valore dell'ordine di 10^8 yr:

$$t_{Edd} = \frac{M}{\dot{M}_{Edd}} \simeq 4 \cdot 10^8 \eta [yr] \quad (1.10)$$

1.5 SED degli AGN

Una delle caratteristiche che rendono distinguibili gli AGN tra gli altri oggetti astrofisici è la loro distribuzione di energia spettrale (*spectral energy distribution*), comunemente abbreviata con l'acronimo SED, cioè l'andamento dell'energia emessa da un oggetto in funzione della lunghezza d'onda o della frequenza.

Il modo migliore per comprendere l'eccezionalità dell'emissione di un AGN è confrontarlo con quella di una galassia *starburst*. Con galassia *starburst* si indica quella frazione di galassie che presenta tracce di attività di formazione stellare recente su scale molto grandi (vedi anche Sezione 2.1): le grandi luminosità possono portarle a essere inizialmente confuse con nuclei attivi, ma nel loro caso la ionizzazione del gas è dovuta al continuo stellare, e non ad attività di accrescimento su un motore centrale (Peterson, 1997). La differenza fondamentale tra la SED di una galassia *starburst* e quella di un AGN risiede nel fatto che, come si può osservare in Fig. 1.3, mentre l'emissione principale delle galassie *starburst* (in grigio) avviene nella banda ottica-UV (dove emettono appunto le stelle) e in quella infrarossa (dove emette la polvere che circonda stelle appena formate)⁸, gli AGN hanno un'emissione non trascurabile a tutte le frequenze dello spettro elettromagnetico.

Vengono di seguito elencati i meccanismi e le componenti degli AGN che producono le emissioni nelle diverse bande dello spettro elettromagnetico:

⁷ M_8 è la massa del BH in unità di $10^8 M_\odot$.

⁸Le galassie *starburst* presentano emissioni anche nel radio, dove c'è emissione di sincrotrone a seguito di esplosioni di supernova (Condon, 1992), e anche nella banda X, dove emettono le binarie X (formate da una stella normale che fornisce materiale in accrescimento a una stella compagna compatta, la quale emette radiazione in banda X): in entrambi i casi l'emissione è comunque meno brillante che nel caso degli AGN.

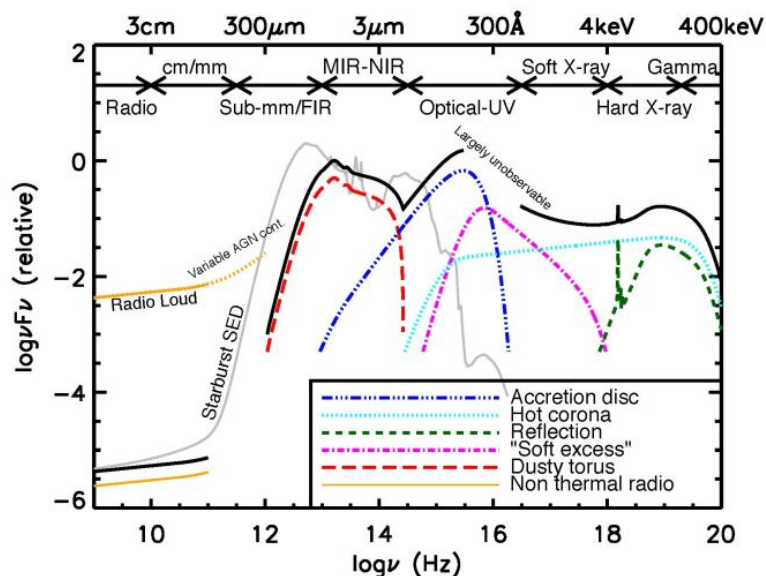


Figura 1.3: Confronto tra la SED tipica di un AGN e quella di una galassia *starburst* (in grigio). Nel caso dell'AGN, le linee tratteggiate colorate evidenziano i contributi forniti dalle varie componenti nelle diverse bande dello spettro elettromagnetico, mentre la linea nera continua rappresenta la SED totale (Harrison, 2014).

- **Emissione radio:** è dovuta principalmente a processi non termici, in particolare all'emissione di sincrotrone, originata da elettroni relativistici che interagiscono con un campo magnetico estremamente intenso e ne vengono accelerati, emettendo fotoni. L'emissione radio proveniente dal centro dell'AGN è molto debole ma, nel caso di AGN *jetted* (che come detto in Sezione 1.2, corrispondono a $\sim 10\%$ della famiglia di AGN), l'emissione radio è estremamente intensa proprio in corrispondenza dei getti e dei lobi.
- **Emissione infrarossa:** il principale responsabile dell'emissione infrarossa degli AGN è il toro di polvere (vedi Sezione 1.3), che assorbe l'emissione ottica-UV proveniente dalle regioni centrali e la riprocesa, riemettendo a lunghezze d'onda molto maggiori (con picco tra i $10-30 \mu\text{m}$) che corrispondono a temperature della polvere tra $50-1000$ K. Questo picco, dovuto al toro e localizzato nel medio-IR, non va confuso con il picco a $100 \mu\text{m}$, localizzato nel lontano-IR, dato dal riscaldamento di polvere fredda (qualche decina di K) da parte dei fotoni UV di stelle giovani, e quindi legato al tasso di formazione stellare. Infine anche le stelle vecchie, essendo relativamente "fredde", emettono nell'infrarosso, in particolare nel vicino-IR, con un picco a lunghezze

d'onda di circa $1 - 2 \mu\text{m}$.

- **Emissione ottica-UV:** tale emissione è prodotta principalmente dal disco di accrescimento di materiale orbitante attorno al SMBH, ed è caratterizzata dal cosiddetto "Big Blue Bump", o BBB, il picco tra $300 - 3000 \text{ \AA}$ originato dalla sovrapposizione delle emissioni di corpo nero dei vari anelli in cui si può modellizzare il disco, come già spiegato nella Sezione 1.3. Inoltre tale banda dello spettro è molto importante perché è quella in cui si osservano alcune righe larghe provenienti dalla BLR e alcune righe strette provenienti dalla NLR (vedi Sezione 1.6), che sono molto utilizzate nei diagrammi diagnostici che verranno analizzati nel Capitolo 2 e sono estremamente utili per stimare la distanza della sorgente e la massa del motore centrale. È possibile osservare righe di emissione anche ad altre lunghezze d'onda, ma quelle in banda ottica sono più facili da osservare perché le righe più brillanti dell'idrogeno sono nello spettro ottico e soprattutto la disponibilità e la facilità di costruzione di strumenti che lavorano in questa banda è molto maggiore.
- **Emissione X:** l'emissione nella banda X è quella più composita ed è anche quella che fornisce maggiori informazioni su quello che succede nelle zone più interne e più prossime al buco nero.

L'emissione primaria è quella che copre l'intervallo che va da pochi keV a circa 300 keV, ed è prodotta dal processo di Inverse Compton (IC) tra gli elettroni altamente energetici della Hot Corona ($T \sim 10^8 - 10^9$ K) e i fotoni meno energetici provenienti dal disco di accrescimento ($T \sim 10^5 - 10^6$ K), i quali vengono ridiffusi a energie molto maggiori, fino appunto ai raggi X. Quando i fotoni provenienti dal disco, dopo aver subito numerosi *scattering*, raggiungono energie dell'ordine di quelle degli elettroni presenti nella Hot Corona, non possono venire ridiffusi a energie maggiori, ovvero il processo di IC non è più efficiente, ed ha origine il cosiddetto "cut-off esponenziale alle alte energie".

Un'altra componente dell'emissione nella banda X è il *soft excess*, la cui origine è ancora dibattuta, che presenta un picco a energie minori di $1 - 2$ keV. Si pensa che possa trattarsi della continuazione del BBB, oppure dell'IC sui fotoni provenienti dal disco da parte di una zona della corona più fredda, che quindi riemette a energie minori.

È poi anche presente una componente in assorbimento, il cosiddetto *warm absorber*, dovuta a gas caldo in fase di *outflow* a velocità moderate ($\sim 10^3$ km/s), che causa nella SED una serie di assorbimenti pre-

senti al di sotto di 1 keV, che solitamente corrispondono alle transizioni dell'ossigeno.

Un'ulteriore componente interessante da studiare è il cosiddetto *Compton Hump*, una sorta di "campana" che picca tra 20 – 30 keV ed è dovuta principalmente a fenomeni di riflessione dei fotoni in banda X provenienti dalla corona, da parte del disco e del toro, per scattering Compton. Tale riflessione avviene solo quando il materiale è otticamente spesso, in caso contrario verrebbe attraversato senza interagire con la radiazione.

Per finire, una delle caratteristiche più importanti dell'emissione in banda X è la riga del ferro a 6.4 keV. Tale struttura ha origine quando un fotone sufficientemente energetico (> 7.1 keV), prodotto dalla corona, incontra un atomo di ferro e per effetto fotoelettrico libera un elettrone dalla *shell* più interna dell'atomo (la *shell* K) lasciando una lacuna che poi verrà riempita da un elettrone, proveniente dalle *shells* più esterne, che in questa transizione emetterà radiazione. Tale processo viene chiamato fluorescenza ed è quello che sta alla base della produzione della riga del ferro. Tale riga può poi essere deformata da vari effetti, tra i quali il Doppler classico e relativistico, che ne rendono più complessa l'identificazione e l'interpretazione. Nel caso abbia un profilo largo può essere anche un tracciatore del campo di gravità del BH, fornendo informazioni più dettagliate sulla sua natura, in particolare può permettere di distinguere tra un BH di Schwarzschild (statico) e un BH di Kerr (ruotante o massimamente ruotante, Kerr, 1963) basandosi su quanto i fotoni vengono redshiftati e su quanto la riga appare asimmetrica (*skewed*, Fabian et al., 2000). Essendo quindi prodotta a distanze molto piccole dal BH, pari a pochi raggi di Schwarzschild, tale riga può fornire informazioni molto dettagliate sulle regioni più interne dell'AGN.

- **Emissione γ** : gli AGN di cui riusciamo a osservare l'emissione in banda γ sono primariamente quelli *jetted* e *face on*, cioè quelli in cui la linea di vista intercetta la direzione dei getti, laddove essi sono presenti. L'emissione γ è originata dall'IC tra la radiazione di sincrotrone a bassa frequenza, dovuta agli elettroni relativistici, e gli stessi elettroni relativistici, in un processo che viene chiamato *Synchrotron Self Compton* (SSC), che produce un'emissione con un doppio picco, uno nella banda radio e uno nella banda γ . Un ulteriore processo che contribuisce all'emissione in banda γ è il cosiddetto EC (*External Compton*), che assomiglia all'SSC con la differenza che i fotoni con cui avviene l'IC sono quelli della BLR o del toro.

1.6 Spettri ottici-UV degli AGN

Come già accennato nella Sezione 1.5, la banda ottica-UV è una delle bande dello spettro elettromagnetico da cui riusciamo a ricavare più informazioni quando si tratta di AGN, poiché è molto più semplice osservare lunghezze d'onda *rest-frame* (letteralmente "di laboratorio", cioè riferite al sistema di riferimento solidale con la sorgente) ottiche piuttosto che in altre bande. Si ricorda che con spettro si indica la rappresentazione della densità di flusso di energia proveniente da un determinato oggetto in funzione della frequenza o della lunghezza d'onda.

La differenza più interessante che si nota tra i due spettri riportati in Fig. 1.4 è la presenza o meno di righe allargate. Studiare lo spettro ottico di un AGN è quindi uno dei modi con cui si riesce a capire se quello che si sta osservando è un AGN oscurato o meno, ovvero un Tipo 1 o un Tipo 2.

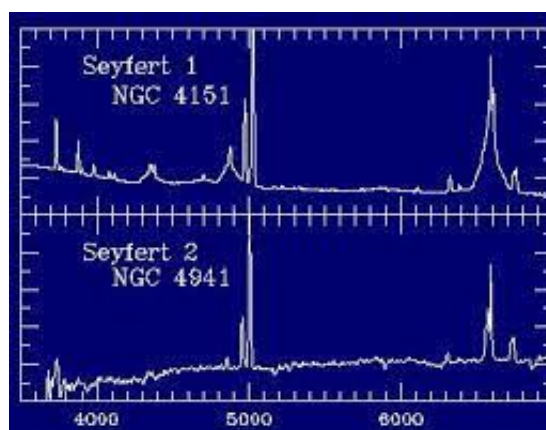


Figura 1.4: Spettro ottico di un AGN di Tipo 1 (sopra) in cui si possono osservare chiaramente le righe larghe, dovute alla visione diretta del disco di accrescimento, e spettro ottico di un AGN di Tipo 2 (sotto), in cui si osservano invece solo righe strette, a causa dell'oscuramento del toro (Andika, 2016).

Una delle componenti osservabili in questi spettri è il cosiddetto "continuo ottico-UV" (*optical-UV continuum*), che rappresenta l'emissione dovuta al disco di accrescimento. Come già spiegato in Sezione 1.2.1, negli AGN di Tipo 2 tale componente sarà estinta, poiché il disco e la zona centrale verranno oscurate dal toro: lo spettro apparirà quindi piatto, come si vede nella pannello di destra di Fig. 1.5. Negli AGN di Tipo 1 invece, riuscendo ad avere una visione diretta del disco, osserveremo nello spettro un'emissione accentuata alle lunghezze d'onda più basse, nella parte cosiddetta "blue", come si può osservare nella pannello di sinistra di Fig. 1.5.

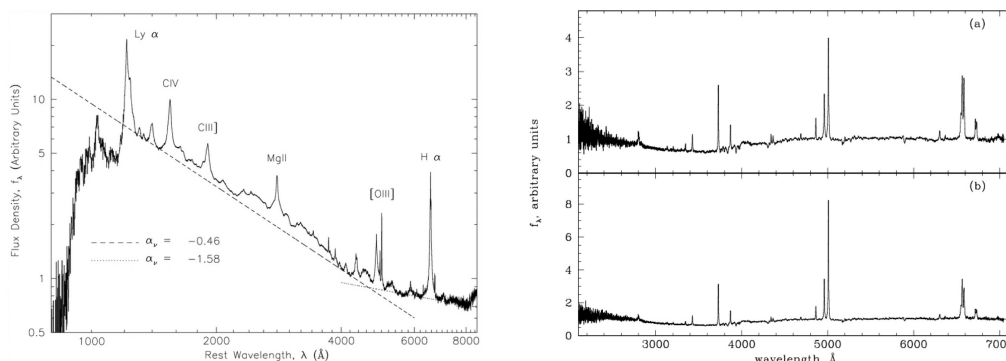


Figura 1.5: Nel pannello di sinistra è riportato lo spettro ottico medio di un campione di AGN di Tipo 1 in cui, oltre alle righe larghe e strette, è evidente il contributo allo spettro dovuto al disco di accrescimento, che produce il continuo osservato, particolarmente pronunciato nella parte blu dello spettro (Vanden Berk et al., 2001). Nel pannello di destra sono invece riportati due spettri medi di AGN di Tipo 2, in cui oltre all'assenza di righe larghe, si nota la mancanza del contributo dovuto al disco, che si traduce in uno spettro più piatto e più rosso (Zakamska et al., 2003).

La caratteristica fondamentale su cui è però importante focalizzarsi nello studio di questi spettri sono appunto le righe di emissione, dovute all'eccitazione di vari elementi nelle diverse zone dell'AGN, in particolare nella NLR e nella BLR. Un'importante distinzione da fare è quella tra righe permesse e righe proibite. Le righe di emissione permesse (*permitted lines*) sono quelle associate a transizioni permesse dalle regole di selezione della meccanica quantistica, che fanno riferimento alle transizioni di dipolo elettrico. Le righe proibite (*forbidden lines*) sono invece associate a transizioni altamente improbabili, ovvero la cui probabilità di avvenire via dipolo elettrico è estremamente bassa. Questo però non significa che tali transizioni non avvengano mai: una molecola eccitata avrà una probabilità non nulla di diseccitarsi attraverso una transizione proibita, ma sarà molto minore della probabilità che lo faccia attraverso una transizione permessa dalle regole di selezione. In certe condizioni però la probabilità di osservare transizioni proibite aumenta, in particolare nei gas a bassissima densità. Facendo riferimento agli AGN, nella BLR le alte densità ($n \sim 10^{10-11} \text{ cm}^{-3}$) fanno sì che solo le transizioni permesse siano effettivamente osservabili e che le proibite vengano soppresse, ma nella NLR le densità sono abbastanza basse ($n \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$) da permettere anche l'osservazione di transizioni proibite, oltre a quelle permesse (Osterbrock e Ferland, 2006).

Come già spiegato in Sezione 1.3, le righe allargate (*broad lines*) presenti

negli spettri di AGN di Tipo 1 sono righe permesse prodotte da materiale orbitante a grandi velocità nella BLR, la cui emissione sarà quindi soggetta a forte allargamento Doppler. Queste righe negli spettri di Tipo 2 non appaiono poiché in questo caso non è possibile avere una visione diretta della BLR, essendo oscurata dal toro: in tali spettri appariranno solamente le righe strette (*narrow lines*), sia proibite che permesse. Proprio queste righe strette, presenti quindi sia in AGN di Tipo 1 che di Tipo 2, hanno permesso di sviluppare delle tecniche di riconoscimento efficaci per distinguere le galassie in cui il gas è effettivamente ionizzato da un AGN (e quindi galassie attive) dalle galassie in cui il gas è ionizzato semplicemente da stelle giovani o da fenomeni di *shock*: tali strumenti sono i cosiddetti diagrammi diagnostici (*diagnostic diagrams*), che saranno descritti nel Capitolo 2.

Capitolo 2

Diagrammi diagnostici

Lo studio dei nuclei galattici attivi, come visto in Sezione 1.5, copre tutte le lunghezze d'onda dello spettro elettromagnetico. Una delle difficoltà primarie a cui si va incontro quando si deve studiare un campione di oggetti è quella di riuscire a distinguere quali, tra il grande numero osservato, siano realmente degli AGN. I diagrammi diagnostici (*diagnostic diagrams*) sono tra gli strumenti che nel tempo si sono rivelati più efficaci a questo proposito. Essi sfruttano i rapporti tra le intensità di determinate righe di emissione per riuscire a ricavare informazioni importanti sulla densità, sulla ionizzazione e sulla metallicità del gas ionizzato da cui vengono emesse (e.g. Feltre, Charlot e Gutkin, 2016).

Esistono diagrammi diagnostici in varie bande dello spettro elettromagnetico, ma nel seguito prenderemo in considerazione solo i diagrammi diagnostici in banda ottica-UV, poiché saranno quelli utilizzati nello studio dei dati che verranno raccolti nella missione spaziale ESA Euclid, missione di cui gli aspetti più importanti verranno presentati nel Capitolo 3. I diagrammi diagnostici in banda ottica-UV permettono di distinguere tra sorgenti in cui il gas che emette è stato ionizzato da un AGN e sorgenti che presentano emissioni provenienti dalle cosiddette regioni H II¹, cioè regioni il cui gas interstellare è ionizzato dalla radiazione ultravioletta emessa da stelle giovani di tipo O e B.

Le forti righe di emissione prodotte nelle galassie, nella maggior parte dei casi, sono dovute a fotoionizzazione del gas da parte di stelle giovani e per questo tali galassie vengono spesso chiamate *star-forming galaxies*, spesso abbreviate come SF galaxies (galassie con formazione stellare); nel caso in cui il tasso di formazione stellare sia molto più alto rispetto alla media, a parità di massa stellare, si parla invece di *starburst galaxies* (già citate in Sezione

¹Il numero romano indica lo stato di ionizzazione dell'idrogeno: mentre I indica l'idrogeno neutro, II sta a indicare l'idrogeno ionizzato H^+ .

1.6, Noeske et al., 2007). I nuclei galattici che al centro hanno un SMBH attivo presentano invece uno spettro con un intervallo più ampio di righe di emissione, a intensità differenti da quelle delle regioni H II, poiché lo spettro ionizzante è molto più energetico ("hard") negli AGN che nelle galassie SF (Osterbrock e Ferland, 2006). È però importante sottolineare che tutte le righe di emissione a cui si farà riferimento nel seguito saranno righe strette (*narrow*) e che, quando si parlerà di AGN, la classe a cui si alluderà sarà quella in cui lo spettro è dominato da questo tipo di righe, ovvero quella degli AGN oscurati o galassie Seyfert 2.

I diagrammi diagnostici permettono quindi di evidenziare il meccanismo di ionizzazione dominante tra quelli presenti all'interno di una galassia, identificando quali galassie hanno effettivamente un'attività nucleare e quali no. Prima di introdurre nel dettaglio i principali diagnostici in banda ottica in Sezione 2.1 è necessario definire il concetto di redshift cosmologico.

Il redshift cosmologico z è una quantità che misura l'espansione dell'Universo. Il primo a dimostrare che l'Universo in cui viviamo si sta realmente espandendo fu E. Hubble (1929), con il suo studio sulle variabili Cefeidi. In un Universo in espansione, è lo stesso spaziotempo a espandersi e questo ha delle conseguenze sulla radiazione emessa dagli oggetti al suo interno. Infatti se un oggetto emette un fotone a una certa energia, e quindi a una certa lunghezza d'onda *rest-frame* λ_{rest} , mentre questo fotone viaggia verso di noi, lo stesso spaziotempo dentro cui viaggia si espande: questo produrrà un aumento della lunghezza d'onda del fotone, che verrà chiamata λ_{oss} e apparirà redshiftata, cioè più rossa. La quantità che lega la variazione di lunghezza d'onda alla lunghezza d'onda originaria è appunto il redshift cosmologico z :

$$z = \frac{\lambda_{oss} - \lambda_{rest}}{\lambda_{rest}} \quad \longrightarrow \quad \lambda_{oss} = \lambda_{rest}(z + 1) \quad (2.1)$$

La legge di Hubble $v = H_0 d$ descrive la proporzionalità diretta, secondo un fattore H_0 chiamato appunto costante di Hubble², tra la distanza d che ci separa da un oggetto e la velocità v con cui esso si allontana da noi. Confrontando la legge di Hubble con l'Eq. 2.1, si riesce facilmente a dimostrare che il redshift cosmologico z può essere utilizzato anche come misura della distanza: in quest'ottica, facendo riferimento all'Eq. 2.1, un oggetto che si trova a redshift z sarà un oggetto a una distanza tale che la sua lunghezza d'onda avrà subito uno *shift* verso il rosso pari a $\Delta\lambda = z\lambda_{rest}$.

² $H_0 \simeq 69.8$ [km s⁻¹ Mpc⁻¹] (Freedman et al., 2019).

2.1 Diagnostici in banda ottica

Come detto in precedenza, i diagrammi diagnostici ottici sono tra quelli più impiegati nello studio degli AGN. Ne esistono svariate tipologie, ma questo elaborato si focalizza su quelli maggiormente utilizzati in letteratura e soprattutto su quelli che si dimostreranno essere più adatti a studiare gli oggetti osservati dalla missione spaziale Euclid. Tali diagrammi, molti dei quali si possono trovare descritti nel sito "*AGN diagnostics*" di Stephanie Juneau ³, vengono riportati di seguito:

- **BPT diagram:** si potrebbe definire il più storico dei diagnostici in banda ottica, in quanto fu uno dei primi a essere proposto, precisamente nell'articolo scritto dagli astrofisici dalle cui iniziali ha preso il nome: Baldwin, Phillips e Terlevich (1981).

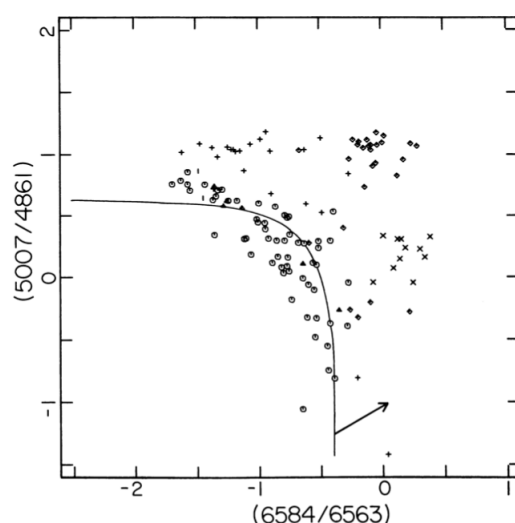


Figura 2.1: Diagramma BPT classico, basato sui rapporti di intensità $[O_{III}]\lambda 5007/H\beta$ versus $[N_{II}]\lambda 6584/H\alpha$; in alto a destra si trovano gli oggetti in cui il gas è fotoionizzato da *power-law continuum* (\diamond), subito sotto quelli in cui il gas è eccitato da *shock-wave* (\times) e più in basso le regioni H II (sia \circ che \triangle). La linea che si osserva indica un modello che separa zone del diagramma in cui sono presenti galassie attive da zone in cui sono presenti galassie inattive. I segni $+$ indicano le nebulose planetarie, di cui però non si farà menzione in questo elaborato (Baldwin, Phillips e Terlevich, 1981).

Il loro obiettivo era quello riuscire a distinguere tra i diversi meccanismi di eccitazione che interessano il gas nelle galassie, in particolare individuandone tre principali: la fotoionizzazione da continuo a legge di potenza (*power-law continuum*, associabile all'emissione da AGN

³ <https://sites.google.com/site/agndiagnostics/>.

tramite processi di accrescimento descritti in Sezione 1.4), fotoionizzazione da stelle O e B (e quindi regioni H II) ed eccitamento da *shock-wave* (onda d'urto). Con eccitamento da *shock-wave* si fa riferimento a fenomeni (come ad esempio l'esplosione di supernovae) in grado di aumentare il gradiente di pressione del gas a tal punto da causare moti di compressione a velocità superiori a quella del suono che portano a un'accelerazione e a un aumento di temperatura nel mezzo interessato (McKee e Hollenbach, 1980). Tali fenomeni vengono spesso ricollegati ai LINERs che, come visto in Sezione 1.2.1, sono caratterizzati da regioni in cui il gas presenta righe di emissione a bassa ionizzazione la cui origine è ancora incerta, ma le ipotesi più accreditate sono quella di un motore centrale con un disco di accrescimento con efficienza radiativa molto più bassa di quella dei Tipo 1 e Tipo 2 (come ad esempio i dischi ADAF già citati in Sezione 1.3) oppure quella di fenomeni di *shock*, come appunto esplosioni di supernovae.

Per distinguere tra questi tre meccanismi, Baldwin, Phillips e Terlevich pensarono di utilizzare i rapporti tra le intensità di determinate righe di emissione, ma per farlo dovettero tenere conto di un problema. Infatti, mentre per classificare le regioni H II era sufficiente conoscere il rapporto di una sola coppia di righe di emissione (come per esempio i rapporti $[O_{III}]\lambda 5007/H\beta \lambda 4861$ o $[O_{II}]\lambda 3727/[O_{III}]\lambda 5007$ ⁴, Smith, 1975), per distinguere tra fotoionizzazione da *power-law continuum* ed eccitamento da *shock-wave* non ci si poteva basare su un solo rapporto di riga: fu questo che portò alla creazione dei primi diagnostici, diagrammi bidimensionali che mettono in relazione le intensità relative di alcune coppie di righe di emissione presenti nello spettro sotto esame, con l'obiettivo di trovare combinazioni di rapporti di intensità in grado di distinguere chiaramente tra gas ionizzato da *power-law continuum* ed eccitamento da *shock-wave*.

In particolare nel diagramma BPT classico, mostrato in Fig. 2.1, vengono scelti due rapporti di intensità in cui le righe sono vicine in lunghezza d'onda, in modo da riuscire a rendere minimo l'errore che insorge quando si apportano le correzioni per il *reddening*⁵. I due rapporti in questione sono $[N_{II}]\lambda 6584/H\alpha \lambda 6563$ sulle ascisse e $[O_{II}]\lambda 5007/H\beta \lambda 4861$ sulle ordinate. In questo modo nel diagramma si riescono a delineare

⁴Il numero che segue λ , in tutti i rapporti presentati in questa Sezione, è la lunghezza d'onda *rest-frame* (o nel sistema di laboratorio) relativa alla transizione, in unità di \AA .

⁵Con il termine *reddening* si fa riferimento all'estinzione dovuta alla polvere. Essa influenza maggiormente le lunghezze d'onda più corte, mentre il suo effetto diminuisce con l'aumentare della lunghezza d'onda.

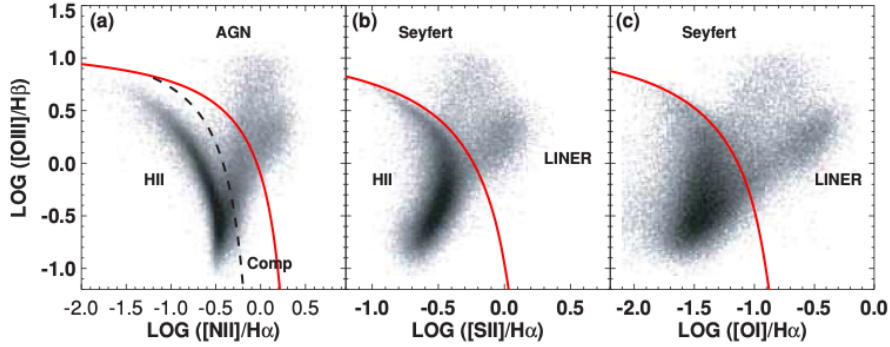


Figura 2.2: Diagrammi diagnostici BPT: (a) è il BPT classico $[O_{III}]/H\beta$ versus $[N_{II}]/H\alpha$; (b) è il BPT- S_{II} , cioè $[O_{III}]/H\beta$ versus $[S_{II}]/H\alpha$; (c) è il BPT- O_I , cioè $[O_{III}]/H\beta$ versus $[O_I]/H\alpha$. Tali diagrammi sono riportati utilizzando il campione ottenuto dal *Data Release 4* (DR4) dello *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), indicati in grigio: più è scuro il pixel, più è alto il numero di galassie con quella combinazione di rapporti di intensità. La linea rossa indica il criterio teorico di separazione tra galassie attive e inattive elaborato da Kewley, Dopita et al. (2001), mentre la linea tratteggiata indica quello empirico elaborato da Kauffmann et al. (2003) (tratta da Kewley, Groves et al., 2006).

tre zone distinte: in alto a destra si trovano gli oggetti in cui il gas è fotoionizzato da *power-law continuum* (\diamond), subito sotto quelli in cui il gas è eccitato da *shock-wave* (\times) e più in basso le regioni H II (sia \circ che Δ).

Oltre al BPT classico ne esistono altre varianti, tra cui le più usate sono il BPT- S_{II} e il BPT- O_I , rappresentati in Fig. 2.2 e messi a confronto con quello classico. Proprio da tale confronto si può notare come l'unica differenza sia la sostituzione della riga $[N_{II}]\lambda 6584$ con la riga $[S_{II}]\lambda\lambda 6717, 6731$ nel primo caso e con la riga $[O_I]\lambda 6300$ nel secondo, ma la suddivisione nel diagramma è comunque molto simile a quella del BPT classico. Per $[S_{II}]$ si indicano due lunghezze d'onda perché tale riga è in realtà un doppietto, anche se spesso viene indicata come $[S_{II}]\lambda 6724$. Una delle motivazioni principali che può portare alla scelta di questi due diagrammi rispetto al BPT classico è la differenza di lunghezza d'onda tra le due righe a rapporto: le lunghezze d'onda di $[S_{II}]\lambda 6724$ e $[O_I]\lambda 6300$ sono molto più distanti da quella di $H\alpha$ $\lambda 6563$ rispetto alla lunghezza d'onda associata alla riga $[N_{II}]\lambda 6584$. La scelta di questi due diagrammi al posto di quello classico è imputabile alla difficoltà di misurare la riga $[N_{II}]$ in certe situazioni, essendo essa estremamente vicina ad $H\alpha$. Proprio la riga $H\alpha$ infatti può presentare una componente larga oltre a quella stretta e questo può complicare la rilevazione, e la conseguente caratterizzazione, della riga $[N_{II}]$. Inoltre,

per risolvere le righe tra di loro sono necessari strumenti con una risoluzione spettrale che non sempre si ha a disposizione. Questo problema invece non si pone nel caso delle righe $[S_{II}]$ e $[O_I]$, che hanno lunghezze d'onda molto più distanti da quella di $H\alpha$.

I diagrammi BPT vennero in seguito rivisitati da Veilleux e Osterbrock (1987): utilizzando un campione di sorgenti molto più ampio rispetto ai "creatori" del BPT (alcuni di questi dati furono pubblicati nel loro articolo per la prima volta), mostrarono che i rapporti di riga utilizzati in questi diagrammi (cioè $[O_{III}]/H\beta$, $[N_{II}]/H\alpha$, $[S_{II}]/H\alpha$ e $[O_I]/H\alpha$) erano effettivamente i più adatti nel distinguere tra ionizzazione da AGN e ionizzazione da continuo stellare poiché essi erano in grado di minimizzare le correzioni e gli errori dovuti al *reddening* derivati dalla calibrazione dei flussi.

- **Blue diagram:** il *Blue diagram* è un diagramma diagnostico sviluppato più recentemente da Lamareille et al. (2004) e perfezionato successivamente dallo stesso Lamareille (2010). Lo scopo di questo nuovo diagramma è sempre quello di cercare un modo per distinguere l'emissione proveniente da AGN, in particolare Seyfert 2, da quella proveniente da galassie *starburst*, proprio come i BPT, ma con la differenza che il *Blue diagram* può essere utilizzato anche per oggetti più distanti e quindi a redshift più alti.

La grande novità del *Blue diagram* rispetto al BPT consiste proprio nell'utilizzare esclusivamente righe di emissione *blue*, cioè situate nella parte più blu dello spettro (e quindi a lunghezze d'onda minori). Questo porta a escludere le righe più "rosse" $H\alpha$, $[S_{II}]$, $[N_{II}]$ e $[O_I]$, dal momento che facendo osservazioni a redshift maggiori di $z \sim 0.3$, queste vengono redshiftate fuori dallo spettro ottico, a lunghezze d'onda che vanno a finire nell'infrarosso e che quindi non possono più essere rilevate con strumenti ottici. Le righe *blue* scelte da Lamareille permettono invece di avere una copertura maggiore in redshift, prima di uscire anche loro fuori dall'intervallo del visibile.

Il *Blue diagram*, di cui un esempio è portato in Fig. 2.3, fa affidamento solo su tre righe: sulle ordinate utilizza il rapporto tra i flussi delle righe $[O_{III}]\lambda 5007/H\beta$ (già visto per il BPT), mentre sulle ascisse è riportato il rapporto tra le *equivalent width* delle righe $[O_{II}]\lambda\lambda 3726, 3729$ e $H\beta$, dove per il doppietto $[O_{II}]$, come per $[S_{II}]$, si indicano due lunghezze d'onda, anche se a volte viene riportato semplicemente come $[O_{II}]\lambda 3727$. Con *equivalent width* (EW) si intende la differenza tra il flusso dovuto al continuo F_c e il flusso corrispondente alla riga di emis-

sione considerata F_λ , divisa per F_c e integrata tra le lunghezze d'onda λ_1 e λ_2 che indicano gli estremi della larghezza della riga:

$$EW = - \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (2.2)$$

La motivazione che sta dietro all'utilizzo dell'*equivalent width* rispetto ai flussi è da ricercare nel fatto che in questo modo si limita l'impatto del *reddening*, che diventa tanto più importante quanto le righe associate alle transizioni a rapporto sono "lontane" (in lunghezza d'onda) tra di loro, come succede nel caso di $[O_{II}]\lambda\lambda 3726, 3729$ e $H\beta\lambda 4861$.

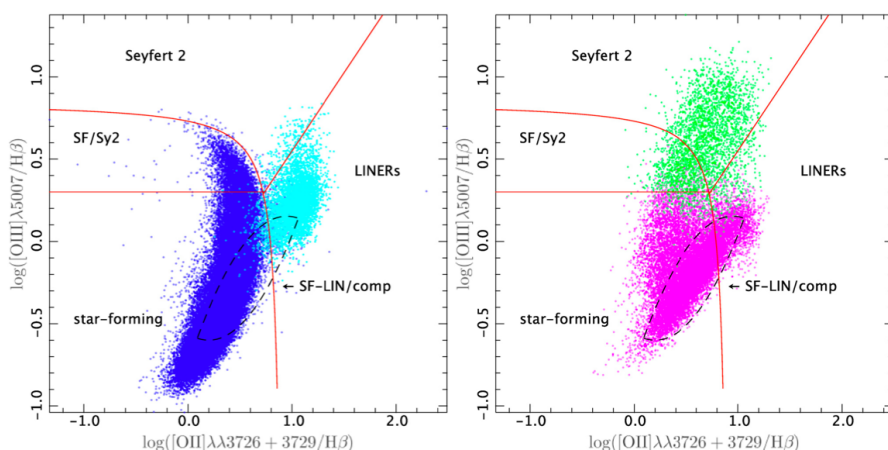


Figura 2.3: *Blue diagram* riportato da Lamareille (2010), utilizzando i dati di SDSS DR7 (Sloan Digital Sky Survey, Data Release 7). Il diagramma presenta la relazione tra il rapporto di intensità delle righe $[O_{III}]/H\beta$ sulle ordinate e il rapporto tra le *equivalent width* delle righe $[O_{II}]$ e $H\beta$ sulle ascisse. In blu vengono indicate le galassie *star-forming*, in azzurro i LINERs, in verde le galassie Seyfert 2 e in rosa le galassie composite. Per una migliore comprensione, le prime due categorie sono rappresentate solo nel diagramma di sinistra e le altre due solo in quello di destra. Le linee rosse riportate sono i criteri di separazione empirici sviluppati dallo stesso Lamareille per dividere *star-forming* da AGN (intesi come Seyfert 2 e LINERs), Seyfert 2 da LINERs e *star-forming* da Seyfert 2 (tratta da Lamareille, 2010).

I risultati che fornisce questo diagramma sono molto simili a quelli forniti dai BPT. Come si può notare in Fig. 2.3, si riescono a distinguere nettamente tre zone: la parte sinistra è occupata dalle galassie *star-forming*, a cui prima facevamo riferimento come regioni H II (in blu); in alto verso destra si trovano le galassie Seyfert 2, corrispondenti alla zona che nel BPT era occupata dagli AGN (in verde); infine in basso a destra sono riportati i LINERs, che equivalgono all'eccitamento da

shock-wave citato per i BPT (in azzurro). Un elemento aggiuntivo, che però viene considerato anche nei BPT più recenti, è la parte rosa nella zona centrale inferiore del diagramma, che indica galassie composite (*composite galaxies*), ovvero galassie *star-forming* con possibilità di attività nucleare, che non hanno una collocazione precisa all'interno del diagramma. Sempre osservando Fig. 2.3, si possono notare le linee continue rosse che indicano le separazioni empiriche (le cui equazioni sono definite in Lamareille, 2010) tra le varie zone che compongono il diagramma: quella centrale separa galassie *star-forming* da AGN (intesi come Seyfert 2 e LINERs), quella diagonale separa Seyfert 2 dai LINERs e quella orizzontale separa *star-forming* e Seyfert 2.

Esistono anche altri diagrammi diagnostici basati su righe di emissione in banda ottica; tra questi si possono menzionare il *Color Excitation diagram* (CEx, Yan et al., 2011) e il *Mass Excitation diagram* (MEx, Juneau et al., 2011). Entrambi i diagrammi sfruttano il rapporto di intensità $[O_{III}]\lambda 5007/H\beta$ sulle ordinate ma, invece di un ulteriore rapporto di riga, sull'asse delle ascisse utilizzano rispettivamente il colore U-B *rest-frame* (nel caso del CEx) e la massa stellare (nel caso del MEx) degli oggetti presi in considerazione. Questi diagrammi non verranno ulteriormente approfonditi in quanto, in questo elaborato, l'obiettivo principale è la descrizione di diagrammi basati su rapporti di intensità di righe, con particolare attenzione all'utilizzo delle capacità spettroscopiche di Euclid.

Per concludere questa sezione, in Tab. 2.1 si fornisce un elenco riassuntivo di tutti i diagrammi diagnostici in banda ottica presi in considerazione, con indicate le righe di emissione utilizzate per ciascuno di essi.

Tabella 2.1: Diagrammi diagnostici analizzati nel Capitolo 2. Per ciascuno sono indicate le righe di emissione e i rapporti di riga su cui fanno affidamento, divisi in ascisse e ordinate. Il rapporto indicato per le ascisse del *Blue diagram* utilizza le EW e non i flussi delle due righe.

Diagramma diagnostico	Rapporti di riga	
	Ordinate	Ascisse
BPT classico	$[O_{III}]\lambda 5007/H\beta \lambda 4861$	$[N_{II}]\lambda 6584/H\alpha \lambda 6563$
BPT- O_I	$[O_{III}]\lambda 5007/H\beta \lambda 4861$	$[O_I]\lambda 6300/H\alpha \lambda 6563$
BPT- S_{II}	$[O_{III}]\lambda 5007/H\beta \lambda 4861$	$[S_{II}]\lambda \lambda 6717, 6731/H\alpha \lambda 6563$
<i>Blue diagram</i>	$[O_{III}]\lambda 5007/H\beta \lambda 4861$	$[O_{II}]\lambda \lambda 3726, 3729/H\beta \lambda 4861$

Capitolo 3

La Missione Euclid

La missione spaziale Euclid è una missione dell'ESA di classe *Medium*¹ che ha in programma di mandare in orbita nel punto lagrangiano L_2 ² il satellite Euclid, da cui la stessa missione prende il nome, per raccogliere decine di milioni di spettri di galassie, oltre a immagini e dati fotometrici di oltre un miliardo di galassie, fino a redshift elevati (circa $z > 8$, Laureijs et al., 2011). L'obiettivo primario della missione sarà quello di mappare la geometria dell'Universo per raccogliere maggiori informazioni riguardo alla natura della materia oscura e dell'energia oscura. Per farlo, Euclid potrà fare affidamento su un telescopio che indirizzerà la luce verso due strumenti, uno dei quali lavorerà nel visibile (*Visual Imager*, VIS), mentre l'altro, che verrà descritto dettagliatamente in Sezione 3.2, lavorerà nel vicino infrarosso (*Near IR Spectrometer and imaging Photometer*, NISP).

La missione viene gestita dall'ESA insieme all'industria aerospaziale e all'Euclid Consortium (EC), un'organizzazione che riunisce ricercatori tra i quali fisici teorici, fisici delle particelle, astrofisici e astronomi, per un totale di circa 1500 membri.

Inizialmente fissata per il 2018, la data di lancio è stata più volte rimandata ed è ora fissata per la seconda metà del 2022. Euclid avrà una durata nominale di sei anni, ma la grande quantità di dati che raccoglierà sarà oggetto di studi per svariati anni a venire.

¹Con missione spaziale di classe *Medium* si fa riferimento alla fascia di costo e alla possibilità di collaborazioni con partner internazionali.

²I punti lagrangiani sono i punti di un sistema di due corpi, come nel nostro caso il sistema Terra-Sole, in cui la forza gravitazionale combinata di tali corpi su un oggetto posizionato in quel punto è bilanciata dalla forza centrifuga: un oggetto che si trova in un punto lagrangiano, seguirà quindi un'orbita particolarmente stabile.

3.1 Legacy science

Lo scopo della missione spaziale Euclid sarà primariamente quello cosmologico, ovvero quello di raccogliere dati per individuare le cause dell'espansione accelerata dell'Universo e per comprendere la reale natura di materia oscura e energia oscura. Questo è estremamente importante perché la materia che conosciamo, a cui spesso si fa riferimento come "materia barionica", è solo una piccola frazione di quello che ci circonda: circa il 95% dell'Universo è costituito da materia oscura ed energia oscura. L'attributo "oscura", adottato per entrambe, fa riferimento al fatto che non siamo in grado di osservarle in modo diretto ma riusciamo a derivarne la presenza solo indirettamente. Euclid fornirà un importante contributo nell'individuare la loro vera natura.

Oltre all'aspetto prettamente cosmologico, Euclid si occuperà di compiti che rientrano sotto la definizione di "*legacy science*", cioè progetti che rappresenteranno un "lascito" significativo alla comunità scientifica, in quanto andranno a costituire un enorme *database* di dati astrofisici che potranno essere utilizzati in futuro in svariati campi, tra cui quello della pianificazione delle prossime missioni spaziali. Alcuni di questi progetti riguarderanno ad esempio lo studio del *clustering di galassie*³ e dei fenomeni di *strong* e *weak lensing*⁴, la ricerca di nane brune fredde, l'analisi di varie fasi evolutive delle galassie e lo studio di popolazioni stellari risolte nella Galassia e nell'Universo vicino, oltre ad altri progetti di cui si può trovare un elenco nel sito dell'EC⁵. Tra questi, quelli che più si ricollegano a questo elaborato sono la ricerca e lo studio, fisico e statistico, di AGN e galassie; come verrà mostrato in Sezione 3.3, essi saranno strettamente collegati all'utilizzo di diagrammi diagnostici.

Queste attività saranno condotte tramite osservazioni ottenute attraverso i due strumenti a bordo: VIS e NISP. Il fotometro nel visibile VIS, con una risoluzione spaziale di 0.23 arcsec, sarà utile per studiare la forma delle galassie, caratteristica necessaria per lo studio della loro morfologia ma anche per l'analisi del *lensing* gravitazionale. Lo strumento infrarosso NISP, utilizzato in combinazione con VIS, consentirà invece di studiare galassie in un inter-

³Il *clustering* è la descrizione della struttura a grande scala delle galassie, riferita sia alla tendenza a raggrupparsi in zone contenute formando macro-strutture chiamate appunto ammassi (*cluster*) di galassie, sia a comportamenti osservabili a scale maggiori.

⁴Con *strong lensing* si fa riferimento al *lensing* gravitazionale dovuto a una distribuzione di materia concentrata (come un *cluster* di galassie o una galassia molto massiccia) frapposta tra noi e altri oggetti luminosi, in grado di deviare la luce proveniente da essi proprio come farebbe una lente, in base a considerazioni ricavate dalla teoria della relatività generale di Einstein. In Euclid si fa riferimento principalmente al *weak lensing* dovuto a masse minori (ma più numerose) che portano a una semplice distorsione delle morfologia delle galassie, individuabile con studi statistici.

⁵<https://www.euclid-ec.org>.

vallo di lunghezze d'onda ampio (tra 900 e 2000 nm) e fino ad alto redshift (fino a $z > 8$). In particolare, disporrà di uno spettrometro (NISP-S, *near infrared Spectrometer*) con una sensibilità in riga pari a $2 \cdot 10^{-16}$ erg cm⁻² s⁻¹ ($3.5\sigma^6$), il quale raccoglierà dati su redshift e spettri nel vicino infrarosso di milioni di galassie, spettri che saranno di primaria importanza per il calcolo accurato della distanza, del redshift e della posizione tridimensionale nell'Universo delle galassie considerate. Studiando questi spettri si potrà inoltre comprendere più a fondo il *clustering* delle galassie e soprattutto capire come esse si siano evolute nell'arco degli ultimi 10 miliardi di anni sotto gli effetti della gravità, della materia oscura e dell'energia oscura. Infine, gli spettri di NISP saranno di primaria importanza per studiare la natura degli oggetti stessi, permettendo di identificare, ad esempio, gli AGN.

Tutti i campi scientifici menzionati in precedenza saranno esplorati grazie a due *surveys* (insiemi di osservazioni) spettro-fotometriche chiamate *Euclid Wide* e *Euclid Deep* (Scaramella et al., 2021). Nello specifico:

- **Wide Survey:** questa *survey* andrà a coprire gran parte del cielo che riusciamo a osservare. Come indicato dalla regione delimitata dalla linea azzurra in Fig. 3.1 (corrispondente a un'area di 15 000 deg²), è stato deciso di evitare le parti di cielo in corrispondenza del piano della nostra Galassia e in corrispondenza delle galassie satelliti vicine (cioè la Grande e la Piccola Nube di Magellano), in quanto renderebbero più complicata l'osservazione di sorgenti extragalattiche.
- **Deep Survey:** con questa *survey* si osserverà un'area di 40 deg² che, nonostante sia molto più ristretta di quella osservata dalla *Wide Survey*, è comunque un'area considerevole per una *survey* profonda (*deep*). In particolare, le osservazioni della *Deep Survey* saranno concentrate in tre zone, indicate in giallo in Fig. 3.1, localizzate vicine agli *Ecliptic Poles* (Laureijs et al., 2011), per un tempo totale pari al 10% del tempo di osservazione di Euclid. Queste zone saranno nello specifico: l'*Euclid Deep Field North*, nella costellazione settentrionale del Drago, con un'area complessiva di 10 deg²; l'*Euclid Deep Field Fornax*, collocato nella costellazione meridionale della Fornace, per un'area complessiva di 10 deg²; l'*Euclid Deep Field South*, il più grande dei tre, con un'area di 20 deg², situato vicino alla costellazione meridionale dell'Orologio. Questi dati saranno ottenuti osservando regolarmente ciascuna di queste zone durante la missione, per almeno quaranta volte, in modo da riuscire a individuare sorgenti fino a due magnitudini più in profondità,

⁶Quando si fa riferimento alla *sensitivity* (sensibilità o flusso minimo rilevabile) di uno strumento, il rapporto tra emissione della sorgente e "rumore" dello strumento viene fornito in unità di σ .

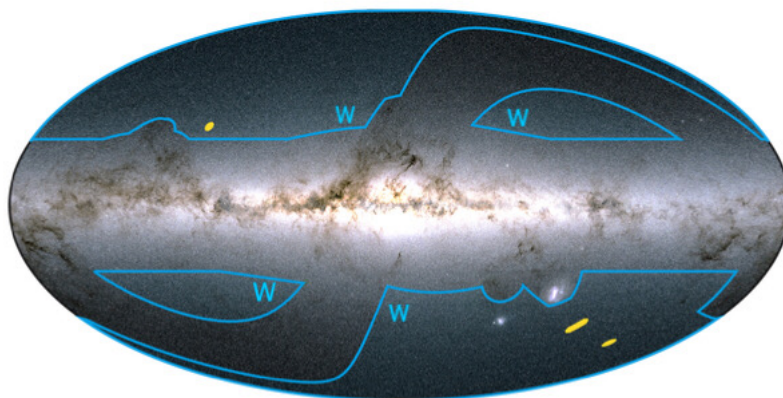


Figura 3.1: Rappresentazione grafica in coordinate galattiche delle zone di cielo che verranno osservate dalla missione spaziale Euclid nei *Wide* e *Deep Surveys*. Le zone che verranno osservate con il *Wide Survey*, per un'area totale pari a $15\,000 \text{ deg}^2$, sono delimitate dalla linea azzurra e indicate dalle lettere "W": si può notare come verranno accuratamente evitate le zone più luminose, come il piano galattico e le nubi di Magellano. Le tre zone indicate in giallo, che corrispondono a un'area complessiva di 40 deg^2 , sono invece quelle che saranno osservate con il *Deep Survey* (tratta dal sito dell'ESA: <https://sci.esa.int/web/euclid>).

ovvero più deboli in flusso di un fattore 6.3^7 , rispetto alla *Wide Survey*. Osservare ripetutamente le stesse regioni di cielo sarà importante anche perché permetterà di calibrare gli strumenti a missione in corso e consentirà di studiare la variabilità di alcune sorgenti tra cui, per l'appunto, gli AGN.

3.2 Strumentazione e NISP

Il satellite Euclid è costruito dalla *Thales Alenia Space* ed è formato da due moduli: il *Service Module*, o SVM (modulo di servizio), e il *Payload Module*, o PLM (modulo di carico utile). Mentre il primo comprende gran parte dei sottosistemi che servono per far funzionare il secondo, il PLM contiene il telescopio, gli strumenti VIS e NISP e il sistema di controllo termico poiché, lavorando anche nell'infrarosso, il telescopio avrà bisogno di rimanere a temperature inferiori a 240 K, per non interferire con le rilevazioni.

⁷Ricordando la definizione di magnitudine apparente $m = -2.5 \log F + c$ (dove F è il flusso di un determinato oggetto), si può stimare il rapporto dei flussi tra due sorgenti le cui magnitudini apparenti differiscono di $\Delta m = 2$; tale rapporto è pari a $10^{0.8}$, corrispondente a un fattore 6.3.

Lo strumento VIS lavorerà nel visibile e avrà un singolo filtro a banda larga che coprirà le lunghezze d'onda da 550 a 900 nm, con una risoluzione spaziale di circa 0.23 arcsec.

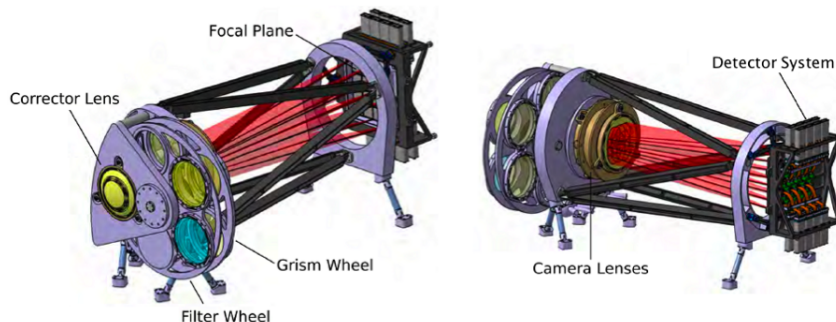


Figura 3.2: Rappresentazione grafica dello strumento NISP. Vengono evidenziati: le due ruote (*wheels*), quella relativa al fotometro con i filtri (Y, J, H) e quella relativa allo spettrometro con i *grisms* (tre rossi e uno blu); l'insieme di lenti correttive per la luce in entrata ai due strumenti; la camera da tre lenti per focalizzare la luce sul piano focale; il piano focale e il sistema di detettori da cui è composto (tratta dal sito dell'Euclid Consortium: <https://www.euclid-ec.org>).

Lo strumento NISP, rappresentato in Fig. 3.2, lavorerà invece nel vicino infrarosso e avrà due canali: la *near infrared Photometer*, cioè il fotometro nel vicino infrarosso (NISP-P), e lo spettrometro nel vicino infrarosso (NISP-S). La struttura, ideata per avere i due strumenti sullo stesso supporto, è composta da due ruote (*wheels*): la prima *wheel* contiene i filtri del fotometro, mentre la seconda *wheel* contiene i *grisms*⁸ dello spettrometro. Inoltre ogni *wheel* ha una *open position* in modo che, quando si vorrà utilizzare il fotometro, si selezionerà un filtro dalla prima ruota, mettendo la seconda in *open position*; quando invece si vorrà usare lo spettrometro, si selezionerà un *grism* dalla seconda e a essere messa in *open position* sarà la prima.

L'ottica dello strumento sarà composta da una lente correttiva in entrata e una camera a tre lenti posta dopo le *wheels*, per indirizzare la luce verso il piano focale, formato da un mosaico di 4×4 detettori nel vicino infrarosso.

Il fotometro NISP-P conterrà filtri in tre bande del *near-IR*: Y (900 – 1192 nm), J (1192 – 1544 nm) e H (1544 – 2000 nm).

⁸Un *grism* è la combinazione di un reticolo di diffrazione (*grating*) e di un prisma (*prism*), vale a dire un elemento dispersivo in grado di separare la luce nelle sue componenti influenzando marginalmente la traiettoria del raggio.

Lo spettrometro NISP-S sarà invece suddiviso in quattro diversi canali a bassa risoluzione spettrale ($R = 250^9$): tre *grisms* rossi (1250 – 1850 nm) e un *grism* blu (920 – 250 nm). Tale canale spettroscopico avrà una sensibilità pari a $2 \cdot 10^{-16}$ erg cm⁻² s⁻¹ (3.5σ), riferita a sorgenti di 0.5 arcsec.

Tabella 3.1: Elenco riassuntivo degli strumenti a bordo della missione spaziale Euclid, con indicate per ciascuno le componenti principali e le specifiche tecniche più importanti, ovvero gli intervalli di copertura in lunghezza d'onda e le sensibilità della *Wide survey*. La *Deep survey* sarà invece due magnitudini più profonda. Le profondità fotometriche di VIS e NISP-P si riferiscono a sorgenti puntiformi, mentre le profondità spettroscopiche di NISP-S si riferiscono a sorgenti di 0.5 arcsec.

Strumento	Sensibilità	Copertura [nm]
VIS	26.2 mag (5σ)	$550 < \lambda < 900$
NISP-P	Filtro Y	$900 < \lambda < 1192$
	Filtro J	$1192 < \lambda < 1544$
	Filtro H	$1544 < \lambda < 2000$
NISP-S	<i>Blue grism</i>	$2 \cdot 10^{-16}$ erg cm ⁻² s ⁻¹ (3.5σ) $920 < \lambda < 1250$
	<i>Red grism</i>	$2 \cdot 10^{-16}$ erg cm ⁻² s ⁻¹ (3.5σ) $1250 < \lambda < 1850$

3.3 Diagrammi diagnostici e Euclid

Come visto in Sezione 3.2, i due strumenti su cui farà affidamento Euclid saranno lo strumento nel visibile VIS e il fotometro e spettrometro nel vicino infrarosso NISP. Tra i tanti dati raccolti da Euclid, un ruolo importante sarà occupato dagli spettri nel vicino infrarosso. Come visto in Sezione 1.6, una delle bande spettrali più ricche di informazioni, quando l'obiettivo consiste nello studio dei meccanismi di eccitazione del gas all'interno delle galassie, è quella ottica-UV. Il vantaggio di utilizzare uno strumento nel vicino infrarosso per questo genere di studi consiste nel fatto che le righe di emissione che hanno una lunghezza d'onda *rest-frame* nell'ottico-UV, quando vengono prodotte da galassie che si trovano a redshift via via più alti, verranno da noi rilevate con lunghezza d'onda redshiftata, che raggiungerà la banda del vicino infrarosso per le galassie più lontane, per i motivi descritti nell'introduzione del Capitolo 2.

⁹Con R si indica la risoluzione spettrale (o potere risolutivo), intesa come il rapporto $\lambda/\Delta\lambda$, dove $\Delta\lambda$ è la separazione minima tra due righe risolte.

Quello di cui si deve tenere conto quando si parla di spettroscopia è l'intervallo di funzionamento dello strumento preso in considerazione. Come visto in Sezione 3.2, lo spettrometro di NISP potrà fare affidamento su quattro *grisms* di due tipologie, tre rossi e uno blu. A seconda della tipologia, gli intervalli di lunghezze d'onda a cui essi potranno fare osservazioni saranno differenti e, ricordando i valori indicati in Tab. 3.1, per il *red grism* avremo un intervallo tra i 1250 e i 1850 nm, mentre per il blu l'intervallo andrà dai 900 ai 1250 nm. Questa diversità tra gli intervalli di lunghezze d'onda si tradurrà in una variazione degli intervalli di redshift in cui una data riga potrà essere osservata dai due *grisms*.

In Tab. 3.2 è riportato il lavoro svolto su determinate righe di emissione ottiche, scelte tra quelle già elencate nel Capitolo 2, per le quali si è andati a calcolare l'intervallo di redshift entro cui potranno essere rilevate, rispettivamente con il *blue* e con il *red grism*. Questo intervallo è dettato dalla lunghezze d'onda di laboratorio a cui viene emessa una determinata riga e dalla copertura in lunghezza d'onda dello spettrometro. Andando a inserire queste informazioni dentro l'Eq. 2.1, si sono ottenuti gli intervalli di redshift presentati in Tab. 3.2. È importante sottolineare che, al momento (ossia in questo lavoro di Tesi), l'unico vincolo di questo calcolo è la richiesta che il picco della riga considerata cada nell'intervallo spettrale dei due *grisms*.

Tabella 3.2: Intervalli di redshift in cui potranno essere rilevate le righe indicate (di cui è riportata la lunghezza d'onda *rest-frame*), a seconda del *grism* utilizzato. Vengono indicate anche le lunghezze d'onda di lavoro dei due *grisms*. I valori di redshift minimo e massimo per ciascuna riga sono indicati in grassetto. Come descritto nel testo, i valori riportati sono indicativi.

Riga	λ <i>rest-frame</i> [Å]	<i>Blue grism</i> 9000 < λ < 12 500 [Å]	<i>Red grism</i> 12 500 < λ < 18 500 [Å]
$H\alpha$	6563	0.40 < z < 0.90	0.90 < z < 1.82
$H\beta$	4861	0.89 < z < 1.57	1.57 < z < 2.81
[N_{II}]	6584	0.40 < z < 0.90	0.90 < z < 1.81
[O_{III}]	5007	0.84 < z < 1.50	1.50 < z < 2.69
[O_I]	6300	0.46 < z < 0.98	0.98 < z < 1.93
[S_{II}]	6717, 6731	0.37 < z < 0.86	0.86 < z < 1.75
[O_{II}]	3726, 3729	1.47 < z < 2.35	2.35 < z < 3.96

Bisogna considerare però che in questo procedimento sono state fatte delle approssimazioni e che gli intervalli presentati in Tab. 3.2 vanno considerati come indicativi, principalmente per due motivi. Il primo è il fatto

che il profilo di ogni riga (comprese quelle strette descritte in Sezione 1.3, con FWHM dell'ordine del migliaio di km/s) presenta un allargamento, che può essere considerato in prima approssimazione come una Gaussiana. Per andare a misurare l'intensità (ossia il flusso) oppure l'EW di queste righe, bisogna procedere con un fit della riga (oltre che del continuo sottostante), pertanto è necessario che gran parte del suo flusso ricada nella finestra osservativa dello strumento, non soltanto il suo picco; per questo motivo non tutte le righe riportate in Tab. 3.2 saranno effettivamente osservabili da NISP. In secondo luogo, bisogna tenere conto dell'aver trattato NISP come uno strumento ideale, ossia dell'aver trascurato eventuali effetti di aumento del "rumore" che molto probabilmente saranno presenti agli estremi dell'intervallo di funzionamento, andando a limitare la banda di redshift che potrà venire concretamente osservata.

Tutto questo procedimento ci porta infine all'obiettivo di questo elaborato, cioè quello di capire quali diagrammi diagnostici saranno utilizzabili per analizzare i dati raccolti da Euclid e in quale intervallo di redshift i diagrammi prescelti avranno concretamente tutte le informazioni necessarie per essere usati. Facendo ad esempio riferimento ai diagrammi diagnostici ottici descritti in Sezione 2.1 ed elencati in Tab. 2.1, si riescono a fare alcune importanti considerazioni. Per calcolare l'intervallo di redshift in cui ciascun diagramma diagnostico potrà venire effettivamente utilizzato, bisogna considerare i dati di Tab. 3.2 e scegliere innanzitutto le righe necessarie a costruire il diagramma preso in considerazione, andando a vedere in quale intervallo di redshift ognuna di esse sarà osservabile, per un dato *grism*; sovrapponendo poi i vari intervalli selezionati, la loro intersezione fornisce l'intervallo di redshift in cui il diagramma prescelto potrà essere utilizzato, usando dati raccolti con il *grism* selezionato.

Questo lavoro è stato portato a termine per tutti e quattro i diagrammi elencati in Sezione 2.1 e per ciascuno si è calcolato l'intervallo corrispondente sia al *blue* sia al *red grism*. È però importante sapere che, mentre l'impiego del *red grism* è attualmente molto probabile, l'utilizzo del *blue grism* è più complicato e le sue aree di competenza sono ancora in fase di discussione. Per questo motivo, e poiché si sta ancora vagliando quale combinazione dei due *grisms* impiegare, in questo elaborato si è considerata anche la possibilità di utilizzarli contemporaneamente, in modo da avere una copertura in lunghezza d'onda più ampia che permetterà di usare lo stesso diagramma in un intervallo di redshift maggiore. Svolgendo i calcoli, si è notato come gli intervalli di redshift in cui il *blue grism* potrà essere utilizzato singolarmente per lo studio di un diagramma diagnostico risultino alquanto limitati, con valori massimi dell'ordine di $\Delta z \leq 0.03$. Per questo motivo in Tab. 3.3 vengono riportati solo gli intervalli di redshift per il *red grism* e per l'uso combinato di *red* e

blue grism.

Come si può osservare in Tab. 3.3, l'unione dei due *grisms* consente di coprire con le osservazioni intervalli di redshift più ampi di quelli garantiti dal *red grism* preso singolarmente, grazie al fatto che la loro combinazione permette una copertura in lunghezza d'onda maggiore. Inoltre, come ci si poteva aspettare dall'utilizzo di righe spettrali più *blue*, è interessante notare che il diagramma più appropriato per analizzare galassie a redshift maggiori ($z > 2$) sarà proprio il *Blue diagram*.

Tabella 3.3: Intervalli di redshift in cui ognuno dei diagrammi diagnostici selezionati (Capitolo 2) avrà a disposizione tutte le informazioni spettroscopiche necessarie per essere utilizzato. Per ciascun diagramma vengono riportati gli intervalli relativi al *red grism* e all'uso combinato di *red* e *blue grism*.

Diagrammi diagnostici	<i>Red grism</i> 1250 < λ < 1850 [nm]	<i>Red & blue grism</i> 900 < λ < 1250 [nm]
BPT classico	1.57 < z < 1.81	0.89 < z < 1.81
BPT- S_{II}	1.57 < z < 1.75	0.89 < z < 1.75
BPT- O_I	1.57 < z < 1.82	0.89 < z < 1.82
<i>Blue diagram</i>	2.35 < z < 2.69	1.47 < z < 2.69

Il passo successivo, una volta ottenuti gli intervalli di redshift in cui ciascun diagramma potrà essere utilizzato, sarebbe quello di studiare più approfonditamente le condizioni necessarie affinché una determinata riga di emissione venga concretamente osservata da NISP, focalizzandosi in particolare sulla *sensitivity* (sensibilità in riga) dello spettrometro. Nonostante il ragionamento fatto finora in prima approssimazione sia corretto, per rilevare una riga non è sufficiente che essa rientri nella finestra osservativa, ma è necessario che a essa sia associata un'emissione tale da superare il valore di sensibilità in riga dello strumento, che nel caso di NISP vale $2 \cdot 10^{-16}$ erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ (3.5σ). Sarebbe quindi opportuno considerare i valori di luminosità intrinseca di queste righe, valutare gli effetti di redshift su di esse e ricavare quindi la frazione delle righe potenzialmente rilevabili da NISP. Infatti, righe molto deboli (o intrinsecamente tali e/o per via del redshift della sorgente) non verranno rilevate: questo significa che i diagrammi diagnostici che avremo a disposizione saranno solo "parziali" o avranno dei limiti inferiori o superiori sulle intensità o EW di alcune transizioni. La trattazione completa di questi aspetti esula però dall'obiettivo di questo lavoro di Tesi.

Capitolo 4

Conclusioni

I nuclei galattici attivi (AGN) sono tra gli oggetti astrofisici più studiati negli ultimi decenni, anche per via della loro eccezionale emissione, in grado di coprire, in molti casi, tutte le bande dello spettro elettromagnetico. Essi vengono trattati nel presente elaborato definendo nel dettaglio le caratteristiche che distinguono AGN da galassie inattive, in particolare descrivendo i meccanismi che regolano l'accrescimento di materia su un buco nero super massiccio (SMBH) e dimostrando l'alta efficienza di tale processo, dell'ordine del $\sim 10\%$. Vengono inoltre approfonditi i meccanismi di emissione dovuti alle diverse componenti dell'AGN, sottolineando la loro importanza nella rilevazione di tali oggetti. L'analisi degli spettri e delle distribuzioni di energia spettrale delle galassie attive è fondamentale per dimostrare quanto essi siano importanti per raccogliere informazioni dettagliate sulla dispersione di velocità all'interno dell'AGN, sulla presenza o meno di un toro di gas e polveri in grado di oscurare l'emissione continua del disco di accrescimento e soprattutto sul tipo di attività presente nel nucleo di queste galassie.

Nell'analisi degli spettri, un ruolo essenziale è riservato alle righe di emissione. Esse sono infatti fondamentali nella creazione dei cosiddetti diagrammi diagnostici, ossia diagrammi bidimensionali che, sfruttando i rapporti di intensità di alcune di queste righe, permettono di distinguere in quali galassie il gas è ionizzato da stelle giovani di tipo O e B oppure dall'accrescimento di materia su un buco nero super massiccio, come nel caso degli AGN (e.g., Osterbrock e Ferland, 2006). Nel presente elaborato, particolare attenzione è stata dedicata ai diagrammi diagnostici che utilizzano righe di emissione con lunghezza d'onda di laboratorio in banda ottica-UV e che verranno ampiamente impiegati per l'analisi dei dati raccolti dalla missione spaziale ESA Euclid. Per chiarire il funzionamento e l'utilità di questi diagrammi, vengono presentati i principali diagnostici ottici, con particolare enfasi alle differenze tra le tre tipologie di BPT (BPT classico, BPT- S_{II} e BPT- O_I) e

il *Blue diagram*. L'impiego di righe di emissione a lunghezze d'onda minori ($3000 - 5000 \text{ \AA}$), nel caso del *Blue diagram*, ne consentirà infatti l'utilizzo per identificare AGN a redshift maggiori ($z > 2$) rispetto a quelli permessi dai vari BPT.

La ricerca e lo studio (fisico, demografico, evolutivo) dei nuclei galattici attivi saranno tra gli obiettivi scientifici principali della missione Euclid: si punterà infatti a studiarne i meccanismi di emissione e il ruolo nell'evoluzione delle galassie. In particolare, sarà possibile studiarli anche ad alto redshift (circa $z > 8$) grazie al fatto che gli AGN sono tra gli oggetti extragalattici più brillanti dell'Universo. Riuscire a individuarli e farne un censimento il più completo possibile sarà dunque fondamentale, nei limiti osservativi di Euclid, per effettuare studi sulle popolazioni di AGN e sulla loro evoluzione, in funzione del tempo cosmico (redshift) e in relazione alle strutture a grande scala in cui si sviluppano. Euclid raccoglierà dati spettroscopici di milioni di galassie grazie allo spettrometro nel vicino infrarosso NISP, che farà affidamento su due tipologie di *grism*, tre rossi (con copertura spettrale $1250 - 1850 \text{ nm}$) e uno blu (con copertura spettrale $920 - 1250 \text{ nm}$).

Nell'ambito di questo lavoro di Tesi, ci si è concentrati sulla ricerca degli intervalli di redshift in cui i diagrammi diagnostici ottici presentati potranno essere effettivamente utilizzati, ossia in quali intervalli di redshift tutte le righe di emissione utilizzate in un dato diagnostico saranno contemporaneamente osservabili dallo spettrometro NISP. In tal modo sarà possibile comprendere l'efficacia con cui questi diagrammi riusciranno a fornire informazioni sull'Universo "passato". A questo scopo, sono stati calcolati gli intervalli di redshift in cui ciascuna riga di emissione presentata potrà essere rilevata sia dal *blue* sia dal *red grism*, ricavando che le righe a lunghezze d'onda minori come $[O_{II}]\lambda\lambda 3726, 3729$ saranno quelle osservabili fino a valori di redshift maggiori, dell'ordine di $z \simeq 3 - 4$. È stato quindi possibile sovrapporre gli intervalli relativi alle tre-quattro righe su cui ciascun diagramma fa affidamento e, di conseguenza, per ogni diagramma è stato definito un intervallo di redshift di utilizzo, relativamente a dati raccolti dai *grisms red* e *blue* (il cui uso combinato garantisce una maggior copertura spettrale). Si è infine messo in evidenza che, mentre i tre diagrammi BPT potranno essere utilizzati in intervalli di redshift confrontabili, pari a circa $1.6 < z < 1.8$ (utilizzando solo il *red grism*) e $0.9 < z < 1.8$ (considerando l'utilizzo dei due *grisms* combinati), il *Blue diagram* potrà invece essere adottato per compiere analisi in intervalli di redshift maggiori dei BPT, dell'ordine di $2.4 < z < 2.7$ con il solo utilizzo del *red grism* e di $1.5 < z < 2.7$ nel caso i due *grisms* vengano utilizzati insieme. Viene inoltre fatto notare che gli intervalli di redshift relativi ai dati raccolti dal *blue grism* risultano essere di ampiezza trascurabile ($\Delta z = 0.03$) rispetto a quelli relativi al *red grism* o all'utilizzo

combinato dei due *grisms*.

I risultati riportati in questo elaborato costituiscono solo un primo passaggio nello studio di come i diagrammi diagnostici potranno essere utilizzati nell'ambito della missione Euclid al fine di fornire una classificazione delle galassie nelle macro-categorie "attive" (AGN, solo qualche percento del totale) e "non attive" (la maggior parte della popolazione).

Possibili sviluppi di questo lavoro di Tesi consistono nell'esaminare gli aspetti di cui non si è tenuto conto per via di alcune approssimazioni. Ad esempio, si potrebbe inserire nella trattazione la non idealità dello strumento NISP, dovuta al fatto che NISP molto probabilmente presenterà un significativo aumento del rumore, con conseguente perdita di sensibilità, agli estremi del suo intervallo di funzionamento, e questo ne limiterà la capacità, andando a ridurre gli intervalli di rilevamento delle righe. Inoltre, si potrebbe tener conto che ciascuna delle righe utilizzate, pur essendo *narrow* (stretta, $\text{FWHM} \simeq 500 - 1000 \text{ km/s}$), presenterà comunque un allargamento che bisognerebbe considerare. In altre parole, per ottenere il valore di intensità o *equivalent width* di una certa riga (necessarie per calcolare i rapporti usati nei diagrammi diagnostici), bisognerebbe procedere con un fit (di tipo gaussiano, all'ordine zero) delle righe, oltre che del continuo di emissione sottostante (solitamente approssimabile, per piccoli intervalli di lunghezza d'onda, con una legge di potenza). Per farlo sarebbe però necessario che non soltanto il picco, ma la maggior parte del flusso della riga fosse effettivamente contenuto nell'intervallo spettrale considerato.

Successivamente, sarebbe interessante studiare come la *sensitivity* dello strumento NISP potrà influenzare la quantità e la qualità dei dati raccolti. Affinché una riga sia rilevata dallo spettrometro, la sua intensità deve infatti essere superiore al valore di sensibilità dello strumento, che nel caso di NISP è pari a $2 \cdot 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ (3.5σ). Partendo da valori intrinseci di luminosità delle transizioni, si potrebbe dimostrare che solo alcune delle righe menzionate in precedenza potranno essere concretamente rilevate dallo strumento NISP. Questo comporterà dei limiti superiori e inferiori sulle intensità o EW di alcune transizioni e, di conseguenza, delle limitazioni nella caratterizzazione delle galassie in attive e inattive.

Bibliografia

- Andika, I. (giu. 2016). “On the Nature of Type 1 AGN: Emission Properties and Correlations”. Tesi di dott. DOI: [10.13140/RG.2.2.23303.80809](https://doi.org/10.13140/RG.2.2.23303.80809).
- Antonucci, R. (gen. 1993). “Unified models for active galactic nuclei and quasars.” In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 31, pp. 473–521. DOI: [10.1146/annurev.aa.31.090193.002353](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.31.090193.002353).
- Baldwin, J. A., M. M. Phillips e R. Terlevich (feb. 1981). “Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects.” In: *pasf* 93, pp. 5–19. DOI: [10.1086/130766](https://doi.org/10.1086/130766).
- Barvainis, R. (set. 1987). “Hot Dust and the Near-Infrared Bump in the Continuum Spectra of Quasars and Active Galactic Nuclei”. In: *apj* 320, p. 537. DOI: [10.1086/165571](https://doi.org/10.1086/165571).
- Bentz, M. C. et al. (mag. 2009). “The Radius-Luminosity Relationship for Active Galactic Nuclei: The Effect of Host-Galaxy Starlight on Luminosity Measurements. II. The Full Sample of Reverberation-Mapped AGNs”. In: *apj* 697.1, pp. 160–181. DOI: [10.1088/0004-637X/697/1/160](https://doi.org/10.1088/0004-637X/697/1/160).
- Blandford, R. D. e M. J. Rees (mar. 1978). “Extended and Compact Extragalactic Radio Sources: Interpretation and Theory”. In: *Physica Scripta* 17.3, pp. 265–274. DOI: [10.1088/0031-8949/17/3/020](https://doi.org/10.1088/0031-8949/17/3/020). URL: <https://doi.org/10.1088/0031-8949/17/3/020>.
- Burtscher, L. e K. R. W. Tristram (dic. 2013). “The Diversity of Dusty AGN Tori: Results from the VLTI/MIDI AGN Large Programme”. In: *The Messenger* 154, pp. 62–65.
- Condon, J. J. (gen. 1992). “Radio emission from normal galaxies.” In: *araa* 30, pp. 575–611. DOI: [10.1146/annurev.aa.30.090192.003043](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.30.090192.003043).

- Fabian, A. C. et al. (set. 2000). “Broad Iron Lines in Active Galactic Nuclei”. In: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 112.775, pp. 1145–1161. ISSN: 1538-3873. DOI: [10.1086/316610](https://doi.org/10.1086/316610). URL: <http://dx.doi.org/10.1086/316610>.
- Fath, E. A. (gen. 1909). “The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters”. In: *Lick Observatory Bulletin* 149, pp. 71–77. DOI: [10.5479/ADS/bib/1909LicOB.5.71F](https://doi.org/10.5479/ADS/bib/1909LicOB.5.71F).
- Feltre, A., S. Charlot e J. Gutkin (gen. 2016). “Nuclear activity versus star formation: emission-line diagnostics at ultraviolet and optical wavelengths”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 456.3, pp. 3354–3374. ISSN: 1365-2966. DOI: [10.1093/mnras/stv2794](https://doi.org/10.1093/mnras/stv2794). URL: <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stv2794>.
- Freedman, W. L. et al. (ago. 2019). “The Carnegie-Chicago Hubble Program. VIII. An Independent Determination of the Hubble Constant Based on the Tip of the Red Giant Branch”. In: *The Astrophysical Journal* 882.1, p. 34. ISSN: 1538-4357. DOI: [10.3847/1538-4357/ab2f73](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab2f73). URL: <http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ab2f73>.
- Grandi, S. A. e D. E. Osterbrock (mar. 1978). “Optical spectra of radio galaxies.” In: *apj* 220, pp. 783–789. DOI: [10.1086/155966](https://doi.org/10.1086/155966).
- Harrison, C. (set. 2014). “Observational constraints on the influence of active galactic nuclei on the evolution of galaxies”. Tesi di dott. Durham University.
- Hubble, E. (1929). “A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae”. In: *Proceedings of the National Academy of Sciences* 15.3, pp. 168–173. ISSN: 0027-8424. DOI: [10.1073/pnas.15.3.168](https://doi.org/10.1073/pnas.15.3.168). eprint: <https://www.pnas.org/content/15/3/168.full.pdf>. URL: <https://www.pnas.org/content/15/3/168>.
- Ichimaru, S. (giu. 1977). “Bimodal behavior of accretion disks: theory and application to Cygnus X-1 transitions.” In: *apj* 214, pp. 840–855. DOI: [10.1086/155314](https://doi.org/10.1086/155314).
- Juneau, S. et al. (ago. 2011). “A New Diagnostic of Active Galactic Nuclei: Revealing Highly Absorbed Systems at Redshift >0.3 ”. In: *apj* 736.2,

- 104, p. 104. DOI: [10.1088/0004-637X/736/2/104](https://doi.org/10.1088/0004-637X/736/2/104). arXiv: [1105.3194](https://arxiv.org/abs/1105.3194) [astro-ph.CO].
- Kauffmann, G. et al. (dic. 2003). “The host galaxies of active galactic nuclei”. In: *mnras* 346.4, pp. 1055–1077. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x).
- Kellermann, K. I. et al. (ott. 1989). “VLA Observations of Objects in the Palomar Bright Quasar Survey”. In: *aj* 98, p. 1195. DOI: [10.1086/115207](https://doi.org/10.1086/115207).
- Kerr, R. P. (set. 1963). “Gravitational Field of a Spinning Mass as an Example of Algebraically Special Metrics”. In: *Phys. Rev. Lett.* 11 (5), pp. 237–238. DOI: [10.1103/PhysRevLett.11.237](https://doi.org/10.1103/PhysRevLett.11.237). URL: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevLett.11.237>.
- Kewley, L. J., M. A. Dopita et al. (lug. 2001). “Theoretical Modeling of Starburst Galaxies”. In: *apj* 556.1, pp. 121–140. DOI: [10.1086/321545](https://doi.org/10.1086/321545).
- Kewley, L. J., B. Groves et al. (nov. 2006). “The host galaxies and classification of active galactic nuclei”. In: *mnras* 372.3, pp. 961–976. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.10859.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10859.x).
- Lamareille, F. (2010). “Spectral classification of emission-line galaxies from the Sloan Digital Sky Survey - I. An improved classification for high-redshift galaxies”. In: *A&A* 509, A53. DOI: [10.1051/0004-6361/200913168](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913168). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/200913168>.
- Lamareille, F. et al. (mag. 2004). “The luminosity-metallicity relation in the local Universe from the 2dF Galaxy Redshift Survey”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 350.2, pp. 396–406. ISSN: 1365-2966. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.07697.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07697.x). URL: <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07697.x>.
- Laureijs, R. et al. (2011). *Euclid Definition Study Report*. arXiv: [1110.3193](https://arxiv.org/abs/1110.3193) [astro-ph.CO].
- McKee, C. P. e D. J. Hollenbach (1980). “Interstellar Shock Waves”. In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 18.1, pp. 219–262. DOI: [10.1146/annurev.aa.18.090180.001251](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.18.090180.001251). eprint: <https://doi.org/10.1146/annurev.aa.18.090180.001251>. URL: <https://doi.org/10.1146/annurev.aa.18.090180.001251>.

- Netzer, H. (2013). *The physics and evolution of active galactic nuclei*. Cambridge University Press.
- Noeske, K. G. et al. (mag. 2007). “Star Formation in AEGIS Field Galaxies since $z=1.1$: The Dominance of Gradually Declining Star Formation, and the Main Sequence of Star-forming Galaxies”. In: *apjl* 660.1, pp. L43–L46. DOI: [10.1086/517926](https://doi.org/10.1086/517926). arXiv: [astro-ph/0701924](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0701924) [astro-ph].
- Osterbrock, D. E. e G. J. Ferland (2006). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. 2^a ed. University Science.
- Padovani, P. et al. (ago. 2017). “Active galactic nuclei: what’s in a name?” In: *Astronomy and Astrophysics Review* 25, 2, p. 2. DOI: [10.1007/s00159-017-0102-9](https://doi.org/10.1007/s00159-017-0102-9).
- Perlman, E. S. (2013). “Active Galactic Nuclei”. In: *Planets, Stars and Stellar Systems: Volume 6: Extragalactic Astronomy and Cosmology*. A cura di T. D. Oswalt e W. C. Keel. Dordrecht: Springer Netherlands, pp. 305–386. ISBN: 978-94-007-5609-0. DOI: [10.1007/978-94-007-5609-0_7](https://doi.org/10.1007/978-94-007-5609-0_7). URL: https://doi.org/10.1007/978-94-007-5609-0_7.
- Peterson, B. M. (1997). *An introduction to active galactic nuclei*. Cambridge University Press.
- Ramos Almeida, C. e C. Ricci (ott. 2017). “Nuclear obscuration in active galactic nuclei”. In: *Nature Astronomy* 1, pp. 679–689. DOI: [10.1038/s41550-017-0232-z](https://doi.org/10.1038/s41550-017-0232-z).
- Scaramella, R. et al. (ago. 2021). “Euclid preparation: I. The Euclid Wide Survey”. In: *arXiv e-prints*, arXiv:2108.01201, arXiv:2108.01201. arXiv: [2108.01201](https://arxiv.org/abs/2108.01201) [astro-ph.CO].
- Schmidt, M. (mar. 1963). “3C 273 : A Star-Like Object with Large Red-Shift”. In: *Nature* 197.4872, pp. 1040–1040. ISSN: 1476-4687. DOI: [10.1038/1971040a0](https://doi.org/10.1038/1971040a0). URL: <https://doi.org/10.1038/1971040a0>.
- Seyfert, C. K. (gen. 1943). “Nuclear Emission in Spiral Nebulae.” In: *apj* 97, p. 28. DOI: [10.1086/144488](https://doi.org/10.1086/144488).

- Shakura, N. I. e R. A. Sunyaev (giu. 1973). “Reprint of 1973A&A....24..337S. Black holes in binary systems. Observational appearance.” In: *aap* 500, pp. 33–51.
- Smith, H. E. (ago. 1975). “Spectrophotometric observations of ionized hydrogen regions in nearby spiral and irregular galaxies.” In: *apj* 199, pp. 591–610. DOI: [10.1086/153727](https://doi.org/10.1086/153727).
- Urry, C. M. e P. Padovani (set. 1995). “Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei”. In: *pasp* 107, p. 803. DOI: [10.1086/133630](https://doi.org/10.1086/133630).
- Vanden Berk, D. E. et al. (ago. 2001). “Composite Quasar Spectra from the Sloan Digital Sky Survey”. In: *aj* 122.2, pp. 549–564. DOI: [10.1086/321167](https://doi.org/10.1086/321167).
- Veilleux, S. e D. E. Osterbrock (feb. 1987). “Spectral Classification of Emission-Line Galaxies”. In: *apjs* 63, p. 295. DOI: [10.1086/191166](https://doi.org/10.1086/191166).
- Woltjer, L. (lug. 1959). “Emission Nuclei in Galaxies.” In: *apj* 130, p. 38. DOI: [10.1086/146694](https://doi.org/10.1086/146694).
- Yan, R. et al. (feb. 2011). “AEGIS: Demographics of X-ray and Optically Selected Active Galactic Nuclei”. In: *apj* 728.1, 38, p. 38. DOI: [10.1088/0004-637X/728/1/38](https://doi.org/10.1088/0004-637X/728/1/38). arXiv: [1007.3494](https://arxiv.org/abs/1007.3494) [[astro-ph.CO](https://arxiv.org/abs/1007.3494)].
- Zakamska, N. L. et al. (nov. 2003). “Candidate Type II Quasars from the Sloan Digital Sky Survey. I. Selection and Optical Properties of a Sample at $0.3 < Z < 0.83$ ”. In: *aj* 126.5, pp. 2125–2144. DOI: [10.1086/378610](https://doi.org/10.1086/378610).