

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea in Astronomia

Tesi di Laurea Triennale

**PROPRIETÀ SPETTROSCOPICHE DEI
CHANGING-LOOK AGN**

Relatore

Prof. Stefano Ciroi

Correlatore

Dr. Marco Berton

Laureanda

Ilia Remondini

Anno Accademico 2021/2022

Indice

Abstract	1
1 AGN	3
1.1 Classificazione	5
1.1.1 AGN Radio-Quiet e Radio-Loud	5
1.1.2 AGN radiative-mode e jetted-mode	7
1.2 Il Modello Unificato	10
2 Changing-Look AGN	13
2.1 Esempi	14
2.1.1 Changing-Look Narrow-Line Seyfert 1s	14
2.1.2 NGC 2617	15
2.1.3 NGC 1566	16
2.1.4 NGC 1365	18
2.1.5 Mrk 590	18
2.1.6 Mrk 1018	20
2.2 Possibili meccanismi che spieghino il fenomeno di CL-AGN	22
3 2MASX J04130709-0050165	25
4 Conclusioni	35
Bibliografia	36

Abstract

I Changing-Look AGN (CL AGN) sono particolari nuclei galattici attivi, che modificano la forma del loro spettro di emissione in ottico e/o nella regione a raggi X in tempi scala molto brevi, dell'ordine di anni o alcune decine di anni. Possono passare dal Tipo 1 al Tipo 2 o viceversa. Questo lo si rileva tramite la comparsa o la scomparsa della componente larga delle righe $H\alpha$ e $H\beta$. Considerati in passato un evento raro i Changing-Look AGN si sono ultimamente rivelati molto numerosi. I CL-AGN sono importanti perché mettono in discussione il Modello Unificato. Secondo tale modello, i diversi tipi di AGN derivando da una struttura unica in base al suo orientamento rispetto alla linea di osservazione presentano caratteristiche differenti. Studiare le cause delle variazioni dei Changing-Look AGN potrebbe migliorare la comprensione della struttura del nucleo galattico. Sono state elaborate diverse teorie per spiegare questo fenomeno. In questa tesi sono state analizzate le varie proprietà spettroscopiche dei Changing-Look AGN. Nel capitolo 1 sono descritte le caratteristiche generali degli AGN, la classificazione in radio e in base alla modalità di emissione di energia. Inoltre, si illustra la teoria del Modello Unificato. Nel capitolo 2, si introducono i Changing-Look AGN. Vengono portati diversi esempi e si presentano alcune possibili teorie che chiariscano la variabilità dei nuclei galattici attivi. Nel capitolo 3 si prende d'esempio 3 spettri di 2MASX J04130709-0050165. Analizzandoli rivelano come la galassia sia passata da Tipo 1 a Tipo 2. Nel capitolo 4 sono illustrate le conclusioni di questo lavoro.

Capitolo 1

AGN

Un AGN (*Active Galactic Nucleus*) è una sorgente astrofisica energetica che si trova al centro di una galassia. È alimentato da un buco nero supermassiccio (SMBH) in fase di accrescimento, nella quale l'energia cinetica e l'energia potenziale vengono convertite in radiazione. L'energia potenziale della materia viene trasformata in radiazione e in un deflusso di particelle. Il tasso di accrescimento di Eddington supera il valore di $L_{AGN}/L_{EDD} = 10^{-5}$, dove L_{AGN} è la luminosità bolometrica, mentre L_{EDD} è la luminosità di Eddington definita come equilibrio tra forza di radiazione e forza di gravità. Un AGN emette più energia rispetto alle galassie normali. Questa energia è legata alla presenza di un SMBH che accresce attivamente e non alla fusione nucleare delle stelle. Inoltre, si distingue grazie alle alte luminosità (osservabile ad alti redshift $z_{MAX} = 7.64$), che lo rende una delle sorgenti non esplosive più potenti dell'Universo. Le emissioni sono riconoscibili lungo l'intero spettro elettromagnetico. Le molteplici finestre in lunghezza d'onda dimostrano le varie proprietà degli AGN. Si possono definire come caratteristiche comuni per la maggior parte degli AGN:

- **Buco nero supermassiccio:** può avere una massa di $10^6 - 10^9 M_{\odot}$ ed è l'elemento fondamentale comune per tutti gli AGN. I buchi neri si distinguono tra di loro in base alla massa, alla carica elettrica e allo spin. Sono più facili da rilevare buchi neri più massicci, mentre gli effetti dello spin sono molto

difficili da osservare, anche quando buchi neri che ruotano più velocemente possono estendere il loro disco di accrescimento fino all'orizzonte degli eventi.

- **Un disco di accrescimento:** è la componente più importante. Costituisce la sorgente primaria di energia e ne determina le caratteristiche osservative. I dischi possono apparire in maniera diversa a seconda della profondità e della geometria: i dischi otticamente spessi possono essere geometricamente sottili o spessi e dischi otticamente sottili possono avere flussi di accrescimento *Radiation Inefficient* RIAF oppure *Advective Dominated* ADAF.
- **BLR** (*Broad Line Region*): Nubi di gas senza polveri ad alte densità che si muovono approssimativamente a velocità kepleriane a una distanza di $0.01 - 1 pc$ dal buco nero. In questa regione vengono emesse righe di ricombinazione larghe con valori di velocità tra i 1000 e i 20000 $km s^{-1}$.
- **Toro di polveri:** è una struttura di polveri con simmetria assiale con dimensioni che dipendono dalla luminosità ($0.1 - 10 pc$). La struttura del toro non è universale, ma varia significativamente per tipo di AGN. La distribuzione geometrica (liscia o granulosa, simmetria assiale o polare) e cinematica (statica, *outflow* o *inflow*) del materiale gassoso sono ancora incerti. Queste variazioni si rispecchiano nell'oscuramento del nucleo della galassia, visto che le differenti strutture influenzano la densità di colonna osservata.
- **NLR** (*Narrow Line Region*): è una regione di bassa densità con gas ionizzato a velocità minori tra i 300 e i 1000 $km s^{-1}$, che si estende al di fuori del toro per centinaia di parsec e può formare i coni di ionizzazione.
- Un **disco** molto sottile simile al toro che produce effetti maser.
- **Jet:** un jet centrale che viene associato a emissioni radio e occasionalmente a emissioni in raggi γ . Può avere delle dimensioni di $10^{-7} - 10^6 pc$.

Queste sono le caratteristiche principali. Negli ultimi anni si è osservata una grande diversità degli AGN, che ha portato gli astronomi a suddividere questi oggetti in classi e sotto-classi in base alle differenti proprietà visibili. Emerge quindi la necessità di definire un modello unificato degli AGN, che possa spiegare con il minor numero di parametri le diverse caratteristiche.

1.1 Classificazione

Gli AGN emettono radiazione lungo l'intero spettro elettromagnetico. Le diverse finestre in lunghezza d'onda rispecchiano diversi processi fisici in atto: IR - polveri, ottico/UV - disco, raggi X - corona, raggi γ e radio - forte radiazione non termica. Gli AGN sono classificati in diverse classi in base alla finestra osservata. In figura 1.1 è riportato uno schema riassuntivo delle classificazioni illustrate nei sottoparagrafi.

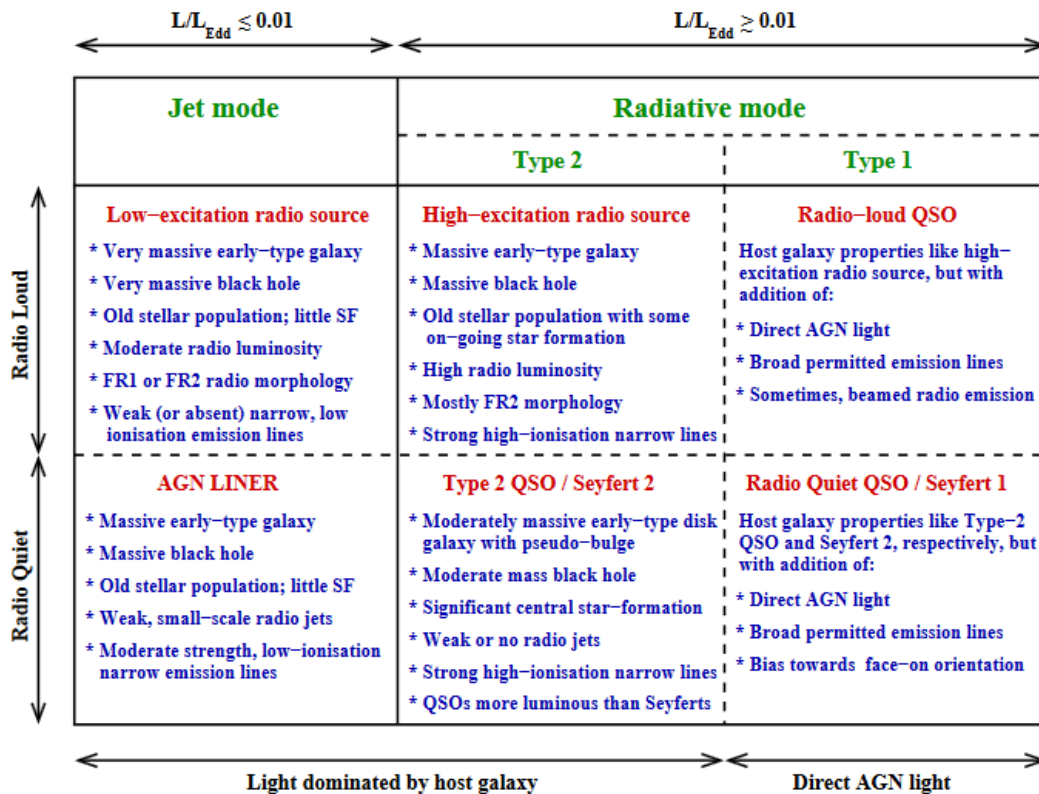


Figura 1.1: Schema riassuntivo delle proprietà delle diverse famiglie di AGN (Heckman & Best 2014)

1.1.1 AGN Radio-Quiet e Radio-Loud

Una classificazione generale degli AGN è la classificazione in radio. Fanaroff & Riley (1974) distinguono le radio galassie in base alla loro luminosità in relazione all'ambiente circostante. Queste classi sono riferite come FR I e FR II, dove le

prime sono descritte come brillanti in centro, mentre le seconde brillanti sul bordo della regione della brillantezza superficiale considerata. La classificazione più usata è la suddivisione in *Radio Loud* e *Radio Quiet* AGN. I *Radio Loud* emettono una larga frazione della loro energia non-termicamente in associazione con forti jet relativistici, mentre la produzione di energia dei *Radio Quiet* è dominata da emissione termica. Padovani (2016) sostiene che queste due classi rappresentano oggetti intrinsecamente diversi, visto che la maggiore differenza sta nella presenza o nell'assenza di un jet relativistico.

Radio Quiet AGN: I *Radio Quiet* AGN si possono suddividere in:

- **AGN di Tipo 1** (Seyfert 1) mostrano righe larghe di emissione permesse o semi-proibite ($1000 - 20000 \text{ km/s}$). Hanno anche un continuo *featureless* forte e variabile in proporzione con le emissioni di righe larghe e presentano una sorgente centrale brillante, visibile in tutte le lunghezze d'onda. Inoltre, non sono contaminate dalla radiazione stellare oppure lo sono molto poco. Negli AGN di Tipo 1 si possono osservare righe strette, molte delle quali sono proibite. Una particolarità: negli oggetti più luminosi di questa classe, queste righe non sono presenti. Ci sono anche dei sottogruppi: tipo 1.5, 1.8 o 1.9. Si differenziano in base all'intensità relativa delle componenti larghe e strette delle righe di Balmer.
- **AGN di Tipo 2** (Seyfert 2) rivelano forti righe strette di emissione permesse o proibite nel NIR-ottico-UV ($300 - 1000 \text{ km/s}$). Le righe mostrano evidenze di fotoionizzazione da una sorgente non stellare. Le righe più forti sono [O III] $\lambda 5007$, [O II] $\lambda 3727$, [N II] $\lambda 6584$, [O IV] $\lambda 25.9\mu m$, [Ne V] $\lambda 3426$, CIV $\lambda 1549$ e le righe dell'idrogeno della serie di Balmer e di Lyman. Mostrano anche loro una sorgente puntiforme luminosa.
- **LINERs** (*Low Ionization Nuclear Emission Region*) si distinguono dal basso grado di ionizzazione e da righe strette di emissione provenienti da gas ionizzato da una sorgente non stellare. Tutte le righe larghe di emissione e il continuo *featureless* non vengono rilevati perché sono sommersi dalla luce stellare. Le righe forti di emissione tipiche in questo gruppo sono [N II] $\lambda 6548$, [N II] $\lambda 6584$, [S II] $\lambda 6731$, come anche le righe dell'idrogeno della serie

di Balmer. Anche questi oggetti possono essere suddivisi in Tipo 1 e in Tipo 2. Alcuni LINERs mostrano sorgenti puntiformi in X e UV e variazioni di flusso in queste bande (Maoz 2007, Hernández-García et al. 2013).

- **AGN *lineless*** sono un sottogruppo di AGN con righe di emissioni debolissime o inesistenti. Questo gruppo viene riconosciuto dalla presenza di una sorgente centrale di origine non stellare e occasionalmente dalla variabilità del continuo.

Attraverso delle survey del cielo in raggi X si è in grado di identificare molti AGN. Però la maggior parte sono AGN di Tipo 1 visto che per AGN di Tipo 2 l'emissione in raggi X è bloccata. Il modo più efficiente per classificare gli AGN in gruppi è paragonarne i diversi rapporti delle righe utilizzando “*diagnostic diagrams*” (Baldwin, Phillips & Terlevich 1981; Veilleux & Osterbrock 1987; Kauffmann et al. 2003; Kewley et al. 2006). I rapporti tra le righe più utili sono $[O III] \lambda 5007/H\beta$, $[N II] \lambda 6584/H\alpha$, $[O I] \lambda 6300/H\alpha$. Questi diagrammi mostrano regioni ben definite tra cui una ad alta ionizzazione dove si trovano gli AGN, un'altra occupata da LINERs e un'altra da galassie con formazione stellare. Inoltre, si notano differenze anche nei colori nelle varie bande fotometriche. AGN di Tipo 1 tendono ad avere colori più blu rispetto a AGN di Tipo 2.

Radio Loud AGN: I *Radio Loud* AGN emettono un grande parte della loro energia attraverso processi non termici, in associazione con potenti *jet* relativistici. Gli oggetti *Radio Loud* sono associati a galassie ellittiche, che hanno subito recenti *merger*, mentre i *Radio Quiet* sono associati a galassie a spirale. Anche per i *Radio Loud* possiamo definire due gruppi: Tipo 1 (BLR) e Tipo 2 (NLR). Entrambi mostrano una forte componente in radio e forti righe (strette) ad alta ionizzazione. Ci sono anche sorgenti radio, simili ai LINERs, che presentano righe di bassa ionizzazione deboli e strette.

1.1.2 AGN radiative-mode e jetted-mode

Un'altra classificazione degli AGN è basata sulla modalità di emissione dell'energia. Si possono definire due famiglie: *radiative-mode* AGN e *jet-mode* AGN (Fig. 1.2). Nella prima categoria gli oggetti emettono energia sotto forma di radiazione

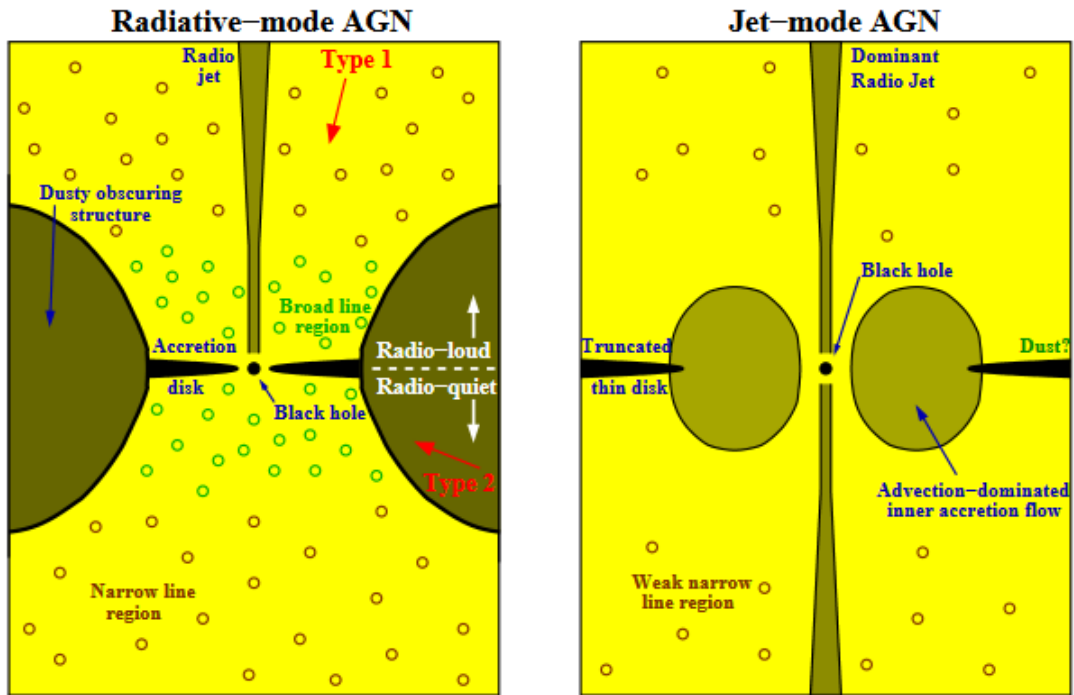


Figura 1.2: Schema delle sorgenti centrali di *radiative-mode* e *jet-mode* AGN (non in scala) (Heckman & Best 2014)

elettromagnetica prodotta dalla conversione di energia cinetica del gas accresciuto dal SMBH. La seconda famiglia, invece, produce poca radiazione e l'output di energia deriva dall'energia cinetica di massa che viene emessa attraverso flussi collimati bidirezionali, chiamati *jets*. Questi *jet* sono alimentati dall'accrescimento di gas o sfruttando l'energia di spin del buco nero.

AGN radiative-mode: Il SMBH è circondato da un disco di accrescimento geometricamente sottile e otticamente spesso. Al disco di accrescimento è associato un gradiente di temperatura e si può osservare l'emissione di radiazione nell'estremo UV. Attorno al disco di accrescimento è presente una corona di gas caldo nella quale si possono osservare fotoni che passano nel regime dei raggi X attraverso lo scattering di Compton inverso. Quando questi raggi X impattano con il disco di accrescimento, si nota un cambiamento nella distribuzione di energia dovuto alla fluorescenza del disco e dalla riflessione da quest'ultimo. Una popolazione di nubi di gas denso collocato su scale di giorni luce fino ad anni luce dal buco nero viene

colpita e fotoionizzata dalla radiazione ionizzata proveniente dal disco e dalla corona. Questo produce le righe di emissione permesse nel UV, ottico e vicino IR. La dispersione di velocità della popolazione delle nubi arriva a parecchie migliaia di km/s creando la BLR visibile mediante le righe di emissione dello spettro. Su scale maggiori, una regione di gas molecolare e polvere circonda sia il SMBH che il disco di accrescimento. Questa è la struttura oscurante e il suo raggio interno è determinato dalla temperatura di sublimazione dei grani di polvere. Quindi sarà più grande in AGN più luminosi. In questa regione la polvere assorbe parte dei fotoni incidenti UV o ottici provenienti dal disco di accrescimento e i raggi X provenienti dalla corona. L'energia assorbita emerge sotto forma di emissione termica infrarossa. La densità di colonna totale della struttura oscurante arriva a un intervallo di $10^{23} - 10^{25} cm^{-2}$. Questi valori sono sufficienti per assorbire anche i raggi X più energetici. Siccome la radiazione ionizzante esce lungo l'asse polare della struttura oscurante, questa fotoionizza il gas su scale da $100 - 1000 pc$. Questa popolazione di nubi con densità minore produce righe di emissione proibite e permesse nel UV, ottico e IR. Queste righe sono allargate di poche centinaia di km per effetto Doppler e questa regione viene chiamata NLR. Se si osserva un AGN da una linea di vista vicina all'asse polare si ottiene una vista diretta del SMBH, del disco, della corona e della BLR. Questi AGN sono di Tipo 1. Invece, se si esamina un AGN lungo una linea di vista più vicina al piano equatoriale, si nota che la regione centrale è oscurata e questi AGN sono di Tipo 2. Questo concetto sta alla base del Modello Unificato di Antonucci (1993). In alcuni casi, la polvere del mezzo interstellare della galassia ospite può fungere come materiale oscurante. Questo materiale oscurante a volte è sufficiente a bloccare le emissioni provenienti dal disco di accrescimento e dalla BLR in UV, ottico e raggi soft-X. Tuttavia è insufficiente a ridurre i raggi hard-X.

AGN jet-mode: per questa categoria di AGN il modo di accrescere del SMBH è diverso. Questa procedura è apparentemente associata a un basso tasso di accrescimento ed è inefficiente per la radiazione. Il disco di accrescimento geometricamente sottile è assente o presente in parte solo nelle regioni più interne e viene sostituito da una struttura geometricamente spessa, nella quale il tempo di trasporto è minore rispetto al tempo di raffreddamento radiativo. Queste strutture vengono

chiamate *advection-dominated* (ADAF) o *radiatively-inefficient* (RIAF). Una proprietà importante consiste nel fatto che questi flussi siano in grado di lanciare getti bidirezionali. Questi *jet* possono anche essere lanciati da alcuni AGN *radiative-mode*, chiamati *Quasars Radio-Loud*. Grazie all'emissione di sincrotrone che viene prodotta nelle regioni radio si rilevano i *jet* anche a lunghe distanze. Questa emissione si può estendere dalla regione otticamente spessa su scale di parsec fino a regioni molto lontane dalla galassia, giungendo a scale di Mpc. In radio-galassie locali, i getti appena formati viaggiano a velocità relativistiche, ma poi decelerano rapidamente nell'istante in cui interagiscono con l'alone di gas della galassia e con transizioni subsoniche in ambienti turbolenti. A luminosità radio maggiori i *jet* sopravvivono come strutture altamente collimate e quando incontrano il mezzo galattico o intergalattico terminano come *bright shocks*.

1.2 Il Modello Unificato

Il Modello Unificato è stato definito per semplificare il complesso “zoo” degli AGN (Fig. 1.3). Le galassie Seyfert, sin dalla loro scoperta nel 1943, mostrano spettri ottici con caratteristiche diverse. Infatti, le galassie Seyfert di Tipo 1 rivelano righe larghe permesse con un FWHM $\sim 1000 - 10000 \text{ km/s}$, tra cui righe di ricombinazione dell'idrogeno, righe di intercombinazione, come C IV 1459 Å, Mg II 2798 Å, e righe semi-proibite (es. C III] 1909 Å). Inoltre, entrambi i Tipi 1 e 2 mostrano righe strette permesse e proibite con FWHM di $\sim 500 - 1000 \text{ km/s}$. La creazione del modello unificato si può associare ad Antonucci & Miller (1985). Notano che lo spettro ottico polarizzato di NGC 1068, galassia prototipo Seyfert di Tipo 2, mostra righe larghe simmetriche di Balmer ($\sim 7500 \text{ km/s}$) e righe permesse di Fe II. Queste caratteristiche sono molto simili a quelle delle Seyfert di Tipo 1. Nel 1993 Antonucci definisce il *Straw Person Model*, per il quale esistono due tipi di AGN: *Radio Quiet* e *Radio Loud* AGN e afferma che a una data luminosità intrinseca, tutte le proprietà degli AGN sono attribuite all'orientazione. La presenza di una struttura otticamente spessa in galassie Seyfert porta alla distinzione tra gli AGN in base alla linea di vista osservata. AGN di Tipo 1 non sono oscurati e si osserva direttamente la BLR e la NLR, perché l'angolo di vista è piccolo, intorno ai $i = 0 - 10^\circ$. Dall'altro lato in AGN di Tipo 2 è visibile solo

la NLR visto che l'angolo di osservazione è maggiore $i = 70 - 90^\circ$. In questo caso il toro di polveri oscura la BLR. Tuttavia, l'angolo di osservazione non è facile da stimare e l'oscuramento non è statico. Il Modello Unificato semplice si basa sul toro di polveri, una struttura oscurante geometricamente spessa. Per essere conforme con questo modello il toro deve possedere delle determinate caratteristiche. Il requisito principale è quello di essere in grado di bloccare la radiazione proveniente dalla *Broad Line Region*. Inoltre la radiazione ionizzata deve collimare e causare la formazione di coni di ionizzazione. Il toro è anche importante perché consente l'accrescimento del buco nero e funge da serbatoio di gas. Non ci sono purtroppo prove osservative che possa esistere un toro che rispetti tutte queste caratteristiche. Tuttavia, le informazioni e i dati più recenti che riguardano gli AGN porta alla conclusione che devono essere apportate alcune modifiche al vecchio modello di unificazione. Per Heckman & Best (2014) il parametro principale è la luminosità totale in unità di Eddington legata al tasso di accrescimento del SMBH. Questa pone la transizione tra AGN di tipo *jet mode* e di tipo *radiative mode*.

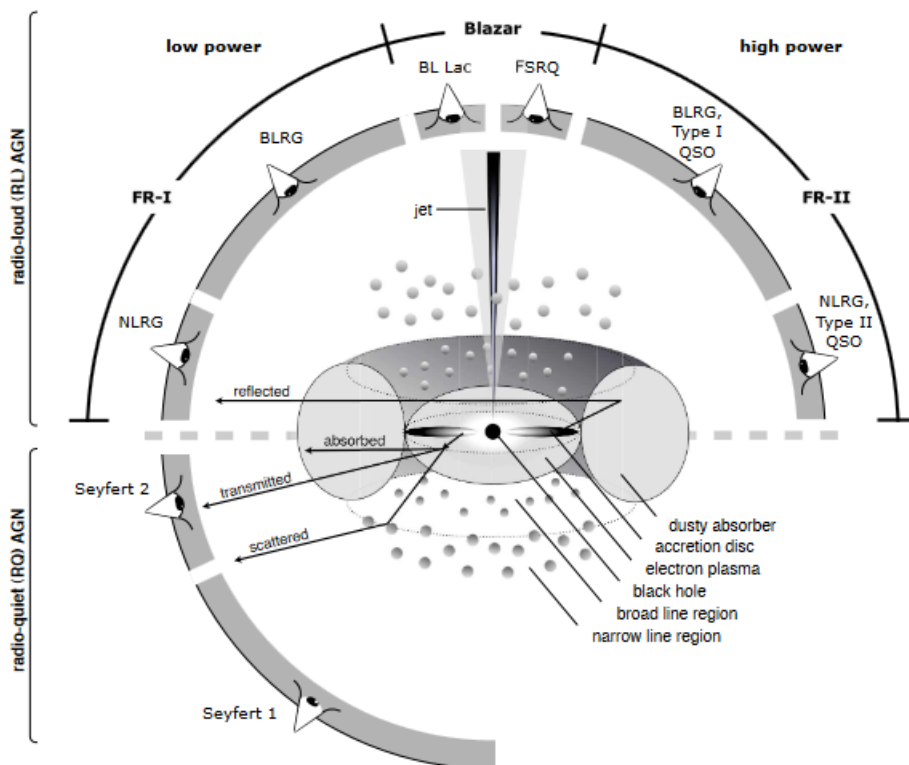


Figura 1.3: Rappresentazione schematica del Modello Unificato. In base all'angolo di osservazione, in base alla produzione dei getti e in base a quanto è forte la sorgente centrale si è in grado di individuare i vari tipi di AGN. (Beckmann & Shrader 2013)

Capitolo 2

Changing-Look AGN

Alcuni AGN possono cambiare drasticamente il loro spettro in un tempo scala molto breve. Questi particolari AGN vengono chiamati *Changing-Look AGN* (CL AGN). Visto che lo spettro si modifica, i CL AGN possono passare da Seyfert di Tipo 1 a tipi intermedi, Tipo 1.8 e 1.9, fino a diventare di Tipo 2 o viceversa da Tipo 2 a Tipo 1. Questa variabilità si nota con la comparsa o la scomparsa delle righe spettrali larghe di emissione. Queste variazioni nello spettro ottico possono essere relazionate a volte a variazioni in X. Tuttavia alcuni AGN variano solo in X. L'esistenza dei CL AGN mette in discussione la teoria del modello unificato illustrato precedentemente. Il fenomeno dei CL AGN in passato era considerato un evento raro, ma grazie a un numero crescente di surveys in ottico e in X, il numero sta rapidamente crescendo. Uno dei metodi per identificare CL AGN è confrontarne la variabilità delle righe larghe di emissione di spettri ottici presi in epoche diverse (Yang et al. 2018; Green et al. 2022). Le cause di queste variabilità sono ancora sconosciute, ma esistono alcune teorie. Un'ipotesi è legata ad un cambiamento transitorio del toro di polveri che oscura la sorgente. Un'altra teoria si basa su eventi di distruzione di forze mareali (LaMassa et al. 2015). Negli ultimi anni l'ipotesi più accreditata è legata a dei cambiamenti intrinseci della sorgente causati da una modifica del tasso di accrescimento.

2.1 Esempi

2.1.1 Changing-Look Narrow-Line Seyfert 1s

Non solo i Changing-Look AGN, ma anche l'esistenza di *Narrow-Line Seyfert 1s* (NLS1s) mette in discussione il Modello Unificato. Si può trovare un collegamento tra CLAGN e NLS1s. Se si considera la BLR in una NLS1 con una geometria appiattita (Gaskell 2009) e osservando la galassia frontalmente, si parla di “*changing-look*” solo se l'orientamento della BLR e del disco di accrescimento cambia a causa di diversi cambiamenti drastici: eventi mareali (TDE - *Tidal Disruption Event*), incontro ravvicinato con un sistema stellare senza una disgregazione totale o un passaggio ravvicinato con un secondo buco nero. NGC 4051 è una galassia NLS1s

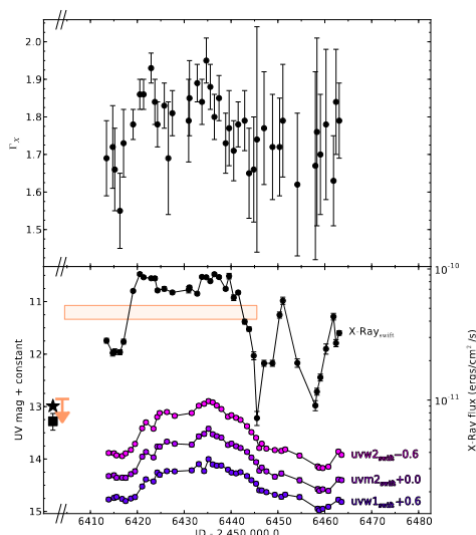


Figura 2.1: Pannello inferiore: Osservazioni di NGC 2617 ottenuti con diversi strumenti: i cerchi neri rappresentano lo *Swift XRT* ($0.3-10\text{ keV}$) in raggi X, i cerchi color magenta, violetti e viola mostrano i dati dello *Swift UVOT* in raggi UV e il rettangolo color albicocca ritrae la misura del flusso di raggi *hard X* da *INTEGRAL IBIS* ($17-60\text{ keV}$). La larghezza del rettangolo rappresenta il tempo di osservazione, mentre l'altezza l'incertezza sulla misura. Pannello superiore: Indice spettrale dei fotoni (*photon spectral index*) (Γ) in X dello *Swift XRT*. Lo spettro di NGC 2617 in X si attenua nel periodo in cui la galassia diventa più luminosa. Si nota che le curve di luce in UV e X, con un ritardo di 2-3 giorni, mostrano entrambe un *double hump* durante l'outburst. (Shappee et al. 2014)

con forti variazioni in X. Si sostiene sia un CL AGN in X (Uttley et al. 1999) e in ottico se si considera la scomparsa della riga larga He II $\lambda 4686$ durante un calo in flusso in X (Peterson et al. 2000). Si può confrontare l'alta variabilità in X di NGC 2617, una changing-look AGN, con quella delle NLS1s (Komossa et al. 2017). Tuttavia, NLS1 non mostra questa variabilità in ottico e in UV. La curva di luce in X di NGC 2617 è simile a quella di una NLS1s e mostra *drop outs*, cioè un calo del flusso (Fig. 2.1). Si crede che questi siano legati ad eventi di oscuramento (Brandt & Gallagher 2000).

2.1.2 NGC 2617

NGC 2617 subisce un cambiamento drammatico, dal 2003 al 2013, passando da una galassia Seyfert 1.8 per lo più oscurata a una Seyfert 1 non oscurata (Shappee et al. 2014) (Fig. 2.2). Dalle osservazioni condotte nel NIR e in X da Shappee et al. (2014), si nota un *outburst* di energia, nel quale il flusso in X aumenta oltre un ordine di magnitudine seguito da un incremento di quasi un ordine di magnitudine nel flusso del continuo in ottico e UV. Nel 2016 e nel 2017 ha un altro picco di luminosità simile a quello del 2013 (Oknyansky et al. 2017). Nel 2018 si rileva che il flusso in X è il più basso dagli inizi dell'osservazione nel 1982. Gli spettri più recenti mostrano una riga larga di $H\beta$ molto debole. Il tempo scala di questi cambiamenti sono circa di alcuni anni. Sembra che questi cambiamenti siano "quasi-periodici". La variabilità in X è molto alta. Si ipotizza che l'aumento del flusso in X provenga da una corona calda centrale, che provoca un riscaldamento del disco interno e in seguito ad un riscaldamento delle zone più esterne (Shappee et al. 2014). Oknyansky et al. (2015) propongono un modello che spiega la distribuzione della polvere presente nei getti bilaterali. Quando cambia l'attività del nucleo, la radiazione può sublimare o lasciar riformare la polvere presente nei getti. Un aumento dell'attività del nucleo, porta alla distruzione della polvere in alcune zone. La BLR, di conseguenza viene meno oscurata e si possono osservare righe larghe (Seyfert di Tipo 1).

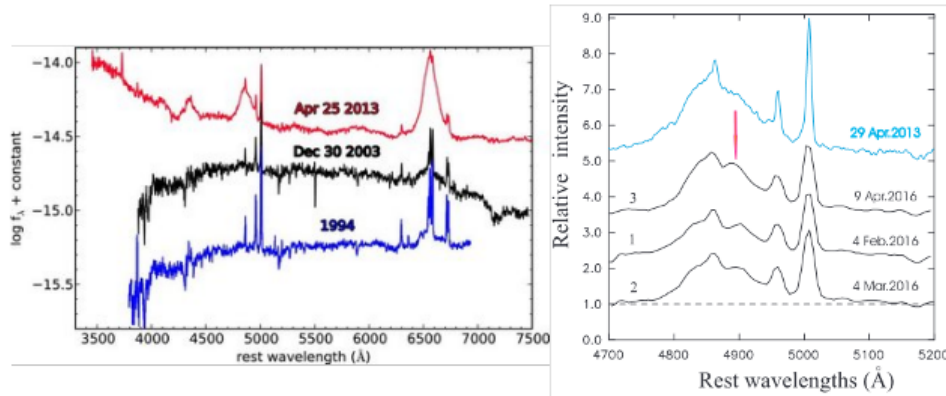


Figura 2.2: Nel primo grafico si nota l'evoluzione spettrale di NGC 2617 da una Seyfert di Tipo 1.8 a una Seyfert di Tipo 1 (confronto tra lo spettro di Aprile 2013, uno spettro del 2003 e uno del 1994); è evidente l'allargamento di $H\beta$ e un picco nel continuo verso il blu (Shappee et al., 2014). Nel secondo grafico si confronta lo spettro del 2013 con 3 spettri del 2016. La freccia mostra il picco di emissione di $H\beta$ (Oknyasky et al. 2021)

2.1.3 NGC 1566

NGC 1566 è uno dei più vicini CL AGN nell'emisfero australe. Tra il 1970 e il 1980 la galassia si trova in uno stato di bassa luminosità e non si rilevano le righe larghe di emissione permesse (Alloin et al. 1986). Tuttavia, negli anni cambia da una galassia Seyfert di Tipo 1.9-1.8 a Seyfert di Tipo 1.5-1-2. Dai dati raccolti nel 2018 dall'osservatorio *INTEGRAL* si può osservare che NGC 1566 mostra nuovamente un *outburst* in X (Ducci et al. 2018). Le curve di luce raccolte nel Mid-IR nel periodo tra il 2014 e il 2018 mostrano che il nucleo incrementa di 1 mag a $3.4 \mu m$ e di 1.4 mag a $4.6 \mu m$ (Cutri et al. 2018). Studiando gli spettri in ottico dal 1954 si nota che la galassia si trova in un periodo molto luminoso per alcuni anni fino al 1962, per poi decadere per un breve periodo. Infatti, nel 1963 raggiunge il massimo livello di luminosità. Dopo questo periodo la galassia si trova in un basso stato di luminosità. Tra il 1982 e il 1991, studiando lo spettro della galassia, si registrano alcuni innalzamenti della luminosità per la riga $H\beta$ e il continuo ottico. Negli ultimi anni NGC 1566 si è risvegliata. Nel settembre del 2017, aumenta la propria luminosità sia nella banda ottica (Dai et al. 2018) sia in X (Parker et al. 2019). Nel 2018 passa da Seyfert 1.9 a Seyfert 1.2 (Oknyansky, Winkler et al. 2019). Nel 2019 ritorna al suo stato dormiente.

Durante queste transizioni si evidenziano cambiamenti nell'intensità delle righe larghe di emissione, nel continuo UV di Balmer e righe coronali di alta ionizzazione come il [Fe X] λ 6374. Il rapporto delle righe di Balmer $H\alpha/H\beta$ passa da ~ 2.6 durante il periodo di attività maggiore a ~ 6.2 durante il periodo di attività minore. Dallo studio dello spettro ottico della galassia Oknyansky et al. (2018) notano che la riga $H\beta$ è più brillante di [O III] (Fig. 2.3). Il rapporto tra le righe è di 4.2 ± 0.4 (secondo Winkler (1992) corrisponde ad una Sy 1.2). Un'altra caratteristica è la riga luminosa e larga di He II 4686 Å che negli spettri pubblicati in precedenza non è visibile. Inoltre la riga di emissione [Fe X] 6374 Å ha un flusso maggiore di [O I] 6300 Å. NGC 1566, negli anni, ha mostrato diversi cicli di variabilità. Molto probabilmente questo AGN, tra il 1963 e il 2018, subisce altri cambiamenti, ma a causa di una copertura spettrale non completa in questo periodo, non si scopre questa variazione. Oknyansky et al. (2018) concludono che questi eventi sono quasi-periodici con un tempo scala pari a circa 26 anni. Sostengono, inoltre, che la durata dei cicli e la continua variabilità potrebbero essere causati da forze mareali. Ma questi fenomeni sono molto rari ed è insolito che ciò accada più volte. Un'altra ipotesi che viene proposta è che questo fenomeno è probabilmente causato dalla luminosità maggiore che porta alla sublimazione della polvere, che blocca in precedenza la BLR, lungo la linea di vista.

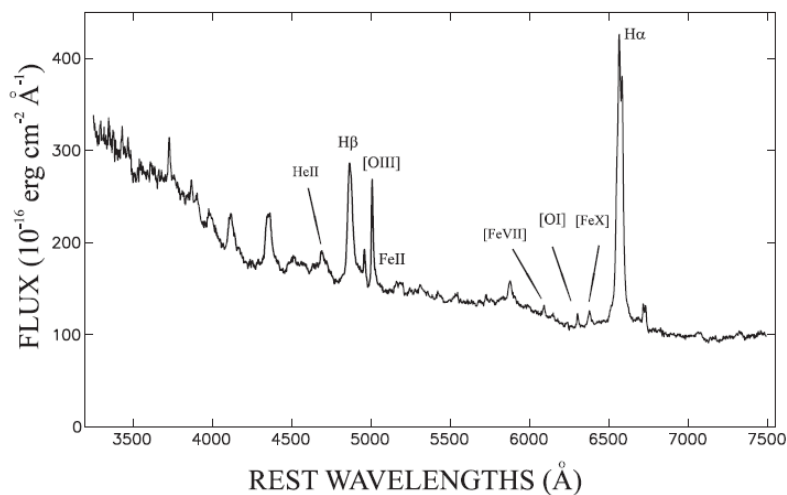


Figura 2.3: Lo spettro di NGC 1566 ottenuto dopo la sottrazione dello spettro stellare (Oknyansky et al. 2018)

2.1.4 NGC 1365

NGC 1365 è una galassia a spirale Seyfert di tipo 1.8 (Maiolino & Rieke 1995b) con un mezzo di assorbimento gassoso che oscura il disco di accrescimento interno. Viene classificata come CL-AGN a causa della transizione tra *Compton-thin* ($N_H < 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) a *Compton-thick* ($N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$). La frazione di galassia che viene oscurata varia tra $\sim 10\%$ e $\sim 95\%$ durante le “eclissi”, che hanno una durata di 40 – 70 *ks* (Maiolino et al. 2010). Sono più probabili le occultazioni *Compton-thin*. Quindi il gas lungo la linea di vista avrà per la maggior parte una densità di colonna pari a $N_H \leq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$. Nello spettro si identificano diverse caratteristiche spettrali dei raggi X, come il *Compton-hump* e la riga del ferro. Da entrambi i lati della galassia si osserva un debole jet radio. Dallo spettro si può osservare la riga del [O III] (Storchi-Bergmann & Bonatto 1991). Mentre si trova nello stato di disco sottile, nello spettro si possono notare forti righe di assorbimento blue-shiftate, a velocità pari a $\sim 3000 \text{ km s}^{-1}$ come le righe di Balmer $H\alpha$ e $H\beta$ a causa del Fe XXV e le righe $Ly\alpha$ e $Ly\beta$ a causa del Fe XXVI (Risaliti et al. 2005; Brenneman et al. 2013). NGC 1365 mostra caratteristiche spettrali che possono essere legate sia da un diverso oscuramento della sorgente, sia da cambiamenti intrinseci. Connolly et al. (2014) studiano la variabilità in X del CL-AGN ipotizzando che potrebbe essere causata da un cambiamento del tasso di accrescimento. Mondal et al. (2022) applicano un modello di accrescimento-espulsione per poter comprendere meglio i processi fisici della galassia. Durante il periodo di osservazione scoprono che i tassi di accrescimento e la grandezza della corona dinamica cambiano in modo significativo. La corona variabile modifica la luminosità che si riscontra studiando la densità di colonna dell'idrogeno. A causa del basso tasso di accrescimento si osservano forti righe di assorbimento e densità di colonna di idrogeno molto alte.

2.1.5 Mrk 590

Mrk 590 è una galassia tipo Seyfert attualmente classificata di Tipo 1. Tra il 1973 e il 1989 muta dal Tipo 1.5 al Tipo 1, per poi cambiare nuovamente classificazione al Tipo 1.9-2 durante il 1996 e il 2013 (Fig. 2.4). Studi dell'osservatorio MDM rivelano che dallo spettro di Mrk 590 sono scomparse le righe larghe della serie di Balmer. In particolare manca la riga $H\beta$, mentre si trova ancora una componente

larga molto debole di $H\alpha$. Il flusso del continuo in ottico cambia drasticamente: tra il 1973 e il 1989 aumenta di un ordine la propria magnitudine; tuttavia tra il 1996 e il 2013 diminuisce di 2-3 ordini di magnitudine (Denney et al. 2014). Questi cambiamenti possono essere spiegati da un modello della fotoionizzazione

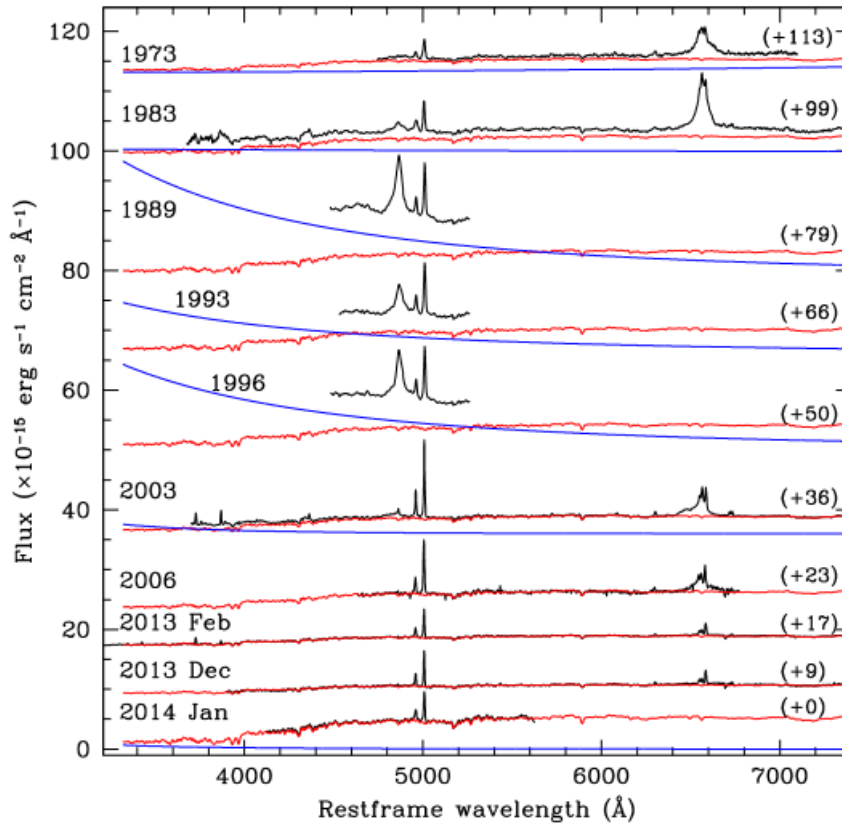


Figura 2.4: Raccolta di spettri di Mrk 590 dal 1973 al 2013. La curva nera mostra lo spettro osservato e la curva rossa mostra un modello di componente stellare uguale per tutti gli spettri. La curva blu è un fit della legge di potenza che è stato aggiunto negli spettri in cui la componente stellare è più debole rispetto al continuo

della BLR (Korista & Goad 2004): le larghezze equivalenti e la sensibilità delle righe di ricombinazione in ottico variano in base al flusso del continuo incidente. Korista & Goad (2004) scoprono che gli effetti della profondità ottica entro la BLR influenzano la sensibilità delle righe della serie di Balmer, portando ad un aumento o ad un appiattimento delle righe larghe di Balmer in base alle condizioni del continuo. Queste variazioni del flusso relative alle righe larghe sono legate ad

un cambiamento drastico del flusso del continuo del AGN. La particolarità è la scomparsa della riga $H\beta$, che in passato aveva delle larghezze equivalenti pari a $\sim 20 - 60 \text{ \AA}$. Il calo in emissione della BLR e dei raggi UV e X indica un decremento della luminosità totale, quindi un cambiamento nel tasso di accrescimento non dovuto ad una differente oscurazione. Il modello Peterson et al. (2004) basato sulla massa del buco nero e *Full Width at Half Maximum* (FWHM) delle righe, si può ricavare il tempo-scala dinamico della BLR usando l'emissione di $H\beta$, che è di circa 8 anni. Per questo modello il mezzo otticamente spesso, in grado di occultare la *Broad Line Region* può solo esistere al di fuori del raggio del disco di sublimazione e di conseguenza dovrebbe avere un tempo-scala maggiore. Tuttavia, in Mrk 590 la riga larga di $H\beta$ è cambiata in un periodo inferiore a 10 anni. Infatti, secondo Denney et al. (2014) la transizione della galassia non è dovuta all'oscuramento della linea di vista. Il mezzo oscurante dovrebbe coprire sia la linea di vista tra noi e la sorgente, sia la regione tra la sorgente e la NRL, per causare la variazione del continuo ottico e l'emissione delle righe della NLR, come [O III], e della BLR. Questo fenomeno è molto improbabile. L'ipotesi più probabile che propongono è che il cambio di luminosità sia causato da una variazione del tasso di accrescimento. Dalle nuove osservazioni di *Chandra* e *HST* del 2014 si evince come Mrk 590 stia cambiando nuovamente il proprio aspetto (Mathur et al. 2018). Sono riemersi degli *soft excess*, generati attraverso *thermal comptonization*, cioè quando fotoni subiscono l'effetto Compton attraverso il plasma termico. Inoltre, nello spettro si rileva anche la riga larga di emissione del Mg II. Questo viene anche confermato dallo spettro MUSE ottenuto da Raimundo et al. (2019) nel 2017. Si nota una forte componente larga delle righe di Balmer, che conferma la ricomparsa della BLR. Mrk 590 sta diventando nuovamente di Tipo 2. Però la galassia è meno luminosa rispetto agli anni novanta. Nel 2017 Raimundo et al. (2019) calcolano un flusso totale a 5100 \AA , pari a $F = 4.5 \cdot 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, mentre nel 1996 è $F \sim 8 \cdot 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ (Denney et al. 2014).

2.1.6 Mrk 1018

Entro un periodo di 40 anni, Mrk 1018 passa da Tipo 1.9 a Tipo 1, per tornare infine a Tipo 1.9. In uno dei primi spettri, ottenuti nel 1974 (Markarian et al.

1977), si osserva la riga larga di emissione $H\alpha$, mentre $H\beta$ non è visibile. Quest'ultima è stata rilevata per la prima volta intorno al 1984 (Cohen et al. 1986) e la galassia cambia classificazione. Nel 2015 ritorna ad essere di Tipo 1.9 (Fig. 2.5). Kim et al. (2018) analizzano la variabilità dell'attività di Mrk 1018 tracciando il flusso di $H\beta$, visto che questa riga è visibile nello spettro quando aumento l'attività del nucleo galattico attivo. Visto che non hanno un valore assoluto del flusso per $H\beta$ studiano il rapporto delle righe $[O III]/H\beta$. Inoltre, si assume che il flusso della riga proibita del $[O III]$ non cambi durante questo periodo. Infatti il tempo è troppo breve affinché i cambiamenti nel flusso si riflettano fino alla NLR. Dallo studio del rapporto tra le righe si scopre che l'intensità di $H\beta$ aumenta circa di 10 volte tra il 1979 e il 1984 e diminuisce circa di 8 volte tra il 2010 e il 2015. Studiando le variazioni in flusso in ottico e in X, si ipotizza che un decremento del

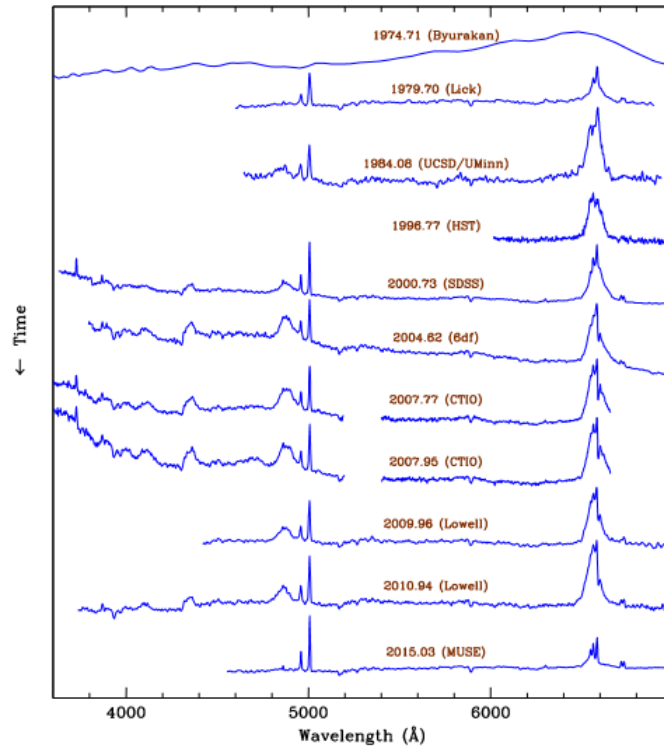


Figura 2.5: Raccolta di alcuni spettri di Mrk 1018 dal 1974 al 2015. Si può osservare come cambiano le righe $H\alpha$ e $H\beta$: inizialmente sono strette, poi si allargano e infine tornano di nuovo strette

tasso di accrescimento determina la causa della variabilità di Mrk 1018 (McElroy

et al. 2016; Husemann et al. 2016; LaMassa, Yaqoob & Kilgard 2017). L'andamento della luminosità e del flusso delle righe di Mrk 1018, osservata per i primi 30 anni, esclude l'ipotesi dell'implicazione di forze mareali (TDE) (McElroy et al. 2018). Questo fenomeno prevede un aumento drastico della luminosità. Noda & Done (2018) propongono che la variabilità di Mrk 1018 sia legata alla scomparsa temporanea della corona calda.

2.2 Possibili meccanismi che spieghino il fenomeno di CL-AGN

Le cause di questi fenomeni sono ancora oggetto di ampio dibattito. I tempi scala di questi fenomeni variano da mesi a anni, Ci sono diverse ipotesi che provano a trovare la causa di questi fenomeni. I tempi scala di questi fenomeni variano da mesi ad anni. Una prima teoria riguarda il meccanismo dell'oscuramento. In base a come il toro *clumpy* si sposta lungo la linea di vista nello spettro si potrebbe notare la comparsa o la scomparsa delle righe larghe di emissione oppure un cambiamento della densità di colonna, visto che questa viene sostenuta dal materiale assorbente presente nel toro (Goodrich 1989). Tuttavia, il movimento del toro oscurante non è in grado di spiegare tutti i diversi tipi di AGN. Per esempio, si notano cambiamenti in IR, dove l'oscuramento non dovrebbe essere importante (Sheng et al. 2017; Stern et al. 2018). Inoltre, ci sono alcuni AGN che hanno un assorbimento intrinseco molto basso (McElroy et al. 2016) ed altri, invece, che hanno un basso livello di eccitazione (Hutsemékers et al. 2019). Il fenomeno più estremo che si può osservare in Changing-look AGN sono i *Quasi-Periodic Eruptions* (QPE) scoperti recentemente da Miniutti et al. (2019) e Giustini et al. (2020). Le caratteristiche spettrali durante gli *outburst* di QPE regolari non possono essere causati da un cambiamento dell'oscuramento. Un'altra ipotesi più acclamata è che cambiamenti intrinseci della sorgente centrale possono causare questi fenomeni. I cambiamenti intrinseci influenzano l'aspetto dei raggi X e della BLR. Questi cambiamenti possono essere legati ad eventi di forze mareali o a modifiche spontanee del flusso di accrescimento. Questi fenomeni potrebbero essere legati ad una variazione intrinseca del motore centrale del AGN. Secondo Noda

& Done (2018) un cambiamento istantaneo del tasso di accrescimento del buco nero potrebbe causare una trasformazione negli AGN. Liu et al. (2019) studiano l'evoluzione spettrale in X e in ottico di un campione di 15 CL-AGN per provare a comprenderne i meccanismi fisici. Notano che l'indice dei fotoni in X, Γ , e la luminosità in X *Eddington-scaled*, $L_{2-10\text{keV}}/L_{\text{Edd}}$ si sposta negativamente o positivamente da un valore critico pari a 10^{-3} facendo ipotizzare un collegamento con il cambiamento dell'accrescimento dei CL-AGN. La correlazione tra l'indice spet-

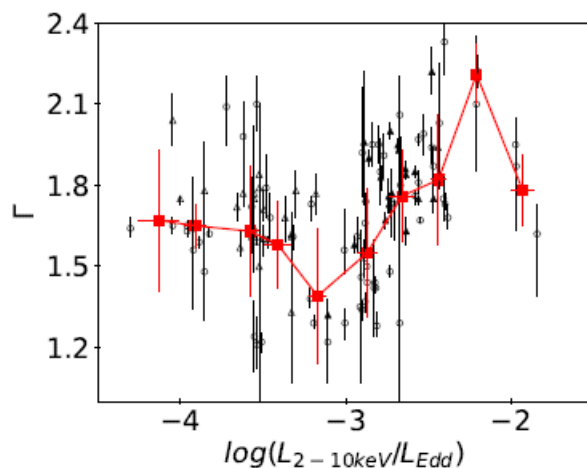


Figura 2.6: Relazione $\Gamma - L_{2-10\text{keV}}/L_{\text{Edd}}$ per il campione di CL-AGN considerato. I triangoli neri, i triangoli bianchi, i cerchi bianchi rappresentano rispettivamente i CL-AGN osservati con righe larghe di emissione, senza righe larghe di emissione e di tipo incerto. I quadrati rossi corrispondono al valore medio ad un determinato bin. (Liu et al. 2019)

trale in X e la luminosità di Eddington può essere positiva o negativa. I CL-AGN con righe larghe di emissione rimangono dalla parte positiva, mentre quelli che mostrano righe strette di emissione hanno un rapporto negativo (Fig. 2.6). Visto che la luminosità in X proviene principalmente da flussi di accrescimento vicini all'orizzonte del buco nero, si crede che una transizione del modo di accrescere del SMBH causi le diverse correlazioni positive e negative. La relazione negativa è legata a ADAF, dove la profondità ottica, che viene ionizzata per effetto Compton, aumenta al crescere del tasso di accrescimento che porterà ad uno spettro in X più forte (Gu & Cao 2008; Yuan & Narayan 2014; Yang et al. 2015). Se invece il rapporto è più grande del valore critico, si formeranno *clumps* freddi o un disco freddo

interno che si incorpora con il flusso di accrescimento caldo (Cao 2009; You et al. 2012; Qiao & Liu 2013; Yang et al. 2015). In questo caso, l'efficienza radiativa del flusso di accrescimento aumenterà e sul disco freddo si condenserà il plasma caldo. Lo spettro osservato in X sarà meno energetico al diminuire della profondità ottica della corona. Un'altra particolarità degli spettri sono i cambiamenti rapidi nell'ampiezza. Potrebbero essere legati a TDE se vengono osservati in un solo evento, mentre se accade con più frequenza non può più esserne il motivo. Sniegowska et al. (2020) propongono un modello per spiegare gli *outburst* regolari. La pressione di radiazione tra il disco di accrescimento esterno dominato dal gas e tra il flusso caldo interno ADAF potrebbe essere la responsabile di queste oscillazioni periodiche. GSN 069, una galassia Seyfert di piccola massa, è un esempio di una sorgente che presenta *Quasi-Periodic Eruptions* (QPE) della durata di circa 9 ore (Miniutti et al. 2019). I QPE si presentano come burst rapidi e molto ampie nei raggi soft X (Fig. 2.7). Queste rapide oscillazioni periodiche potrebbero essere legate a delle instabilità di pressione della radiazione nella zona di transizione tra ADAF e il disco sottile esterno (Sniegowska et al. 2020; Pan et al. 2021). Nel 2010 la luminosità nucleare aumenta, per poi decadere lentamente. Durante la fase di decadimento, nel 2018, si osservano oscillazioni rapide molto ampie con un periodo di circa 9 ore. Questo fenomeno è stato nuovamente osservato un anno dopo. La natura delle oscillazioni non è ancora chiara, ma osservandone lo spettro si nota un legame con la formazione della corona.

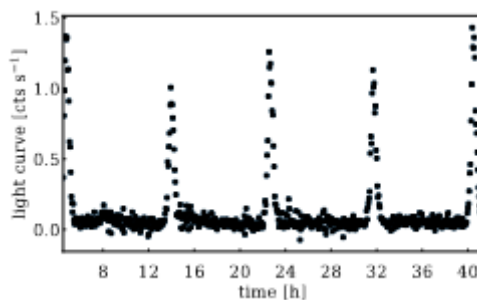


Figura 2.7: Il contributo del disco di GSN 069 in $0.2 - 2 \text{ keV}$ da Miniutti et al. (2019)

Capitolo 3

2MASX J04130709-0050165

In questa tesi abbiamo studiato gli spettri raccolti della galassia 2MASX J04130709-0050165, un AGN che come vedremo è passato da Tipo 1 a Tipo 2. In particolare abbiamo analizzato i seguenti spettri:

- Spettro ottenuto il 29/12/2021 con il telescopio NOT (*Nordic Optical Telescope*) a La Palma (Isole Canarie, Spagna), utilizzando lo strumento ALFOSC (*Alhambra Faint Object Spectrograph and Camera*) in combinazione con il grism 7 e la slit da 1". Lo spettro copre l'intervallo 3670 – 7150 Å, con una risoluzione di 7.5 Å. Il tempo di esposizione è stato di 3×300 sec. (Fig 3.1)
- Spettro ottenuto il 12/01/2021 con il telescopio NTT (*New Technology Telescope*) a La Silla (Cile), utilizzando lo strumento EFOSC2 (*ESO Faint Object Spectrograph and Camera*) in combinazione con il grism 8 e la slit da 1". Lo spettro copre l'intervallo 4300 – 6300 Å, con una risoluzione di 7.5 Å. Il tempo di esposizione è stato di 3×1200 sec. (Fig 3.2)
- Spettro estratto dalla survey 6dF (*Six-degree Field*) e calibrato in flusso. Lo spettro è stato ottenuto il 10/10/2004 con il telescopio UK Schmidt Telescope a Siding Spring (Australia). Lo spettro copre l'intervallo 3760 – 7240 Å, con una risoluzione di 5.5 Å. (Fig 3.3)

I tre spettri hanno range spettrali diversi. Per poter confrontare e paragonare le

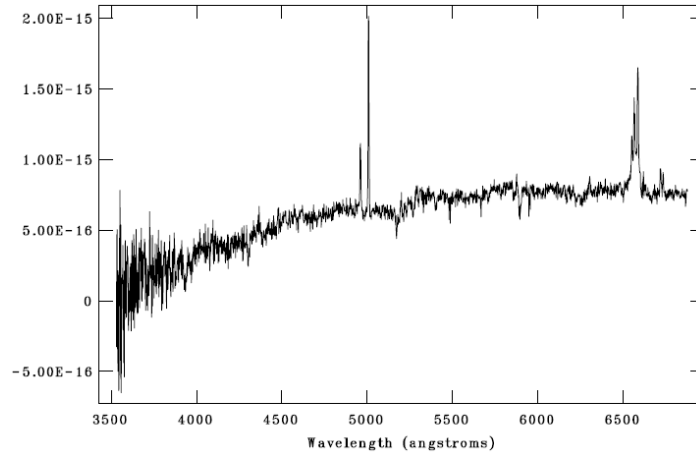


Figura 3.1: Spettro del 29/12/2021. Flusso in unità $erg s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

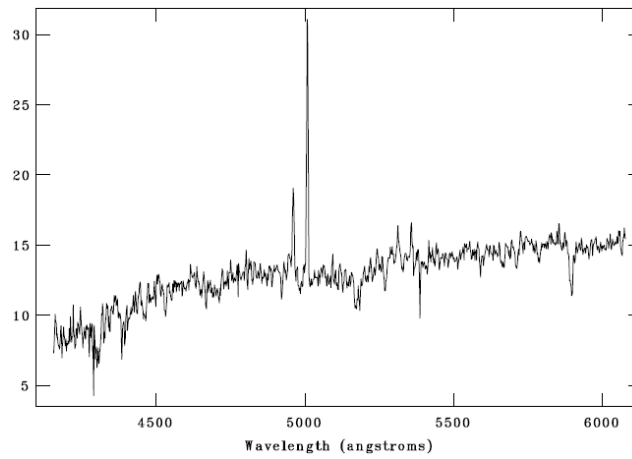


Figura 3.2: Spettro del 12/01/2021. Flusso in unità $10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

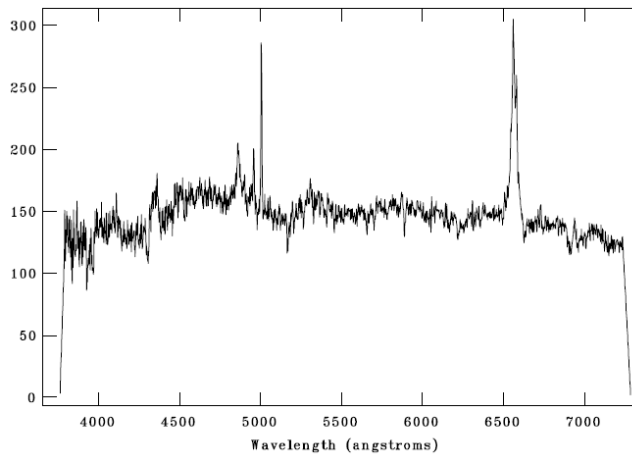


Figura 3.3: Spettro del 10/10/2004. Flusso in unità $10^{-17} erg s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

righe spettrali in modo opportuno bisogna riportare gli spettri a redshift $z = 0$. Il terzo spettro è già stato riportato a redshift $z=0$. Con il comando `splot` e il tasto `u` su `IRAF` si possono shiftare gli spettri a $z=0$. Come riga spettrale di riferimento abbiamo scelto la riga proibita dell'ossigeno. Infatti la riga di emissione [O III] $\lambda 5007$ è emessa dalla NLR e dovrebbe rimanere costante durante l'intervallo di tempo in cui sono acquisiti gli spettri (come si può osservare dagli spettri di Mrk 1018). Dagli spettri riportati nelle figure 3.1, 3.2 e 3.3 si nota che i flussi per ogni spettro sono differenti. Il flusso degli spettri sono rispettivamente in unità di $erg s^{-1} cm^{-2} \text{\AA}^{-1}$, $10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} \text{\AA}^{-1}$ e $10^{-17} erg s^{-1} cm^{-2} \text{\AA}^{-1}$. Se si confrontano ora gli spettri si può notare che la riga proibita dell'ossigeno sembra che sia rimasta costante in tutti e tre spettri. Inoltre la riga di $H\beta$ non è facilmente distinguibile nei due spettri più recenti, mentre è visibile nello spettro del 10/10/2004. Oltre a ciò è anche cambiata la pendenza del continuo. Nella figura 3.4 si riportano i tre spettri.

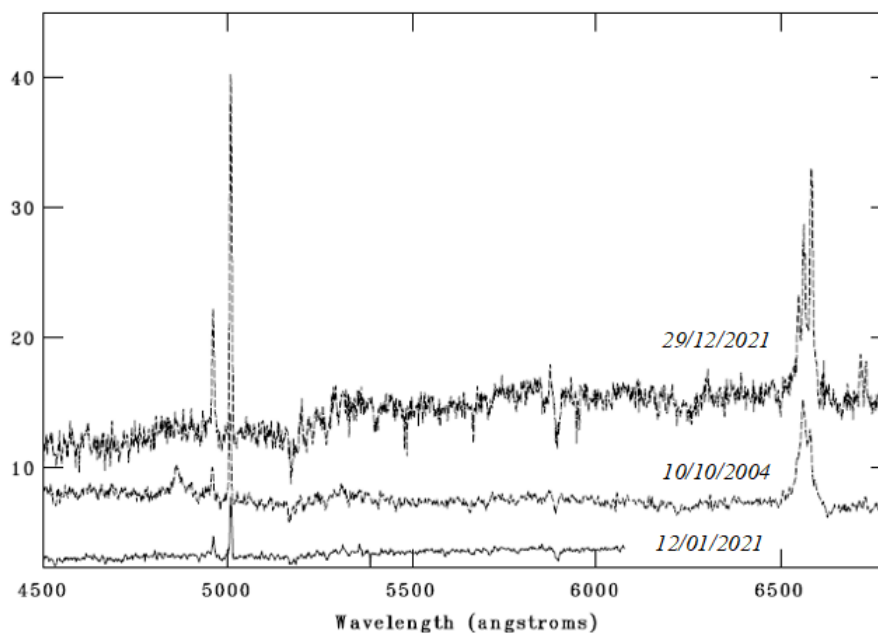


Figura 3.4: Spettri traslati nell'asse Y (flusso) per evitare sovrapposizioni. Gli spettri presi in ordine dall'alto corrispondono allo spettro del 29/12/2021, spettro della survey 6dF del 10/10/2004 e spettro del 12/01/2021. Flusso in $10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} \text{\AA}^{-1}$

Analizziamo ora alcune righe dello spettro. Vogliamo vedere se la riga [O III] è

rimasta davvero costante in tutti tre gli spettri e se e come sono cambiate le righe dell'idrogeno della serie di Balmer. Si possono ottenere diversi parametri delle righe facendo un fit con una curva gaussiana. Per tutti e tre gli spettri si sono prese in considerazione le righe [O III] $\lambda 4959$ e [O III] $\lambda 5007$. Le righe selezionate vengono interpolate con il comando `splot` e il tasto `k`. Questo comando calcola il miglior fit e restituisce i parametri della riga: lunghezza d'onda centrale, flusso, larghezza equivalente (*Equivalent Width EW*) e larghezza a metà altezza (*Full Width at Half Maximum FWHM*). Visto che le righe del doppietto dell'ossigeno appartengono a transizioni dello stesso livello di arrivo, per essere più precisi abbiamo effettuato il fit 5 volte in modo da poter calcolare il valore medio dei parametri e la deviazione standard come errore. Si ottengono anche gli stessi risultati utilizzando il comando `d` (`deblending`) di `splot`. Questo comando permette di fare un fit con più gaussiane aventi la stessa FWHM. Anche questo comando riporta i parametri della riga che è stata fittata. I dati sono raccolti nella tabella 3.1 e 3.2 e la figura 3.5 mostra i fit delle righe [O III].

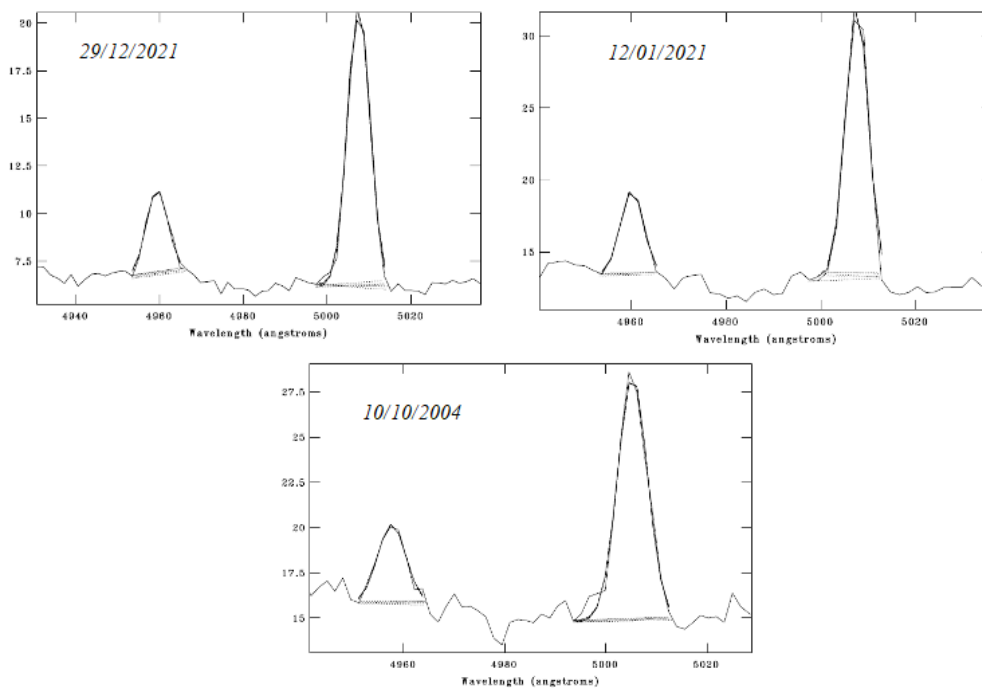


Figura 3.5: Fit delle righe [O III]. Flusso in $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

Spettro	λ centrale	Flusso	EW	FWHM
29/12/2021	4959.36 ± 0.01	27.99 ± 0.98	-4.06 ± 0.19	5.90 ± 0.12
	5007.48 ± 0.03	97.03 ± 1.24	-15.55 ± 0.43	6.14 ± 0.05
12/01/2021	4960.10 ± 0.01	34.45 ± 0.68	-2.55 ± 0.06	5.40 ± 0.07
	5007.62 ± 0.02	111.09 ± 2.16	-8.31 ± 0.28	5.31 ± 0.07
10/10/2004	4957.60 ± 0.03	29.76 ± 0.86	-1.88 ± 0.06	6.38 ± 0.11
	5005.27 ± 0.01	98.61 ± 0.86	-6.61 ± 0.08	6.81 ± 0.04

Tabella 3.1: Media con errore dei valori ottenuti dai 5 fit interpolando il doppietto di [O III] con una gaussiana utilizzando il comando `k`. Flusso in $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$.

Spettro	λ centrale	Flusso	EW	FWHM
29/12/2021	4959.37	28.17	-4.10	5.91
	5007.49	97.18	-15.60	6.14
12/01/2021	4960.09	34.19	-2.53	5.37
	5007.63	114.83	-8.78	5.42
10/10/2004	4957.59	29.98	-1.89	6.43
	5005.21	97.93	-6.54	6.77

Tabella 3.2: Valori ottenuti interpolando il doppietto di [O III] con il comando `deblending`. Flusso in $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$.

Dai dati raccolti notiamo che il flusso della riga [O III] $\lambda 5007$ e [O III] $\lambda 4959$ è aumentato nello spettro del 12/01/2021 per poi tornare al valore iniziale. Probabilmente questo aumento è dovuto a un possibile effetto di calibrazione o di *seeing* combinato con la larghezza della slit. La larghezza a metà altezza invece è rimasta pressapoco costante. Calcoliamo ora i parametri delle righe $\text{H}\alpha$ $\lambda 6563$, [N II] $\lambda 6548$ e [N II] $\lambda 6584$. Si possono confrontare solo i valori dello spettro del 29/12/2021 e quelli dello spettro del 10/10/2004. Lo spettro del 12/01/2021 ha un range spettrale minore e non si hanno informazioni per la riga. Usiamo il comando `splot` per lo spettro del 29/12/2021. Lo spettro del 10/10/2004 ha la componente larga e questo comando non permette di agire sui parametri per il fit delle righe. Usiamo il comando `ngaussfit` che consente di interpolare più gaussiane sovrapposte. Questo comando non fornisce in output il flusso della riga ma i parametri

della gaussiana: ampiezza (A), centro e FWHM. Il flusso (F) si ricava tramite la formula seguente [$erg s^{-1} cm^{-2}$]:

$$F = 1.064467 \cdot A \cdot FWHM \quad (3.1)$$

Di seguito vengono riportati i fit delle righe, e i valori restituiti dopo aver interpolato le righe con una gaussiana avendo tenuto la FWHM fissa per ogni riga (figura 3.6 e tabella 3.2). In figura 3.7 riportiamo i profili sovrapposti per vedere come cambiano le righe $H\alpha$ - [N II].

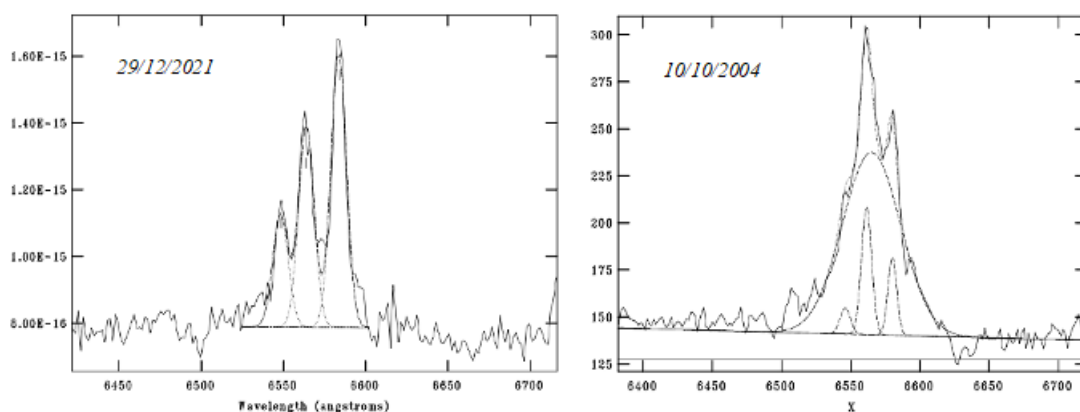


Figura 3.6: Fit delle righe $H\alpha$ -[N II]. Flusso dello spettro 29/12/2021 in $erg s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$ e flusso dello spettro del 10/10/2004 in $10^{-17} erg s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

Spettro	Riga	λ centrale	Flusso	FWHM
29/12/2021	[N II]	6549.38 ± 0.02	33.31 ± 1.76	7.57 ± 0.18
	$H\alpha$	6563.75 ± 0.03	57.32 ± 2.06	7.57 ± 0.18
	[N II]	6583.96 ± 0.01	78.23 ± 2.17	7.57 ± 0.18
10/10/2004	[N II]	6546.00	12.82	8.60
	$H\alpha$ -narrow	6561.38	62.48	8.60
	$H\alpha$ -broad	6565.02	510.61	49.49
	[N II]	6580.00	32.81	7.33

Tabella 3.3: Valori ottenuti dalle interpolazioni delle righe di $H\alpha$ e [N II] con una gaussiana. Flusso in $10^{-16} erg s^{-1} cm^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

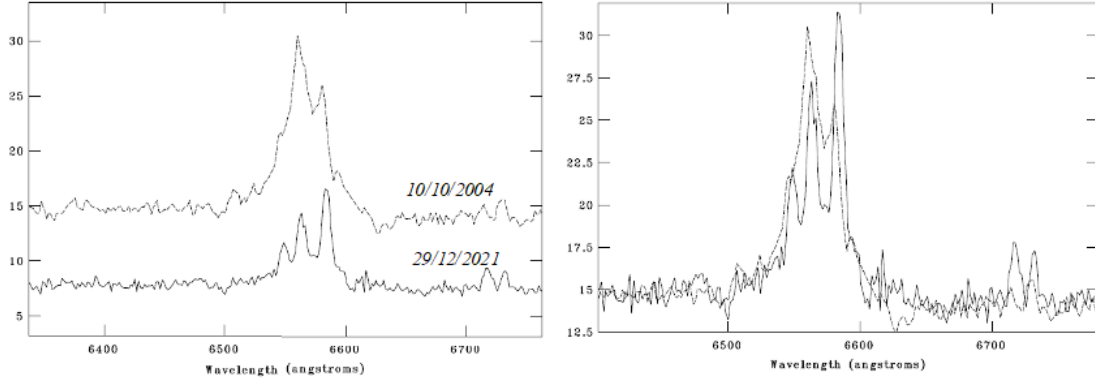


Figura 3.7: *Sinistra*: Spettri traslati nell'asse Y (flusso) per evitare sovrapposizioni. *De-stra*: Spettri sovrapposti dove la linea continua corrisponde allo spettro del 29/12/2021, mentre la riga tratteggiata corrisponde allo spettro del 10/10/2004. Flusso in $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

Per lo spettro del 10/10/2004 non ci sono errori legati alle misure, perché è necessario bloccare le FWHM delle tre righe strette e le posizioni dei loro centri. Osservando le figure si nota subito che la riga $H\alpha$ ha una forma diversa. Nello spettro del 10/10/2004 si osserva una riga $H\alpha$ molto larga e si distinguono vagamente le righe di $[\text{N II}]\lambda 6548$ e $[\text{N II}]\lambda 6584$. Mentre nello spettro ottenuto il 29/12/2021 si nota come la riga $H\alpha$ sia più stretta. Inoltre, si riconoscono entrambe le righe di $[\text{N II}]\lambda 6548$ e $[\text{N II}]\lambda 6584$. La componente larga della riga $H\alpha$ è scomparsa. Questo fatto conferma che 2MASX J04130709-0050165 è un Changing-Look AGN e cambia da galassia di Tipo 1 a Tipo 2. L'ultima riga da prendere in considerazione è $H\beta$ $\lambda 4861$. Nello spettro del 10/10/2004 si osserva la riga, mentre negli altri due spettri la riga non è distinguibile. Interpoliamo la riga $H\beta$ utilizzando il comando `splot`. Nella figura 3.8 sono riportati i fit della riga e nella tabella 3.4 sono raccolte le medie dei valori forniti in output dei 5 fit.

Spettro	λ centrale	Flusso	EW	FWHM
10/10/2004	4862.58 ± 0.09	97.03 ± 1.08	-6.02 ± 0.08	24.10 ± 0.16

Tabella 3.4: Medie e relativi errori dei valori ottenuti interpolando la riga $H\beta$ con il comando `splot`.

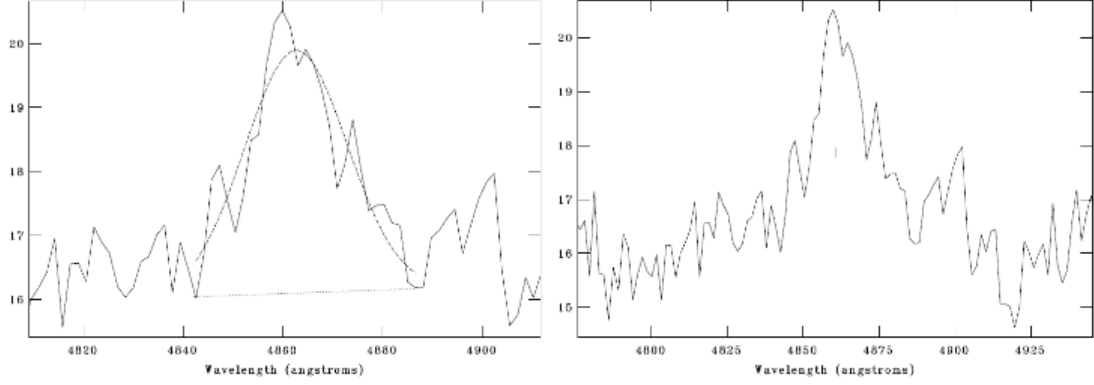


Figura 3.8: Fit della riga $H\beta$. Flusso in $10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$

Calcoliamo infine la velocità del gas. Per calcolare la velocità del gas è necessario conoscere la FWHM intrinseca di ogni riga, che si ottiene correggendo la FWHM osservata con la FWHM strumentale dello spettrografo, che dipende dalla risoluzione dello stesso. Appliciamo la seguente formula [\AA]:

$$FWHM_{intr} = \sqrt{FWHM_{oss}^2 - FWHM_{strum}^2} \quad (3.2)$$

La velocità si calcola tramite la seguente formula [$km \text{ s}^{-1}$]:

$$v = \frac{FWHM}{\lambda} \cdot c \quad (3.3)$$

Abbiamo corretto la FWHM per ogni riga, tranne che per lo spettro del 29/12/2021 e le righe di [O III]. Il fit dà un valore della FWHM osservata minore del valore strumentale, cioè $FWHM < 450 \text{ km s}^{-1}$. Abbiamo usato i valori dei fit dalla Tabella 3.1. Le velocità delle righe del doppietto del [O III] rimangono abbastanza costanti nel tempo con valori tra 320 e 420 $km \text{ s}^{-1}$. Nello spettro del 10/10/2004 la velocità di [O III] è maggiore, per poi diminuire nel 12/01/2021 e in seguito aumentare di nuovo nello spettro del 29/12/2021. Anche in questo caso queste fluttuazioni dipendono dal fit. Queste velocità sono tipiche della *Narrow Line Region*. La velocità di $H\beta$ si aggira intorno a 1500 $km \text{ s}^{-1}$. La velocità della componente stretta di $H\alpha$ è 302 $km \text{ s}^{-1}$, mentre quella della componente larga è pari a 2250 $km \text{ s}^{-1}$. Le velocità di $H\beta$ e della componente larga di $H\alpha$ sono tipiche

della *Broad Line Region*. Nel 2004 2MASX J04130709-0050165 era una Seyfert intermedia, probabilmente di Tipo 1.5-1. Dagli spettri del 2021 risulta essere una Seyfert di Tipo 2.

Riga	Velocità ($km\ s^{-1}$)		
	29/12/2021	12/01/2021	10/10/2004
H β λ 4861			1447 \pm 10
[O III] λ 4959	357 \pm 7	326 \pm 4	386 \pm 7
[O III] λ 5007	368 \pm 3	318 \pm 4	408 \pm 3
[N II] λ 6548	346 \pm 8		303
H α λ 6563	346 \pm 8		
H α -n λ 6563			302
H α -b λ 6563			2246
[N II] λ 6584	344 \pm 8		221

Tabella 3.5: Valori delle velocità con i relativi errori.

Capitolo 4

Conclusioni

In questa tesi si è trattato delle diverse proprietà spettroscopiche dei Changing-Look AGN. I Changing-Look AGN, sono AGN, che cambiano la forma dello spettro in tempi scala molto brevi, da anni ad una decina di anni. Nello spettro si può notare la comparsa o la scomparsa della componente larga delle righe $H\alpha$ e $H\beta$. Questi particolari AGN possono passare da Tipo 1 a tipi intermedi, Tipo 1.8 e 1.9, fino a diventare di Tipo 2 o viceversa. Per spiegare il meccanismo di questi fenomeni sono stati presentati diversi modelli. Questo fenomeno potrebbe essere causato da una variabilità nell'oscuramento del nucleo galattico attivo oppure da un cambiamento intrinseco del AGN, come un aumento o un calo del tasso di accrescimento del buco nero. Si continuano a studiare questi fenomeni.

In particolare, per vedere come cambia lo spettro di un CL-AGN si è presa come esempio la galassia 2MASX J04130709-0050165. Di questa galassia si sono confrontati tre spettri presi in periodi differenti. Lo spettro meno recente è estratto dalla survey 6dF (2004), mentre gli altri due sono stati ottenuti nel 2021. Dallo studio di questi spettri si conclude che la galassia ha cambiato la propria classificazione da Tipo 1 a Tipo 2. Infatti, cambia la pendenza del continuo e soprattutto sono sparite le righe larghe della *Broad Line Region*. La velocità della componente larga di $H\alpha$ è pari a 2250 km s^{-1} . La velocità calcolata per $H\alpha$ nello spettro del 29/12/2021 è pari a 350 km s^{-1} .

I Changing-Look AGN potrebbero cambiare il proprio spettro più volte in poco tempo. Per poter capire al meglio la variabilità di queste galassie e i possibili meccanismi che causano questo fenomeno è necessario un frequente e costante monitoraggio di questi particolari nuclei galattici attivi.

Bibliografía

- [1] ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. *Annual review of astronomy and astrophysics* 31, 1 (1993), 473–521.
- [2] BECKMANN, V., AND SHRADER, C. R. The agn phenomenon: open issues. *arXiv preprint arXiv:1302.1397* (2013).
- [3] BIANCHI, S., MAINIERI, V., AND PADOVANI, P. Active galactic nuclei and their demography through cosmic time. *arXiv preprint arXiv:2203.16846* (2022).
- [4] BRENNEMAN, L., RISALITI, G., ELVIS, M., AND NARDINI, E. An examination of the spectral variability in ngc 1365 with suzaku. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 429, 3 (2013), 2662–2676.
- [5] DENNEY, K., DE ROSA, G., CROXALL, K., GUPTA, A., BENTZ, M., FAUSNAUGH, M., GRIER, C., MARTINI, P., MATHUR, S., PETERSON, B., ET AL. Agn type-casting: Mrk 590 no longer fits the role. *arXiv preprint arXiv:1404.4879* (2014).
- [6] HECKMAN, T. M., AND BEST, P. N. The coevolution of galaxies and supermassive black holes: insights from surveys of the contemporary universe. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 52 (2014), 589–660.
- [7] KIM, D.-C., YOON, I., AND EVANS, A. Recoiling supermassive black hole in changing-look agn mrk 1018. *The Astrophysical Journal* 861, 1 (2018), 51.
- [8] LÓPEZ-NAVAS, E., MARTÍNEZ-ALDAMA, M., BERNAL, S., SÁNCHEZ-SÁEZ, P., ARÉVALO, P., GRAHAM, M. J., HERNÁNDEZ-GARCÍA, L.,

- LIRA, P., AND ROJAS LOBOS, P. Confirming new changing-look agns discovered through optical variability using a random forest-based light-curve classifier. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters* 513, 1 (2022), L57–L62.
- [9] MANDAL, A. K., SCHRAMM, M., RAKSHIT, S., STALIN, C., VIJARNWANNALUK, B., RUJOPAKARN, W., POSHYACHINDA, S., KOUPRIANOV, V. V., HAISLIP, J. B., REICHAERT, D. E., ET AL. Changing look agn mrk 590: broad-line region and black hole mass from photometric reverberation mapping. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 508, 4 (2021), 5296–5309.
- [10] MATHUR, S. U., DENNEY, K., GUPTA, A., VESTERGAARD, M., DE ROSA, G., KRONGOLD, Y., NICASTRO, F., COLLINSON, J., GOAD, M., KORISTA, K., ET AL. The changing-look quasar mrk 590 is awakening. *The Astrophysical Journal* 866, 2 (2018), 123.
- [11] MCELROY, R., HUSEMANN, B., CROOM, S., DAVIS, T., BENNERT, V. N., BUSCH, G., COMBES, F., ECKART, A., PEREZ-TORRES, M., POWELL, M., ET AL. The close agn reference survey (cars)-mrk 1018 returns to the shadows after 30 years as a seyfert 1. *Astronomy & Astrophysics* 593 (2016), L8.
- [12] MONDAL, S., ADHIKARI, T. P., HRYNIEWICZ, K., STALIN, C., AND PANDEY, A. Variable mass accretion and failed wind explain changing look phenomena in ngc 1365. *arXiv preprint arXiv:2204.02133* (2022).
- [13] NETZER, H. Revisiting the unified model of active galactic nuclei. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 53 (2015), 365–408.
- [14] OKNYANSKY, V. Changing looks of the nucleus of the seyfert galaxy ngc 1566 compared with other changing-look agns. *Astronomische Nachrichten* 343, 1-2 (2022), e210080.
- [15] OKNYANSKY, V., GASKELL, C., HUSEYNOV, N., LIPUNOV, V., SHATSKY, N., TSYGANKOV, S., GORBOVSKOY, E., MIKAILOV, K. M., TATARNIKOV, A., BUCKLEY, D., ET AL. The curtain remains open: Ngc 2617 continues

- in a high state. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 467, 2 (2017), 1496–1504.
- [16] OKNYANSKY, V., WINKLER, H., TSYGANKOV, S., LIPUNOV, V., GORBOVSKOY, E., VAN WYK, F., BUCKLEY, D., AND TYURINA, N. New changing look case in ngc 1566. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 483, 1 (2019), 558–564.
- [17] OKNYANSKY, V. L., MALANCHEV, K. L., AND GASKELL, C. M. Changing-look narrow-line seyfert 1s? *arXiv preprint arXiv:1810.08844* (2018).
- [18] PADOVANI, P., ALEXANDER, D., ASSEF, R., DE MARCO, B., GIOMMI, P., HICKOX, R., RICHARDS, G., SMOLČIĆ, V., HATZIMINAOGLOU, E., MAINIERI, V., ET AL. Active galactic nuclei: what’s in a name? *The Astronomy and Astrophysics Review* 25, 1 (2017), 1–91.
- [19] PAN, X., LI, S.-L., CAO, X., MINIUTTI, G., AND GU, M. A disk instability model for the quasi-periodic eruptions of gsn 069. *The Astrophysical Journal Letters* 928, 2 (2022), L18.
- [20] RAIMUNDO, S., VESTERGAARD, M., KOAY, J., LAWTHOR, D., CASASOLA, V., AND PETERSON, B. Muse observations of a changing-look agn–i. the reappearance of the broad emission lines. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 486, 1 (2019), 123–140.
- [21] RAMOS PADILLA, A. F., WANG, L., MALEK, K., EFSTATHIOU, A., AND YANG, G. The viewing angle in agn sed models: a data-driven analysis. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 510, 1 (2022), 687–707.
- [22] SHAPOVALOVA, A., POPOVIĆ, L., BURENKOV, A., CHAVUSHYAN, V., ILIĆ, D., KOVAČEVIĆ, A., BOCHKAREV, N., AND LEÓN-TAVARES, J. Long-term variability of the optical spectra of ngc 4151-ii. evolution of the broad $h\alpha$ and $h\beta$ emission-line profiles. *Astronomy & Astrophysics* 509 (2010), A106.
- [23] SHAPPEE, B. J., PRIETO, J., GRUPE, D., KOCHANEK, C., STANEK, K., DE ROSA, G., MATHUR, S., ZU, Y., PETERSON, B., POGGE, R., ET AL. The man behind the curtain: X-rays drive the uv through nir variability in the

- 2013 active galactic nucleus outburst in ngc 2617. *The Astrophysical Journal* 788, 1 (2014), 48.
- [24] SNIEGOWSKA, M., CZERNY, B., BON, E., AND BON, N. Possible mechanism for multiple changing-look phenomena in active galactic nuclei. *Astronomy & Astrophysics* 641 (2020), A167.
- [25] SPINOGLIO, L., AND FERNÁNDEZ-ONTIVEROS, J. A. Agn types and unification model. *Proceedings of the International Astronomical Union* 15, S356 (2019), 29–43.
- [26] WHEWELL, M., BRANDUARDI-RAYMONT, G., AND PAGE, M. X-ray narrow emission lines from the nuclear region of ngc 1365. *Astronomy & Astrophysics* 595 (2016), A85.
- [27] WILSON, A. S., AND COLBERT, E. J. The difference between radio-loud and radio-quiet active galaxies. *arXiv preprint astro-ph/9408005* (1994).
- [28] WU, Q., LYU, B., YAN, Z., ET AL. Evidence for changing-look agns is caused by change of accretion mode. *arXiv preprint arXiv:1912.03972* (2019).