

UNIVERSITÀ
DEGLI STUDI
DI PADOVA

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA “GALILEO GALILEI”
Corso di Laurea in Astronomia

TESI DI LAUREA MAGISTRALE

Changing-look AGN: il caso di IC 3599

Laureando

Chiara Gnata

Relatore

Stefano Cioi

ANNO ACCADEMICO 2017/2018

Indice

1	Introduzione	1
2	Panoramica sugli AGN	3
2.1	Storia	4
2.2	Classificazione	5
2.2.1	Seyfert - ottico	6
2.2.2	Radio	6
2.2.3	Meccanismi di emissione	8
2.3	Il Modello Unificato	10
2.4	Emissioni	11
2.4.1	Assorbimenti ed emissioni in Ottico e UV	11
2.4.2	Raggi X	12
2.4.3	Coni di ionizzazione	12
2.4.4	Emissioni IR	12
3	Changing-look AGN	15
3.1	Esempi di Changing-look AGN	15
3.1.1	Mrk 1018	16
3.1.2	Mrk 590	17
3.1.3	NGC 2617	18
3.1.4	NGC 4151	20
3.1.5	PS1-13cbe	20
3.2	Changing-look Quasars	20
4	IC 3599	23
4.1	Osservazioni in X: outburst	23
4.1.1	ROSAT	23
4.1.2	SWIFT	24
4.2	Osservazioni in ottico	26
4.3	Modelli proposti	28

5	Analisi dati e discussione	31
5.1	Riduzione spettri	31
5.1.1	Bias e Flat-field	34
5.1.2	Calibrazione in lunghezza d'onda	35
5.1.3	Calibrazione in flusso	35
5.1.4	Sottrazione del background e combinazione degli spettri . . .	38
5.1.5	Continuo stellare	40
5.2	Analisi degli spettri	41
5.2.1	Fit delle righe	43
5.2.2	Larghezza equivalente (EW)	45
5.2.3	FWHM e velocità	50
5.2.4	Rapporti di flusso	51
5.2.5	Riga O I	52
6	Conclusioni	57
	Bibliografia	59

Capitolo 1

Introduzione

I "changing-look" AGN sono nuclei galattici attivi che, in ottico, cambiano la forma dello spettro di emissione, passando dal tipo 1 al tipo 2 o viceversa, tramite la comparsa o la scomparsa della componente larga delle righe $H\alpha$ e $H\beta$. Questi cambiamenti dello spettro ottico avvengono in tempi scala piuttosto brevi, dell'ordine di anni o decine di anni, e a volte sono relazionati a fenomeni di emissione peculiari in X oppure in radio. Negli ultimi anni sono stati scoperti diversi changing-look AGN, ma la loro casualità spesso non permette lo studio a tutte le lunghezze d'onda contemporaneamente. Questi fenomeni sono importanti perché mettono in discussione la teoria del Modello Unificato degli AGN, secondo la quale i diversi tipi di AGN osservati derivano da una struttura unica che, a seconda di come è orientata rispetto alla linea di vista, presenta caratteristiche differenti. Un oggetto che cambia da un tipo all'altro nel giro di pochi anni è dunque in contrasto con la teoria del Modello Unificato e studiarne le cause può essere utile per comprendere meglio la struttura del nucleo galattico. Diverse sono le teorie introdotte per spiegare questi eventi, ma nessuna è ancora stata confermata e il problema rimane aperto. In questo lavoro è stato studiato il caso di IC 3599 un AGN di tipo 1.9, che tra il 1990 e il 2010 ha avuto due forti emissioni in X (outburst), con luminosità 100 volte maggiori delle luminosità iniziali, di durata 1-2 anni. Di questo oggetto si è studiato lo spettro ottico, raccogliendo dati dal 1993 al 2018, per vedere se nel corso degli anni ci sono state variazioni. Sono stati analizzati spettri del 1993 e del 1995 di WHT, uno spettro del 2004 del telescopio 1.8m di Asiago, uno spettro del 2005 della SDSS e spettri del 2016 e del 2018 del 1.2m di Asiago. Dall'analisi delle righe di emissione risulta che il grado di ionizzazione del gas è diminuito in questi anni, probabilmente a causa di un effettivo cambiamento dello spettro della sorgente ionizzante. Nel capitolo 2 sono descritte le caratteristiche generali degli AGN, la classificazione e le emissioni; nel capitolo 3 viene introdotta la categoria dei changing-look AGN e presentati alcuni casi tra i più importanti. Nel capitolo 4 sono riportati gli studi di IC 3599 e i risultati avuti finora, incontrati nella letteratura, e nel capitolo 5 è descritta l'analisi dati, con

inclusa la riduzione degli spettri, la sottrazione del continuo stellare, il fit delle righe di emissione e lo studio di larghezza equivalente, velocità e rapporto di flusso delle righe. Nel capitolo 6 sono presentate le conclusioni di questo lavoro.

Capitolo 2

Panoramica sugli AGN

Un AGN (*Active Galactic Nucleus*) è una regione al centro di una galassia in cui è presente un buco nero super massiccio (SMBH) di massa $10^6 - 10^9 M_{\odot}$ e in fase di accrescimento, fase in cui l'energia cinetica e l'energia potenziale gravitazionale si convertono in radiazione. Il tasso di accrescimento di un AGN vale $0.01-1 L_{\text{Edd}}$, dove L_{Edd} è definita, nel SMBH, come la massima luminosità in cui l'energia gravitazionale è bilanciata dalla radiazione, e assume valori molto elevati. Per questo un AGN ha alta luminosità ed è osservabile in gran parte dello spettro elettromagnetico con emissioni in radio, microonde, IR, ottico, UV, raggi X e raggi γ . Gli AGN sono tra le sorgenti più luminose nell'Universo e dunque svolgono un ruolo fondamentale come strumento per il calcolo delle distanze; inoltre la loro evoluzione in funzione del tempo cosmico pone limiti e condizioni nell'elaborazione dei modelli cosmologici. Le caratteristiche comuni alla maggior parte degli AGN sono:

- Un disco di accrescimento di dimensioni minori di un parsec dominato dal moto rotazionale attorno al buco nero centrale; i dischi otticamente spessi possono essere geometricamente sottili o spessi, mentre i dischi otticamente sottili possono essere flussi di accrescimento *Radiation Inefficient* (RIAF) oppure *Advective Dominated* (ADAF).
- Nubi di gas ad alta densità che si muovono a velocità quasi kepleriane e che stanno a una distanza di $0.01-1$ pc dal buco nero. Questa regione è chiamata *Broad Line Region*, BLR (regione da cui vengono emesse righe larghe), in quanto presenta, nello spettro, righe permesse di ricombinazione con valori di velocità tra i 1000 e i $20\,000$ km s^{-1} .
- Una regione in cui è presente gas ionizzato a bassa densità che si muove a più basse velocità: questa è la *Narrow Line Region*, NRL (regione da cui vengono emesse righe strette) e presenta nello spettro righe proibite con valori di velocità tra i 300 e i 1000 km s^{-1} . Essa si estende dal toro di polveri fino a centinaia

di parsec lungo la direzione dell'asse del toro, a formare i coni di ionizzazione. La maggior parte del gas ionizzato contiene anche polveri, a eccezione di una regione centrale chiamata "regione di righe coronali".

- Una struttura di polveri con simmetrie assiali, con dimensioni 0.1-10 pc (dimensioni dipendenti dalla luminosità del disco di accrescimento), chiamato "toro di polveri" o "struttura oscurante".
- Un disco molto sottile delle dimensioni del toro, composto da molecole che producono effetti maser.
- Un getto centrale di emissione radio associato, a volte, a emissioni di raggi γ .

La grande diversità di AGN osservati ha portato, nel tempo, a numerose suddivisioni di tali oggetti in classi e sotto-classi in base alle differenti proprietà visibili. La teoria del Modello Unificato, ideata per la prima volta da Antonucci (1993), ha come obiettivo il riunire il gran numero di famiglie di AGN in un unico tipo di oggetto, osservato sotto diverse linee di vista (LOS). La classificazione dipenderebbe allora da pochi parametri, come l'inclinazione del toro rispetto alla LOS e la luminosità della sorgente; questo schema molto semplificato è stato studiato e rivisitato da vari autori. Una teoria più recente propone la divisione degli AGN in due gruppi principali: gli AGN *radiative-mode*, cioè "radiativi" e gli AGN *jet-mode*, cioè che emettono sotto forma di getti luminosi (Heckman & Best 2014).

2.1 Storia

Le prime righe di emissione furono osservate negli spettri delle nebulose planetarie fin dagli inizi del 1900 e hanno svolto un ruolo importante per le successive ricerche sulle galassie: nel 1908 E. A. Fath osservò delle righe di emissione nello spettro di NGC 1068, che all'epoca era conosciuta come una nebulosa. Più tardi vennero misurate altre emissioni negli spettri di alcune nebulose, che ora sappiamo essere galassie (NGC 5236, NGC 4151, NGC 4051 e NGC 1275), ma non venne data molta importanza al fenomeno per più di 30 anni. Nel 1925 Hubble dimostrò che la nebulosa di Andromeda era formata da un gran numero di stelle simili a quelle della via Lattea, aprendo la via alle ipotesi di un universo formato da tante galassie, ma queste teorie non ebbero seguito. Nel 1939 Grote Reber scoprì una sorgente radio in Cygnus A, tuttavia non era ancora conosciuta come sorgente extragalattica.

Solo più tardi, nel 1943, Carl Seyfert osservò righe di emissione nello spettro di alcune galassie a spirale (oggetti definiti "nebulose extragalattiche"), con la presenza curiosa di linee di emissione larghe, che non erano mai state trovate negli spettri delle nebulose galattiche. Nel frattempo, studi sulle sorgenti radio discrete classificarono alcune di esse come oggetti extragalattici (galassie) e queste sorgenti vennero

chiamate "radio-galassie". Nel 1959 Burbidge et al. pubblicarono uno studio sulla natura delle galassie di Seyfert e conclusero che dal nucleo di NGC 1068 venivano emessi getti di gas ionizzato. L'origine di questa attività non era ancora ben chiara, dato che le osservazioni erano poche e ogni sorgente aveva caratteristiche differenti. Queste manifestazioni e forme di attività potevano essere piuttosto diverse, ma si pensò fossero tutte appartenenti allo stesso fenomeno, che venne definito Nucleo Galattico Attivo. Tra gli anni '60 e '80, molti tipi di AGN, con differenti meccanismi di radiazione, vennero classificati come diverse tipologie di oggetti; le varie classificazioni storiche (Seyfert 1 e 2, radio-galassie, QSO, LINER, BL Lac objects ecc.) difendevano l'idea di spiegare individualmente ciascuna classe e, se possibile, cercare alcune similitudini e collegamenti tra queste categorie.

Nel 1959 vennero scoperte nuove radio-sorgenti con il completamento della terza Radio Survey di Cambridge (Edge et al. 1959); molti di questi oggetti vennero identificati come sorgenti extragalattiche, ma mostravano nello spettro righe di emissione particolari, che non si riuscivano ad identificare. Maarten Schmidt (1963) fu il primo a interpretare lo spettro di 3C 273, ottenuto con il Telescopio Hale del Monte Palomar, spettro che presentava una riga larga di emissione di Balmer altamente spostata verso il rosso ($z=0.158$), corrispondente a una velocità di recessione di 47000 km s^{-1} . Nel frattempo, Greenstein e Matthews (1963) riconoscevano le righe di emissione nello spettro ottico della radio-sorgente 3C 48 ($z=0.37$). Queste scoperte permisero ad altri astronomi di estendere la loro conoscenza verso un universo più lontano, grazie allo studio delle righe di emissione delle radio-sorgenti ad alto redshift. Queste radio-sorgenti puntiformi extragalattiche vennero chiamate *Quasi-Stellar Radio Sources* (Quasars) o *Quasi-Stellar Objects* (QSOs).

Nel 1963 B. E. Markarian pubblicò una lista di 73 galassie che presentavano un colore insolito confrontato al loro tipo spettrale e propose l'idea della presenza di una radiazione aggiuntiva: con questa teoria da dimostrare, iniziò una survey alla ricerca di galassie con eccesso UV. La *Markarian Survey* ebbe un ruolo fondamentale nella scoperta di moltissimi nuovi AGN e nel descrivere le varie tipologie e le abbondanze cosmiche. Nel 1968 Weedman e Khachikian studiarono molti spettri delle galassie di Markarian e grazie ad altre statistiche poterono suddividere le galassie di Seyfert in due gruppi (Weedman & Khachikian 1968; Khachikian & Weedman 1971; 1974). In seguito ci furono altre scoperte di galassie attive, sia in ottico che in radio, che portarono all'avere numerose diverse classificazioni e definizioni del fenomeno.

2.2 Classificazione

Gli AGN emettono radiazioni in tutto lo spettro elettromagnetico: per questo motivo, negli anni, questi oggetti sono stati classificati in base alle caratteristiche che

presentano a diverse lunghezze d'onda e ai meccanismi che generano queste emissioni. In figura 2.1 è riportato uno schema riassuntivo delle classificazioni che vengono approfondite in seguito.

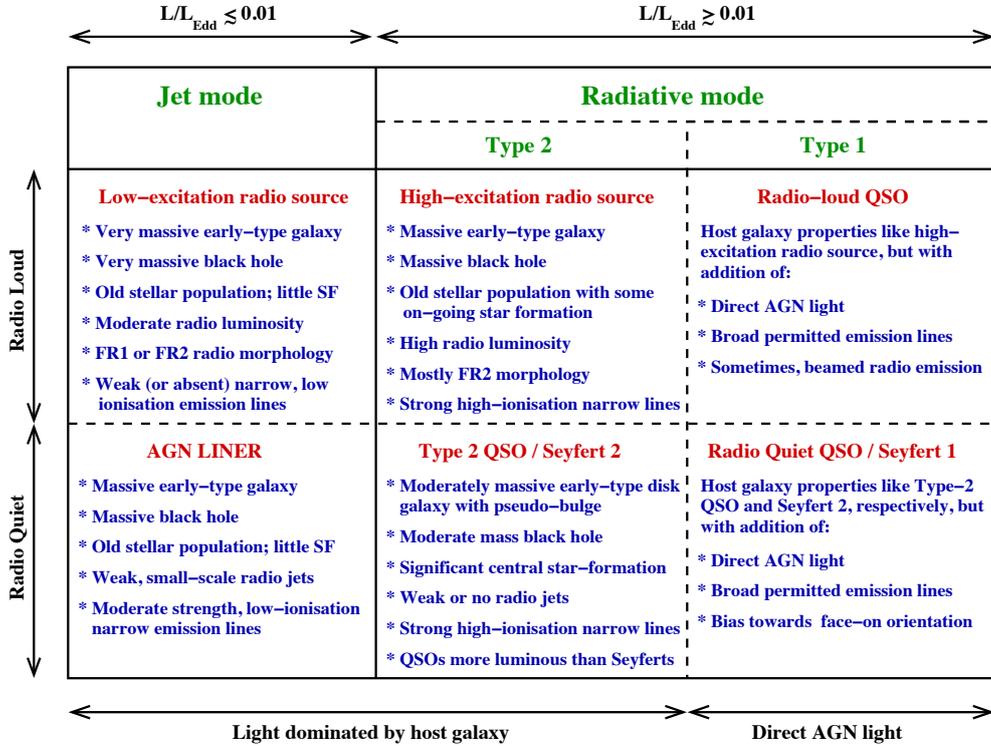


Figura 2.1: Schema riassuntivo delle principali classificazioni proposte (Heckman & Best 2014).

2.2.1 Seyfert - ottico

La prima classificazione proviene dalla spettroscopia in ottico di Carl Seyfert: Khachikian e Weedman (1968; 1971; 1974), negli anni 70, suddivisero le galassie di Seyfert in Tipo 1 e Tipo 2, a seconda della presenza o meno di righe di emissione larghe nello spettro (figura 2.2). Nelle galassie Seyfert 1 ci sono righe proibite dell'ossigeno, azoto o zolfo ([O III], [O II], [N II], [S II]) che sono strette, mentre le righe della serie di Balmer $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ sono più allargate. Nelle galassie Seyfert 2, invece, tutte le righe presenti sono strette. In seguito sono state introdotte anche classi intermedie come 1.5, 1.8, 1.9 in base all'intensità delle righe strette rispetto a quelle larghe.

2.2.2 Radio

Una classificazione più generale delle galassie attive è la suddivisione in *Radio Quiet AGN* e *Radio Loud AGN*: le prime presentano emissioni radio molto deboli, praticamente insignificanti, mentre le seconde producono getti di emissione radio su grande

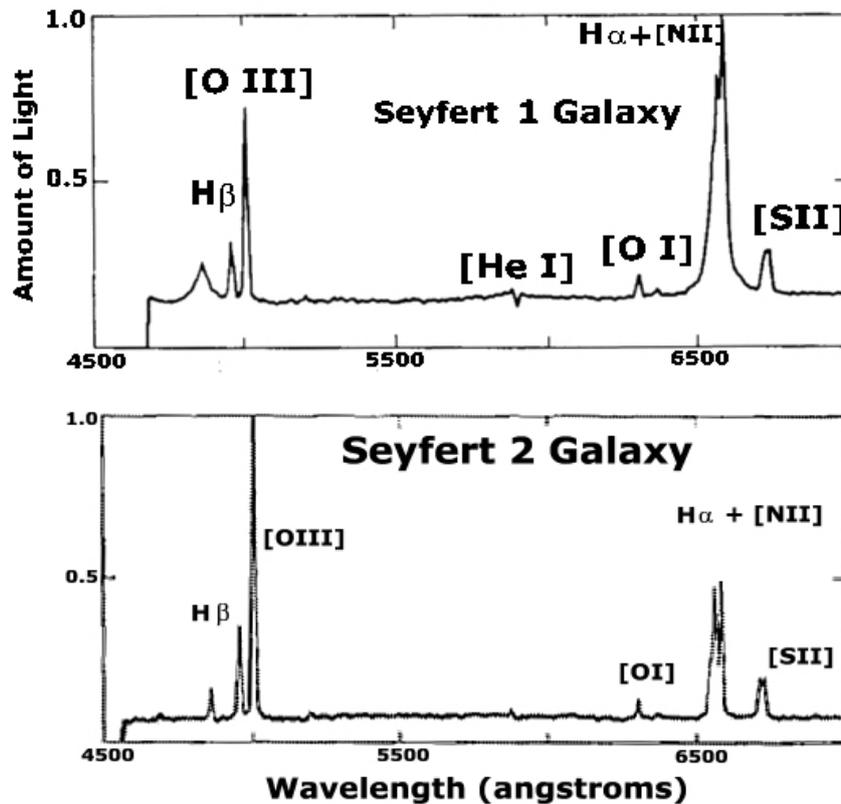


Figura 2.2: Spettro tipico di una galassia Seyfert 1 (alto) e di una galassia Seyfert 2 (basso). Si nota la differenza della larghezza delle righe di Balmer.

scala e lobi, in cui l'energia cinetica trasportata è una parte significativa della luminosità bolometrica totale. Generalmente i Radio Quiet AGN sono associati a galassie a spirale, mentre gli altri si trovano in galassie ellittiche formatesi da collasso o fusione con altre galassie.

Radio Quiet AGN: alla classe degli AGN Radio Quiet appartengono:

- AGN di Tipo 1 (galassie Seyfert 1): presentano uno spettro a righe larghe di emissione ($1000 - 20\,000 \text{ km s}^{-1}$) permesse o semi-proibite e una sorgente puntiforme centrale, molto luminosa e visibile a tutte le lunghezze d'onda, parzialmente contaminata dalla radiazione stellare. Inoltre gli AGN di Tipo 1 mostrano righe strette, molte delle quali proibite, ma a volte queste righe non sono presenti negli oggetti più luminosi appartenenti a questa classe.
- AGN di Tipo 2 (galassie Seyfert 2): sorgenti che presentano forti righe strette ($300 - 1000 \text{ km s}^{-1}$) in emissione in NIR, ottico e UV; queste righe mostrano chiaramente l'effetto di fotoionizzazione da parte di una sorgente non stellare. Le righe più importanti sono: C IV $\lambda 1549$, [Ne V] $\lambda 3426$, [O II] $\lambda 3727$, [O III]

$\lambda 5007$, [N II] $\lambda 6584$, [O IV] $\lambda 25.9 \mu\text{m}$, oltre alle righe dell'idrogeno della serie di Lyman (in UV), di Balmer (in ottico) e di Paschen (in NIR). Come gli AGN di Tipo 1, anche questi mostrano una sorgente puntiforme molto luminosa a tutte le lunghezze d'onda.

- LINERs (*Low Ionization Nuclear Emission-line Regions*): sono caratterizzati dal basso grado di ionizzazione e hanno righe strette di emissione dal gas ionizzato da una sorgente non stellare. Le righe più importanti visibili in questa categoria di oggetti sono [N II] $\lambda 6548$, [NII] $\lambda 6584$, [SII] $\lambda 6717$, [SII] $\lambda 6731$ e le righe di Balmer dell'idrogeno. I LINERs possono essere del Tipo 1, se hanno righe di emissione larghe, oppure del Tipo 2 con righe di emissione strette; alcuni LINERs, poi, presentano una sorgente puntiforme che emette in raggi X o UV (Maoz 2007, Hernández-García et al. 2013).
- AGN *lineless*: questi AGN presentano righe di emissione estremamente deboli o inesistenti. Sono riconosciuti come AGN per la presenza di una sorgente puntiforme di origine non stellare e, a volte, dalla variabilità del continuo.

Radio Loud AGN: le sorgenti Radio Loud presentano due getti assisimmetrici di radiazione di sincrotrone che trasportano energia cinetica con moti relativistici. L'angolo di apertura dei getti è stretto, perché l'emissione di sincrotrone presenta un grande beaming relativistico; se la linea di vista è molto vicina all'asse, la radiazione di sincrotrone domina sul flusso ottico e porta all'osservazione di un Blazar (*Blazing quasi-stellar source*). Anche gli AGN Radio Loud sono suddivisi tra Tipo 1 e Tipo 2: entrambi presentano una grande componente luminosa in radio, forti righe ad alta ionizzazione (strette) e sono tipicamente ospitati in galassie early-type. Quelli di Tipo 1, in particolare, mostrano anche righe di emissione larghe e un flusso di radiazione proveniente direttamente dal nucleo. Ci sono poi gli AGN Radio Loud con sorgenti radio a bassa ionizzazione che, come il LINERs, presentano righe di bassa ionizzazione che sono deboli e strette.

2.2.3 Meccanismi di emissione

L'ultima classificazione che consideriamo dipende dalla proprietà degli AGN di emettere radiazione a causa dell'energia estratta dal muro di potenziale relativistico, muro di potenziale che si trova attorno ad un buco nero super massiccio. L'output di energia del sistema, sotto forma di radiazione elettromagnetica, può essere prodotto dalla conversione dell'energia potenziale del gas attorno al SMBH (*radiative-mode*) oppure può derivare dall'energia cinetica di massa trasportata attraverso dei *jet*, getti collimati bidirezionali (*jet-mode*).

AGN radiative-mode: in questa classe di AGN, il (SMBH) è circondato da un disco di accrescimento geometricamente sottile ma otticamente spesso, che ha un gradiente di temperatura radiale ed emette radiazione dall'UV all'ottico. Attorno al disco di accrescimento è presente una corona di gas caldo in cui, attraverso lo scattering di Compton inverso, i fotoni passano nel regime dei raggi X. Questi raggi X subiscono, all'impatto con il disco di accrescimento, un cambiamento nella distribuzione di energia dovuto alla fluorescenza del materiale del disco e vengono riflessi verso l'esterno. La radiazione ionizzante colpisce e fotoionizza una popolazione di nubi di gas denso localizzate su scale di giorni luce fino ad anni luce dal buco nero, portando alla produzione di righe di emissione permesse in UV, ottico e vicino IR. La dispersione di velocità della popolazione di nubi è di parecchie migliaia di km s^{-1} e causa la formazione della Broad Line Region (BLR), visibile tramite le righe di emissione larghe nello spettro risultante. Su larga scala, il SMBH e il disco di accrescimento sono circondati da una regione di gas molecolare e polveri, che costituisce la struttura oscurante (toro), il cui raggio interno è determinato dalla temperatura di sublimazione dei grani di polvere. In questa regione, alcuni dei fotoni incidenti UV o ottici provenienti dal disco di accrescimento e i raggi X provenienti dalla corona calda vengono assorbiti dalla polvere, e questa energia assorbita esce sotto forma di emissione termica infrarossa. La densità di colonna totale della struttura oscurante può andare dai 10^{23} ai 10^{25} cm^{-2} . Questi valori sono sufficienti per assorbire anche i raggi X più energetici. Dato che la radiazione ionizzante esce lungo l'asse polare della struttura oscurante, essa fotoionizza il gas su scale dei 100-1000 pc. Questa densità di nubi più bassa produce righe di emissione permesse e proibite nell'UV, nell'ottico e nell'infrarosso, allargate per effetto Doppler di poche centinaia di km s^{-1} , ed è dunque la Narrow Line Region (NLR). Osservando un AGN da una linea di vista vicina all'asse polare della struttura oscurante, si ottiene una vista diretta del SMBH, del disco, della corona e della BLR; tali AGN sono di Tipo 1. Osservandolo da una linea di vista vicino al piano equatoriale, invece, questa regione centrale è oscurata e gli AGN sono di Tipo 2. Questo concetto sta alla base della teoria del Modello Unificato, di cui si parlerà in seguito. In alcuni casi, il materiale oscurante può essere costituito dalla polvere del mezzo interstellare, a più grandi scale. Questo materiale a volte è sufficiente per oscurare le emissioni in ottico, UV e soft-X provenienti dal disco di accrescimento e dalla BLR, ma insufficienti a bloccare i raggi hard-X.

AGN jet-mode: in questa seconda categoria è previsto un modo diverso di accrescimento del SMBH, apparentemente associato ad un basso tasso di accrescimento e che è inefficiente per la radiazione. Il disco di accrescimento geometricamente sottile è inesistente o si estende solo nelle regioni più interne, ma è rimpiazzato da una struttura geometricamente spessa nella quale il tempo di trasporto è minore del tempo

di raffreddamento radiativo. Questi dischi di accrescimento sono detti *advection-dominated* o *radiatively-inefficient* (ADAF o RIAF). Una caratteristica importante di questi flussi è che sono in grado di lanciare getti in due direzioni. Questi getti di grande potenza sono presenti anche in una piccola frazione di AGN radiative-mode, che sono i Quasars Radio Loud. I getti possono essere individuati facilmente e da molto lontano grazie all'emissione di sincrotrone che viene prodotta alle lunghezze d'onda del radio. L'emissione di sincrotrone si può estendere dalla regione otticamente spessa su scale del parsec fino a regioni molto distanti dal corpo stellare della galassie, raggiungendo scale di Mpc. Nelle radio-galassie locali, tipicamente, i getti viaggiano a velocità relativistiche appena si formano, per poi decelerare rapidamente appena interagiscono con l'alone di gas della galassia e con transizioni subsoniche in ambienti turbolenti. Alle luminosità radio più alte i getti sopravvivono come strutture altamente collimate fino a che essi si bloccano in *hot spots* quando incontrano il mezzo galattico o intergalattico.

2.3 Il Modello Unificato

Nel 1985 Antonucci e Miller pubblicarono un articolo "*Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068*" di una galassia Seyfert 2 che presentava solo righe di emissione strette, ma con un flusso polarizzato che rivelò la presenza di righe di Balmer altamente polarizzate, larghe e simmetriche, e anche di righe permesse del Fe II: lo spettro di questo AGN si avvicinava allo spettro di un oggetto di Tipo 1. Queste righe di emissione larghe portarono all'idea che la polarizzazione fosse dovuta allo scattering della radiazione per mezzo di elettroni liberi più freddi di 10^6 K; questi elettroni, secondo il modello suggerito, si troverebbero attorno ad un disco spesso, che circonda la sorgente di energia e le BLR, e devia la radiazione proveniente da queste regioni interne portandola sulla linea di vista. In tale maniera la regione di righe larghe, interna al disco otticamente spesso, che nelle galassie Seyfert 2 è invisibile, diventa visibile grazie allo scattering degli elettroni. Allora i due tipi di AGN, Tipo 1 (presenza di righe larghe e strette) e Tipo 2 (solo righe strette) dipendono solo dall'angolo di osservazione della sorgente rispetto al suo asse principale e di conseguenza la differenza tra i due tipi avrebbe spiegazione puramente geometrica; il momento di svolta nella comprensione della connessione tra Seyfert 1 e Seyfert 2 fu proprio la scoperta di una BLR nascosta nell'AGN di Tipo 2 NGC 1068. In Figura 2.3 è illustrato il Modello Unificato: gli AGN di Tipo 1 mostrano nello spettro righe di emissione larghe (qualche migliaio di km s^{-1}) e righe strette (centinaia di km s^{-1}) ad alta ionizzazione. Le galassie Seyfert 2, invece, presentano righe di emissione strette come quelle di Tipo 1 ma assenza di righe di emissione larghe e nucleo centrale; infine, i QSOs sono galassie Seyfert 1 molto luminose. Questi oggetti Seyfert e

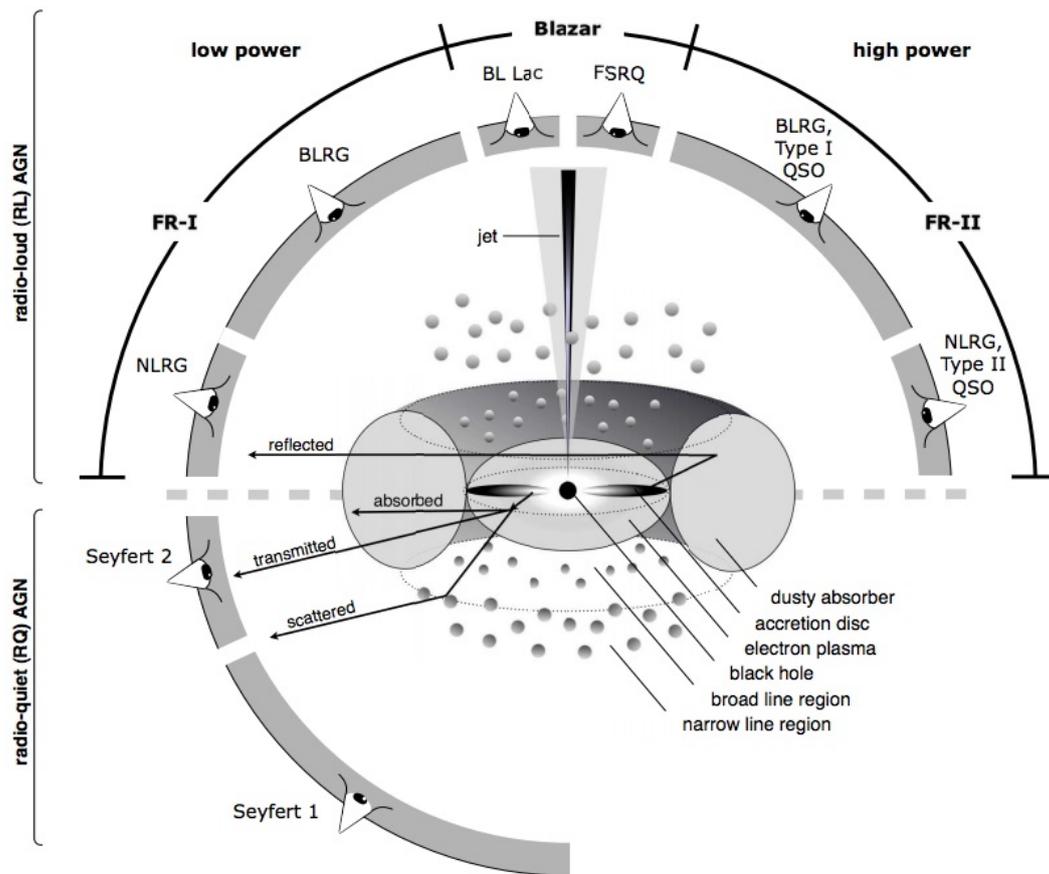


Figura 2.3: Rappresentazione schematica del Modello Unificato: il tipo di oggetto che vediamo dipende dall'angolo della linea di vista, dalla presenza o meno di un getto di radiazione e da quanta potenza ha la sorgente centrale (Beckmann & Shrader 2013).

QSOs contengono una sorgente centrale che emette nel continuo, è molto compatta e ionizza la BLR che a sua volta è circondata da un toro di polveri otticamente spesso.

2.4 Emissioni

2.4.1 Assorbimenti ed emissioni in Ottico e UV

Definita l'inclinazione della linea di vista rispetto all'asse z del toro, piccole inclinazioni (*face-on*) permettono l'osservazione della sorgente centrale, mentre per grandi valori dell'inclinazione la sorgente è oscurata nelle lunghezze d'onda dell'ottico e dell'UV. Il toro è costituito da una distribuzione regolare di materia; più in dettaglio, esso presenta agglomerati e sotto-agglomerati di materiale, con gas ionizzato nelle regioni più interne e gas molecolare o polveri nelle regioni centrali ed esterne. Grani di polvere ed elettroni liberi che circondano il toro possono essere responsabili della polarizzazione della radiazione, con una percentuale che dipende dalla geometria e

dalla lunghezza d'onda. Le righe larghe di emissione nascoste dal toro sono dunque osservabili per mezzo della spettro-polarimetria e le regioni BLR e la geometria generale delle strutture presenti all'interno del toro sono misurabili.

2.4.2 Raggi X

Nella regione centrale del nucleo galattico è presente un disco di accrescimento attorno al buco nero; una possibile corona calda presente nella zona più interna del disco di accrescimento è sorgente isotropica di raggi X. L'assorbimento dei raggi X dipende dalla densità di colonna del toro: essa può essere misurata con la distribuzione spettrale di energia e conoscendo la metallicità del gas. Ci sono vari fenomeni nello spettro X che aiutano a comprendere le caratteristiche del toro:

- *Compton hump*: un eccesso di radiazione a circa 20 keV dovuto allo scattering di fotoni X energetici. Quasi tutti gli AGN di Tipo 1 presentano questo fenomeno nel loro spettro.
- Riflessione della radiazione X da parte di elettroni liberi in zone altamente ionizzate: la radiazione riflessa rispecchia l'immagine del continuo intrinseco, che dipende solo dalla percentuale di angolo solido sotteso dal toro.
- Riga del ferro $K\alpha$: è una riga di fluorescenza del ferro di tipo H o tipo He, che si forma per transizioni o ricombinazioni a energie tra 6.4 e 7 keV. Le righe sono larghe e di alta ionizzazione se si formano sulla superficie del disco di accrescimento centrale, oppure sono strette e di bassa ionizzazione se dovute alla radiazione X incidente sul gas freddo nel toro.

2.4.3 Coni di ionizzazione

La radiazione proveniente dalla sorgente centrale e che non viene oscurata dal toro raggiunge il gas nella galassia e provoca riscaldamento e ionizzazione. Questo è osservabile nelle varie righe strette di emissione presenti nello spettro. A seconda della geometria del toro e dell'inclinazione della linea di vista, si possono vedere due coni di ionizzazione o solo uno, perché l'altro potrebbe essere oscurato.

2.4.4 Emissioni IR

La distribuzione spettrale di energia nell'IR è una prova chiara dell'esistenza di un toro di polveri: la luminosità totale dipende quasi del tutto dalla percentuale di radiazione della sorgente centrale che viene assorbita dalla polvere del toro. La radiazione potrebbe essere emessa isotropicamente o no, a seconda della profondità ottica e della geometria della struttura. La distribuzione di energia spettrale mostra la presenza di vari silicati, che si manifestano in righe spettrali tra 9.7 e 18 μm , sia

in assorbimento che in emissione. La radiazione emessa di quasi tutti gli AGN è variabile nel tempo e ciò provoca un flusso variabile incidente nelle zone centrali del toro; perciò si possono osservare emissioni dipendenti dal tempo nel vicino IR e nel medio IR date dalla polvere del toro.

Capitolo 3

Changing-look AGN

Tra la popolazione degli AGN sono stati trovati alcuni oggetti che hanno cambiato il loro spettro nel corso degli anni. Queste scoperte avvengono casualmente e sono abbastanza rare, dato che gli AGN studiati in spettroscopia sono una piccola parte rispetto a quelli studiati in fotometria e, in aggiunta, questo fenomeno di cambiamento non è molto diffuso. Tuttavia sono stati rilevati, negli ultimi decenni, diversi *changing-look* AGN, chiamati così proprio per la loro caratteristica di modificare la forma dello spettro in tempi scala di anni o decine di anni. Questi oggetti sono molto studiati e ricercati perché mettono in discussione la teoria del Modello Unificato e aprono la strada ad altri modelli e fenomeni di emissione. I *changing-look* AGN sono sorgenti che hanno modificato il tipo di spettro ottico, passando da Seyfert di Tipo 1 a tipi intermedi (Tipo 1.8 o 1.9) fino a diventare di Tipo 2, o viceversa da Tipo 2 a Tipo 1, tramite la comparsa o scomparsa della componente larga delle righe spettrali. A volte le variazioni dello spettro ottico sono relazionate a variazioni in X, mentre alcuni AGN variano solo in X. Le cause di questi fenomeni sono tutt'ora discusse, e varie sono le proposte e i modelli studiati. Può verificarsi un passaggio di nubi oscuranti davanti alla sorgente se il toro di polveri non ha una distribuzione continua ma disomogenea. Un'altra teoria prevede la variazione dell'energia ionizzante della sorgente causata dalla variazione del tasso di accrescimento nel disco interno; questo può derivare da un'instabilità del disco o da un evento di distruzione di una stella per le forze mareali (LaMassa et al. 2015).

3.1 Esempi di Changing-look AGN

La larghezza variabile delle righe larghe di Balmer ($H\alpha$ e $H\beta$) è stata riscontrata in un numero limitato di AGN: osservazioni su tempi-scala lunghi hanno permesso di scoprire il passaggio da Tipo 1 a Tipo 2 e viceversa di alcuni AGN e i casi riportati ne sono degli esempi.

3.1.1 Mrk 1018

Mrk 1018 è uno dei primi esempi di changing-look AGN, dal momento che il suo spettro è cambiato nel giro di pochi anni, da tipo 1.9 nel 1979 a tipo 1 nel 1984. Circa 30 anni dopo, nel 2015, si ottenne uno spettro di Mrk 1018 che lo riconduceva a una classificazione di tipo 1.9 (McElroy et al. 2016), con la ri-scomparsa della componente larga delle righe di Balmer (figura 3.1). Anche il flusso dell'AGN subì

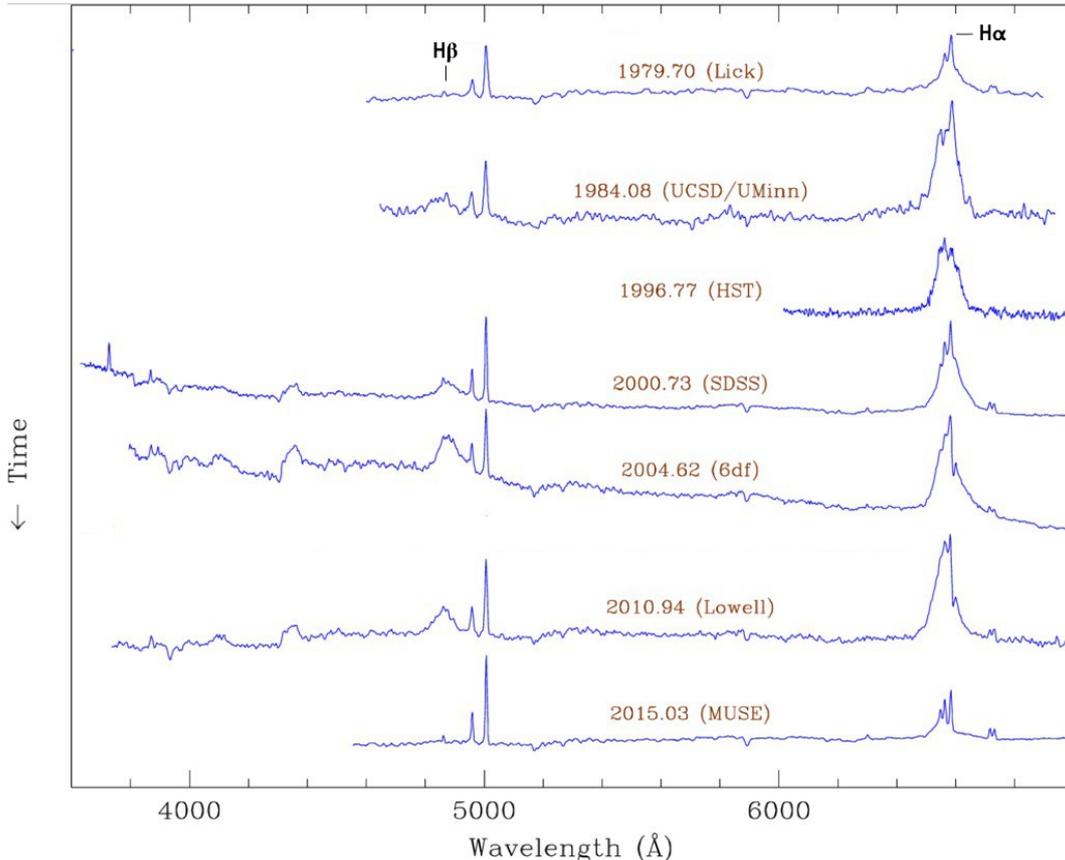


Figura 3.1: Alcuni spettri di Mrk 1018 dal 1979 al 2015, normalizzati al flusso della riga [O III] 5007 (Kim et al. 2018). Si può vedere il cambiamento delle righe $H\beta$ e $H\alpha$, che nel primo spettro (1984) sono strette, poi si allargano e nell'ultimo spettro (2015) tornano alla forma di origine.

una forte variazione, infatti iniziò a diminuire drasticamente dal 2011; passò da essere 1.3 volte più luminoso della galassia ospite, prima del 2011, ad avere una luminosità di 0.3 volte quella della galassia nel 2015 (McElroy et al. 2016). Questo andamento della luminosità e del flusso delle righe, aumentato attorno al 1984 e costante per ~ 30 anni, esclude l'ipotesi di un Tidal Disruption Event (TDE), cioè della distruzione di una stella a causa delle forze mareali del buco nero; questo fenomeno infatti prevede un aumento drastico della luminosità nella forma di un picco, con il ritorno

alle condizioni di origine dopo pochi anni. Le ipotesi avanzate per spiegare questo changing-look AGN sono l'instabilità del disco di accrescimento o il passaggio di una nube di gas o polvere davanti al nucleo. La prima prevede la variazione del tasso di accrescimento, che provoca un cambiamento della luminosità del nucleo e della forma delle righe di emissione, quest'ultima legata alla dispersione della velocità del gas; la seconda ipotesi, che si attiene al Modello Unificato degli AGN, prevede un aumento dell'estinzione dovuto alla presenza di una nube oscurante all'esterno del nucleo, nella direzione della nostra linea di vista. Riportando l'articolo di McElroy et al. (2016), nessuna delle ipotesi è stata per ora verificata o accreditata.

3.1.2 Mrk 590

Mrk 590 è un AGN di tipo Seyfert 1 che si rivelò variabile, passando da Tipo 1.5 a Tipo 1 tra il 1973 e il 1989, per poi passare da Tipo 1 a Tipo 1.9-2 tra il 1996 e il 2013 quando sperimentò la scomparsa totale della componente larga di $H\beta$ e quasi totale della componente larga di $H\alpha$. Questa variazione di forma e intensità delle righe di emissione è strettamente correlata al drastico cambiamento del flusso del continuo dell'AGN in ottico, che aumentò di un ordine di magnitudine (fattore 10) tra il 1973 e il 1989 e poi diminuì di 2-3 ordini di magnitudine tra il 1996 e il 2013 (Denney et al 2014). In figura 3.2 sono riportati gli spettri ottici dal 1973 al 2014, in cui si vede la variazione delle righe di emissione e del continuo. Anche il flusso UV seguì l'andamento del continuo ottico, aumentando di un fattore 4-5 tra il 1982 e il 1991 e diminuendo di un fattore 100 tra il 1991 e il 2013. Un andamento simile è stato riscontrato anche per il flusso in X. La diminuzione del flusso in UV, in ottico e in X appare essere legata a una diminuzione del tasso di accrescimento, piuttosto che a un fenomeno di occultamento da parte di un mezzo. Il tempo-scala dinamico della Broad Line Region ricavato dall'emissione di $H\beta$ è di circa 8 anni, secondo il modello Peterson et al. (2004) di massa del buco nero e FWHM delle righe; una nube di gas o polveri dovrebbe dunque passare fuori da questo raggio di 8 anni luce ed avere una durata ancora maggiore. L'emissione di $H\beta$ si è modificata però in meno di 10 anni, durata troppo breve per essere compatibile con il modello. Infine la variazione del continuo ottico e dell'emissione delle righe della Narrow Line Region, oltre che alla BLR, dovrebbe prevedere un mezzo oscurante situato non solo tra noi e la sorgente, ma anche tra la sorgente e la NLR, cosa alquanto improbabile (Denney et al. 2014). L'ipotesi più accreditata è quindi quella della variazione del tasso di accrescimento, che provoca un cambio di luminosità e che influenza lo spettro a tutte le lunghezze d'onda.

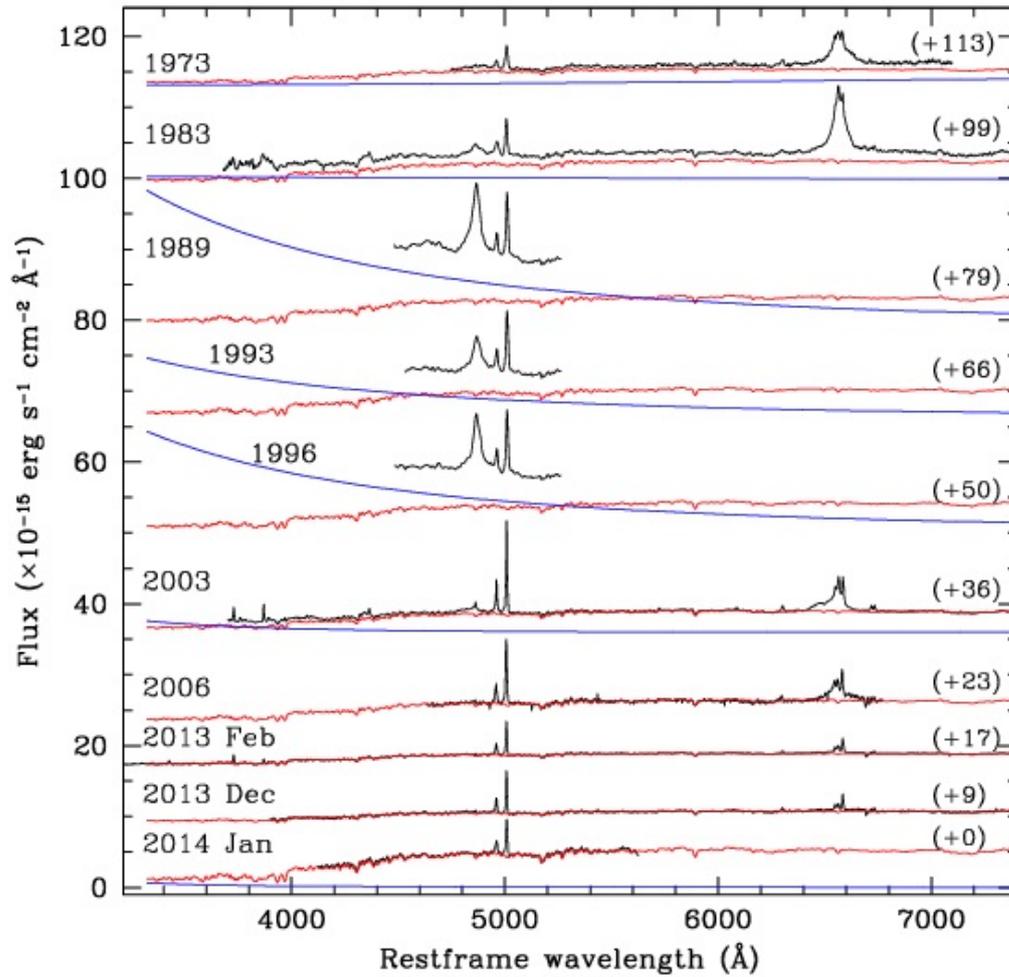


Figura 3.2: Alcuni spettri di Mrk 590 dal 1973 al 2013. La curva rossa mostra un modello di componente stellare uguale per tutti gli spettri, la curva blu è un fit a legge di potenza aggiunto negli spettri in cui la componente stellare è troppo debole rispetto al continuo (Denney et al. 2014).

3.1.3 NGC 2617

NGC 2617 è un AGN che passò da essere un Seyfert 1.8 nel 2003 a Seyfert 1 nel 2013 (figura 3.3). Nell'aprile del 2013 fu rilevato un aumento del flusso relativo di $\sim 10\%$ nella regione interna della galassia e si scoprì, dallo spettro, che le righe di emissione si erano notevolmente allargate. Si iniziò allora un monitoraggio di 70 giorni in cui si osservò la galassia dall'X all'IR, con fotometria e spettroscopia, e si vide che NGC 2617 stava attraversando una fase di alta luminosità in X (outburst), il cui flusso aumentò di un ordine di magnitudine, seguita da un simile aumento nel flusso del continuo ottico e UV (Shappee et al. 2014). Nel 2016 l'oggetto ebbe un altro picco

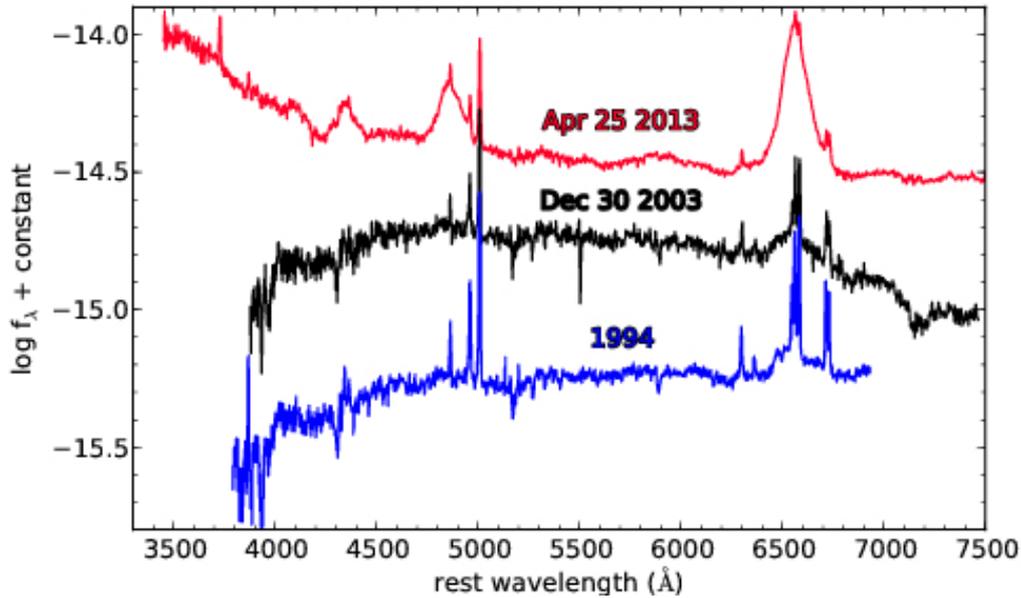


Figura 3.3: NGC 2617: confronto tra lo spettro di Aprile 2013, uno spettro del 2003 e uno del 1994; è evidente l'allargamento di H β e un picco nel continuo verso il blu (Shappee et al. 2014).

di luminosità simile a quello del 2013 (Oknyansky et al. 2017), evento che portò all'esclusione del modello di TDE ipotizzato come causa dell'outburst; infatti non possono avvenire TDE nel giro di pochi anni e nemmeno un TDE unico può durare così a lungo. Shappee et al. (2014) sostengono che il fenomeno di aumento del flusso in X proviene da una corona calda centrale, che provoca un riscaldamento del disco interno e poi delle zone più esterne; secondo questo modello, quindi, l'outburst in X è responsabile dell'aumento della luminosità prima in ottico/UV e poi nell'IR, come osservato. Oknyansky et al. (2017), nel loro articolo, riportano uno studio nel quale risulta che la componente X è indipendente dalle componenti ottica e UV e le loro variazioni non sono connesse, risultato che spinge gli autori a ipotizzare un oscuramento variabile del flusso ottico e UV lungo la linea di vista. Il ritardo temporale del picco della componente IR può essere spiegato dalla polvere calda presente nei getti bilaterali; quando l'attività del nucleo aumenta, la radiazione può sublimare la polvere presente nei getti (Oknyansky et al. 2015). Come risultato della distruzione della polvere più interna, la BLR viene oscurata meno e compaiono le righe larghe, portando l'AGN a Seyfert 1. Quando l'attività del nucleo inizierà a diminuire, la polvere si riformerà e l'AGN tornerà ad essere di Tipo 2 (Oknyansky et al. 2017).

3.1.4 NGC 4151

NGC 4151 è un AGN di Tipo 1.5, che ha visto sparire la componente larga delle righe per poi ritornare a presentarla, nell'intervallo tra il 1996 e il 2006 (Shapovalova et al. 2009). I profili delle righe sono cambiati in modo asimmetrico tra il blu e il rosso, e questo indica una struttura complessa della BLR che sembra presentare regioni di diversa cinematica che contribuiscono alle diverse parti dello spettro (blu, centrale e rosso). Questa variazione può essere causata da un getto di gas (*outflow*) che nasce molto vicino al buco nero e si estende verso l'esterno, aumentando la velocità. Secondo questa teoria la componente blu delle righe, variabile, proviene allora da questo *outflow* nella BLR, mentre la componente rossa delle righe varia come il continuo della sorgente centrale e la riga presenta due ali di cinematica differente. (Shapovalova et al. 2009).

3.1.5 PS1-13cbe

PS1-13cbe era classificato come un AGN Seyfert 2 in base allo spettro ottenuto dalla *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) nel 2003. Nel 2013 però si osservò un rapido fenomeno di outburst in fotometria ottica con la *Medium Deep Survey* (MDS), che venne studiato in spettroscopia con il *Low Dispersion Survey Spectrograph-3* (LDSS-3) del Telescopio Magellan Clay di 6.5m. Il fenomeno di outburst coincise con l'allargamento delle righe $H\alpha$ e $H\beta$ che portò l'oggetto ad essere classificato come Seyfert 1 (Katebi et al. 2018); dopo soli 2 anni, però, le righe di Balmer persero quasi del tutto la componente larga e l'AGN tornò ad essere di Tipo 1.9/2. In figura 3.4 sono mostrate le righe di Balmer dei diversi spettri in cui si vede la variazione in larghezza.

Nell'articolo di Katebi et al. 2018 vengono discusse e analizzate le possibili cause di questo fenomeno: supernovae, TDE, e variabilità dell'AGN dovuto all'oscuramento o all'instabilità del disco. Le prime due ipotesi vennero escluse studiando l'evoluzione del colore e della temperatura durante l'outburst, che risultò in disaccordo con i valori previsti nei due casi. Si concluse che PS1-13cbe è un Changing-Look AGN spinto da instabilità nel disco di accrescimento, in particolare da instabilità termiche con tempi-scala brevi abbastanza da poter essere relazionati al tempo scala di 70 giorni in cui si è osservata la variazione dell'oggetto.

3.2 Changing-look Quasars

In anni più recenti sono stati scoperti anche dei changing-look quasars, a prova del fatto che questi fenomeni possono avvenire anche in sistemi più luminosi, massivi ed a maggior redshift; i casi conosciuti di changing-look quasars sono circa 20. Il primo changing-look quasar fu osservato e studiato da LaMassa et al. (2015): l'oggetto è passato da Tipo 1 a Tipo 1.9, sperimentando la scomparsa di maggior parte della

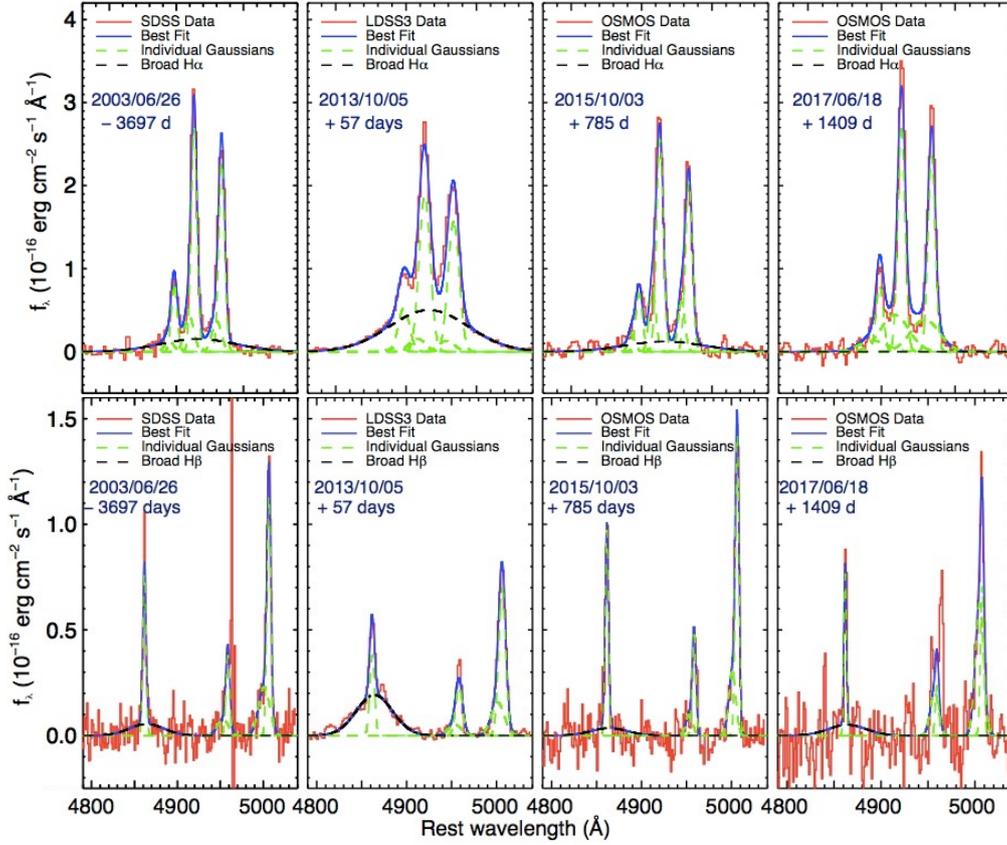


Figura 3.4: PS1-13cbe: righe H α e H β negli spettri di diversi periodi in cui si nota l'apparizione della componente larga di queste due righe nel 2013 e la conseguente scomparsa negli anni successivi (Katebi et al. 2018).

componente larga delle righe. Gli autori hanno dimostrato che le proprietà spettrali e fotometriche osservate non possono essere spiegate con un meccanismo di assorbimento variabile, come ci si poteva aspettare dal modello più semplice di unificazione degli AGN. Il cambiamento di stato di J0159+0033 fu causato, secondo l'ipotesi degli autori, da una diminuzione del continuo dell'AGN, che ha ridotto il flusso di fotoni ionizzanti in grado di eccitare il gas nelle vicinanze del buco nero. Runnoe et al. (2016) scrissero di un changing-look quasar, J1011+5442, che diminuì la sua luminosità entro un tempo-scala di 500 giorni (figura 3.5), e sostennero che il tempo-scala della transizione era incompatibile con una rapida variazione del reddening della sorgente centrale. Se le variazioni di tipo spettrale fossero causate da qualcosa che oscura il quasar, ci si aspetterebbe un'alta polarizzazione lineare: Hutsemékers et al. (2017) misurarono la polarizzazione di J1011+5442, che risultò nulla, suggerendo che tale fenomeno di transizione non è dovuto a un oscuramento variabile. Un altro modello teorizzato, quello del Tidal Disruption event (TDE), risultò inefficace per spiegare il decadere della curva di luce dopo uno stato prolungato di alta luminosità. Il Quasar

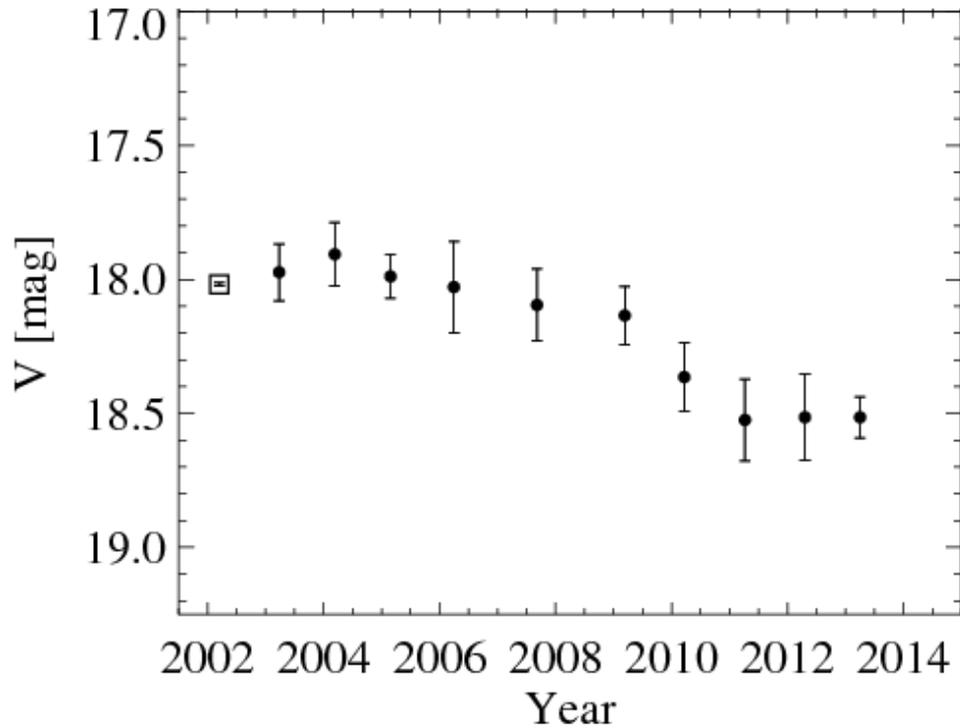


Figura 3.5: Curva di luce del quasar J1011+5442 mediata anno per anno, in cui si vede il rapido calo di luminosità tra il 2009 e il 2011 (Runnoe et al 2015).

J1554+3629 invece subì un rapido *turn-on* (aumento di luminosità) in meno di un anno; Gezari et al. (2017) misurarono un aumento della luminosità di un fattore 10 nel continuo UV e X, fenomeno probabilmente spiegabile con un cambio intrinseco nel tasso di accrescimento. Altri changing-look quasars furono scoperti grazie alla ricerca di spettri ripetuti di oggetti della SDSS. Anche in questi casi, variazioni del tasso di accrescimento riescono a spiegare meglio il tempo-scala delle transizioni e le proprietà delle righe di emissione, piuttosto che l'oscuramento variabile dovuto alla polvere. Questa ipotesi fu accreditata anche da Sheng et al. (2017), che hanno studiato la grande variabilità dei changing-look AGN nell'intervallo di lunghezza d'onda del medio-IR.

Capitolo 4

IC 3599

IC 3599 (Zw 159-34) è una galassia attiva a $z=0.02076$ di magnitudine $m_B=15.7$; si trova nell'ammasso della Chioma (chiamato anche Abell 1656) e le sue coordinate sono $12^h37^m41.2^s$, $+26^\circ42'27.49''$. L'immagine SDSS della galassia ospite (figura 3.1) mostra una morfologia a spirale e un'estensione di ~ 16 kpc. IC 3599 venne osservata per la prima volta in X durante la ROSAT all-sky survey (RASS) del 1990 (Pounds et al. 1993) e in ottico dalla Hamburg survey (Bade et al. 1995).

4.1 Osservazioni in X: outburst

4.1.1 ROSAT

IC 3599 fu osservata tra il 10 e l'11 Dicembre 1990 e risultò uno degli AGN più luminosi della *ROSAT all-sky survey*, in un range X di 0.1-2.4 keV. In una successiva osservazione di ROSAT nel Dicembre 1991 il numero di conteggi al secondo (che definiscono il flusso in X) diminuirono dell'80%, passando da 4.9 cts s^{-1} a 0.064 cts s^{-1} . Nel Giugno 1992 il flusso diminuì a 0.043 cts s^{-1} e nel Giugno 1993 a 0.023 cts s^{-1} (Grupe et al. 1995). Purtroppo l'oggetto non era stato osservato in una survey precedente (HEAO-1), anche se la luminosità minima per questa survey era minore di quella dell'oggetto. Si dedusse quindi che questo calo di luminosità era il seguito di un forte outburst (Grupe et al. 1995). Utilizzando $N_H=N_{H,gal}=1.3\cdot 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ come densità di colonna per il calcolo dell'assorbimento e il fit con un modello spettrale a legge di potenza + corpo nero, risultò che la luminosità nel range 0.1-2.4 keV valeva $5\cdot 10^{36} \text{ W}$ nel 1990, scendendo a $3\cdot 10^{34} \text{ W}$ nel 1993. In Tabella 4.1 sono riportati i parametri ottenuti dai due diversi fit dello spettro, uno che segue solo la legge di potenza e uno a cui si è aggiunto anche l'andamento di corpo nero: il valore del flusso non varia, in maniera significativa, al variare del modello.

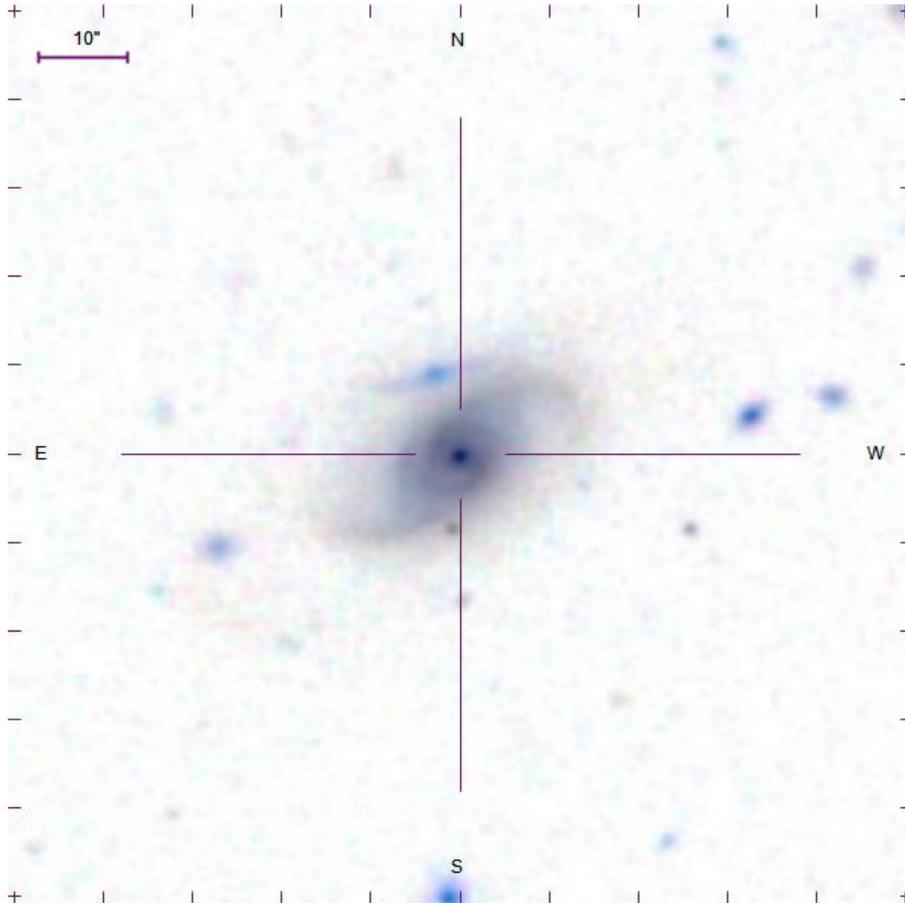


Figura 4.1: Immagine SDSS di IC 3599.

4.1.2 SWIFT

Nel Febbraio 2010, il *Swift X-ray Telescope* della NASA osservò un secondo outburst proveniente da IC 3599; la luminosità era di 1.5×10^{36} W, e il flusso corretto per estinzione valeva 1.4×10^{-14} W m⁻² nel range 0.2-2.0 keV, molto vicino al flusso del primo outburst rilevato nel 1990 (Grube et al. 2015). Qualche anno prima, nel Giugno 2007, l'oggetto era stato osservato durante la *XMM-Newton Slew Survey* dell'ESA (Saxton et al. 2008), ma non vennero rilevati fotoni nel range 0.2-2.0 keV dal sistema, che prevedeva un flusso minimo rilevabile di $\sim 1 \cdot 10^{-15}$ W m⁻². Questo valore venne assunto come limite superiore per il flusso dell'AGN in quell'epoca, confermando la presenza di un vero e proprio outburst nel 2010. Al fine di ottenere uno spettro dello stato di bassa luminosità, l'oggetto venne osservato anche nel 2013 e 2014: si ottenne un flusso di $9.67 \cdot 10^{-17}$ W m⁻² utilizzando un andamento a legge di potenza per il fit, con indice spettrale $\alpha_E=1.4$. Nella tabella 4.1 sono riportati i parametri utilizzati per il fit ottenuto con i due modelli già utilizzati nello studio precedente (Grube et al. 1995), e i risultati sono molto simili ai valori ottenuti dallo studio del primo outburst.

	1990	1992	1993	2010	2013-2014
Power Law					
$F_{E,pl}$ (W m^{-2})	$6.31 \cdot 10^{-14}$	$8.5 \cdot 10^{-16}$	$4.3 \cdot 10^{-16}$	1.4×10^{-14}	$9.67 \cdot 10^{-17}$
α_E	2.1	2.3	3.1	2.6	1.4
Power Law + Blackbody					
$F_{E,sum}$ (W m^{-2})	$5.35 \cdot 10^{-14}$	$6.1 \cdot 10^{-16}$	-	$9.26 \cdot 10^{-15}$	-
α_E	1.0	1.0	-	1.0	-
kT (keV)	91	65	-	91	-

Tabella 4.1: Parametri a confronto per i due eventi di outburst studiati: fit spettrale che segue la sola legge di potenza e fit che prevede sia la legge di potenza che il corpo nero. Il parametro $\alpha_E=1.0$ nel secondo caso è fissato.

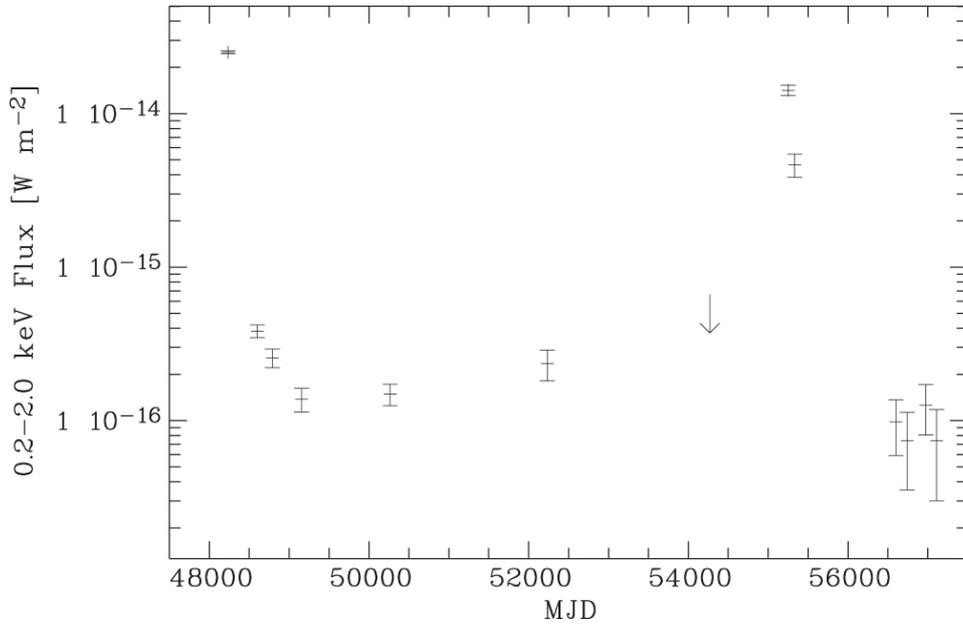


Figura 4.2: Curva di luce di IC 3599 in X, dal 1990 al 2014.

In figura 4.2 si mostra la curva di luce complessiva dell'emissione in X di IC 3599, a partire dalla prima osservazione del 1990 della *ROSAT all-sky survey*. In seguito, altre osservazioni di ROSAT-PSPC (*Position Sensitive Proportional Counters*) del 1991, 1992, 1993 (Grupe et al. 1995) e un'osservazione di ROSAT-HRI (*High Resolution Imager*) del 1996. È poi riportata un'osservazione di CHANDRA (NASA) del 2001 (Vaughan et al. 2004), il limite superiore del flusso imposto dalla *XMM-Newton Slew Survey* del 2007 e infine i dati di SWIFT sopra citati (Grupe et al. 2015).

4.2 Osservazioni in ottico

Il primo spettro in banda ottica di IC 3599 si ottenne nel 1973 con il telescopio di 225 cm di diametro dello Steward Observatory (Arizona), durante uno studio delle galassie più esterne dell'ammasso della Chioma. Nello spettro erano presenti forti righe di emissione, quali [O II] λ 3727, H β λ 4861 e [O III] λ 4959, λ 5007; la galassia venne classificata come S0pec (Tift & Gregory 1973). In seguito, nel 1991, con il telescopio Isaac Newton a La Palma venne preso uno spettro in cui le forti righe di emissione dimostravano la natura attiva della galassia (Brandt et al. 1995) e l'AGN venne classificato come "narrow-line Seyfert 1" seguendo i criteri di Goodrich (1989): le righe H α e H β erano poco più larghe delle righe proibite (FWHM(H α)=1500 km s⁻¹, FWHM(H β)=1200 km s⁻¹), il rapporto [O III]/H β era molto minore di 3 ed erano presenti righe ad alta ionizzazione (figura 4.3). L'assenza della riga [O II] λ 3727, riga che era invece presente nello spettro di Tift e Gregory del 1973, portò gli autori a ipotizzare un cambiamento dello spettro in relazione alla variazione del flusso in X della galassia. In figura 4.3, lo spettro presente nell'articolo di Brandt et al. 1995.

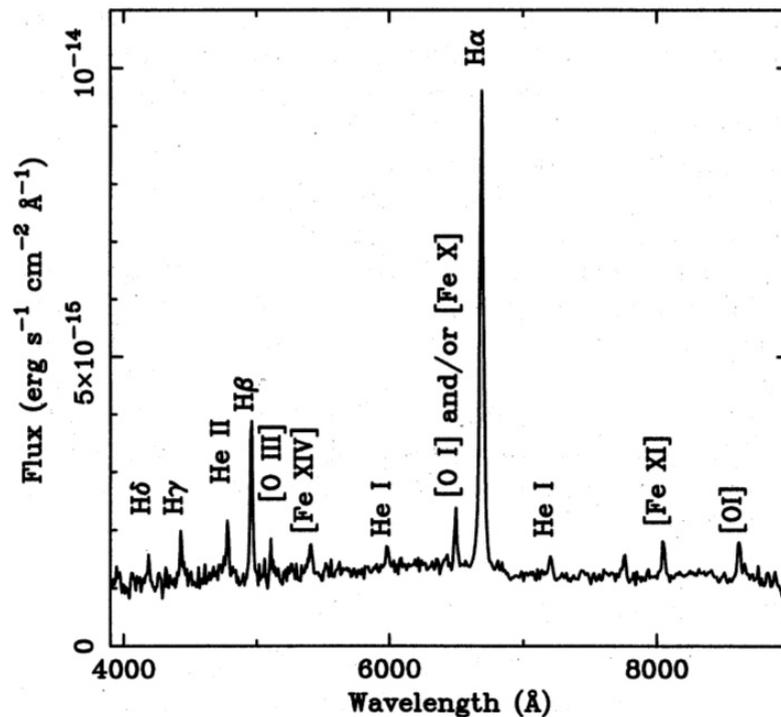


Figura 4.3: Spettro di IC 3599 ottenuto dal telescopio Isaac Newton nel 1991 (Brandt et al. 1995).

Questo AGN fu poi osservato nel Febbraio 1992 con il telescopio di 2.2 m dell'osservatorio di Calar Alto in Spagna, nel Febbraio 1993 con il telescopio da 3.5 m dello

stesso osservatorio e nel mese di Marzo del 1994 e del 1995 con il telescopio da 2.1 m dell'osservatorio McDonald in Texas. Queste osservazioni vennero riportate in un articolo di Grupe et al. (1995); tutti gli spettri mostravano righe strette dell'idrogeno e dell'elio, con la FWHM delle righe di Balmer che va da 600 km s^{-1} a 300 km s^{-1} tra il 1992 e il 1995 e la FWHM delle righe proibite [O III] che rimane a 200 km s^{-1} . I rapporti $[\text{O III}]/\text{H}\beta \simeq 3.4$ e $[\text{N II}]/\text{H}\alpha \simeq 0.32$ calcolati nello spettro del 1995, indussero gli autori a classificare IC 3599 al limite tra una galassia Seyfert 2 e una galassia H II, secondo i diagrammi di Veilleux & Osterbrock (1987), sebbene la presenza di righe ad alta ionizzazione come quelle del ferro suggerissero di classificarla come Seyfert 2. Questa situazione era particolarmente differente da ciò che si osservava nello spettro del 1991 in figura 4.3, in cui le righe ad alta ionizzazione erano più deboli: questo perché la NLR doveva ancora risentire degli effetti dell'outburst in X, per cui questa regione si stima essere distante ~ 1 anno-luce dal centro. Si osservò poi una diminuzione di un fattore > 5 del flusso della riga del ferro [FeX] 6375 e una diminuzione di un fattore ~ 2 del flusso delle righe [Fe VII] 5721, 6086, dovuti a una variazione del continuo ionizzante. In figura 4.4 sono presenti gli spettri delle 4 osservazioni citate, analizzati nell'articolo di Grupe et al. 1995.

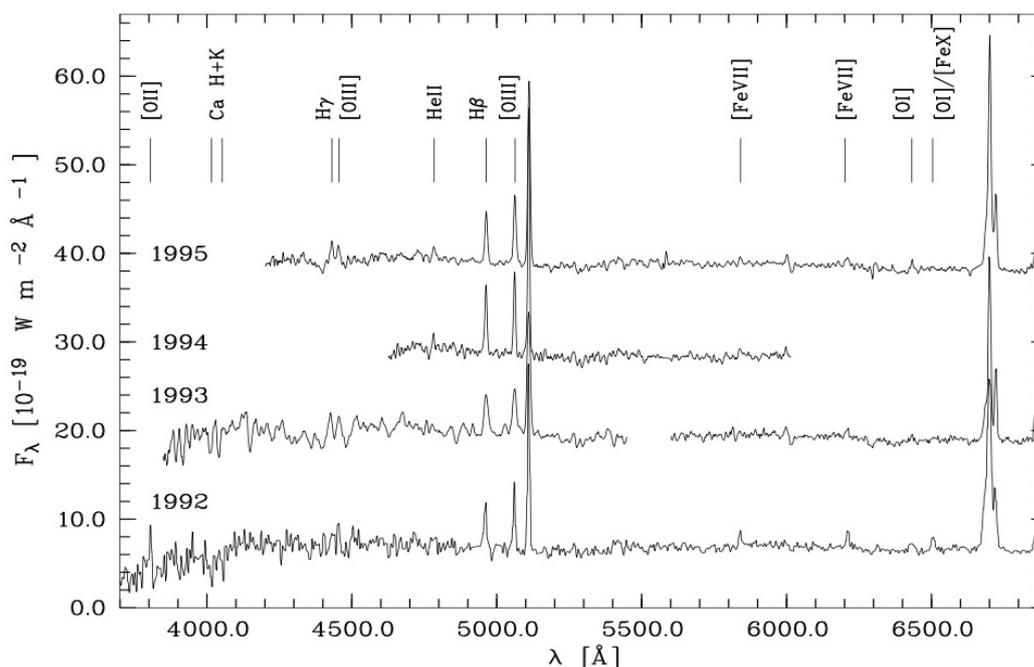


Figura 4.4: Spettri di IC 3599 ottenuti del 1992, 1993, 1994 e 1995 dagli osservatori di Calar Alto e McDonald e analizzati nell'articolo di Grupe et al. 1995.

Studi successivi di uno spettro del 1997, preso con il Telescopio da 3.5 m dell'osservatorio di Calar Alto, rivelarono una componente larga nella riga $\text{H}\alpha$ della stessa intensità della componente stretta, con FWHM di 1090 km s^{-1} e 400 km s^{-1}

rispettivamente. Questo portò a classificare l'oggetto come Seyfert 1.9 (Komossa et al. 1999).

Nel 2005 l'AGN fu osservato dalla *Sloan Digital Sky Survey*. Il flusso delle righe proibite, incluse quelle del ferro, non risultò cambiato rispetto agli spettri del 1995 e del 1997, indicando che l'oggetto era rimasto nel suo stato di bassa emissione. Analizzando la riga $H\alpha$ si notò ancora la presenza di una componente larga, abbastanza debole, con $\text{FWHM} \sim 1020 \text{ km s}^{-1}$ (Grube et al. 2015), simile al risultato ottenuto nell'articolo di Komossa et al. 1999, confermando la classificazione Seyfert 1.9.

In seguito, tra il 2005 e il 2013 IC 3599 venne monitorato in fotometria dalla *Catalina Sky Survey* della NASA; la curva di luce mostra un picco di luminosità nel 2008 e un secondo picco nel 2010, non escludendo l'ipotesi che si tratti di un unico outburst che durò 2 anni. In figura 4.5 si mostra la curva di luce ottenuta dalla Catalina Sky Survey.

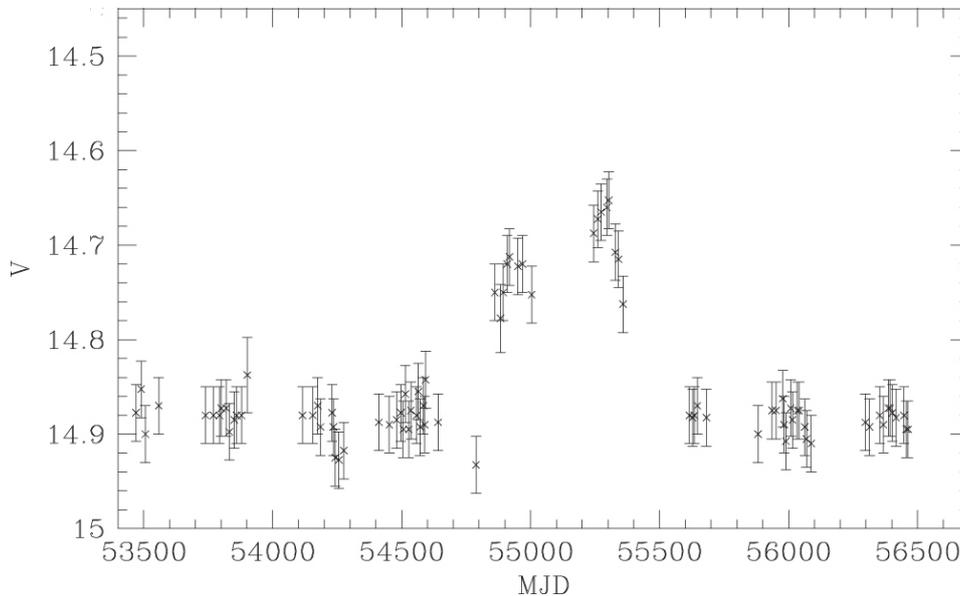


Figura 4.5: Curva di luce in ottico di IC 3599 ottenuta dalla Catalina Sky Survey tra il 2005 e il 2013.

4.3 Modelli proposti

Vari modelli di attività di questo AGN sono stati proposti a seguito dell'outburst del 1990, ma il secondo outburst osservato nel 2010, a così poco tempo dal primo, obbligò a porre delle restrizioni nelle teorie sviluppate.

Tidal Disruption Event (TDE): una delle situazioni in cui può verificarsi un outburst, cioè un aumento dell'energia emessa durante un breve periodo, è la distruzione di una stella che orbita vicino al buco nero a causa delle forze mareali del

campo gravitazionale. Il tempo stimato in cui una stella viene inglobata in un buco nero super-massiccio ($10^6 M_{\odot}$) è di circa 1 anno (Rees 1988), dunque compatibile con la durata dell'outburst visibile in X. Ciò che non è compatibile è la frequenza di questi eventi: infatti si stima che una classica distruzione di una stella per causa del buco nero avviene ogni 10^4 - 10^5 anni, mentre l'osservazione del secondo outburst avvenne a soli 20 anni dal precedente. Altre condizioni sono allora state proposte per sostenere questo modello di distruzione di una stella:

- La presenza di un buco nero binario può accrescere la probabilità che una stella venga distrutta dalle forze mareali del campo gravitazionale, aumentando quindi la frequenza di questi eventi (Stone & Loeb 2011). In presenza di un SMBH binario, invece, può accadere che la curva di luce del TDE mostri numerosi picchi, dal momento che la presenza di un buco nero secondario può interrompere momentaneamente il flusso di accrescimento sul primario (Liu et al. 2014). In ogni caso, ottenere con queste condizioni due picchi di luminosità molto simili come quelli osservati è un evento poco probabile.
- L'outburst può essere dovuto non alla distruzione totale della stella, bensì alla caduta di materiale dalla stella al buco nero (Campana et al. 2015); questo scenario però non è compatibile con il picco rilevato già nel 2008 in ottico, prima dell'outburst in X (Grupe et al. 2015).

Variabilità dovuta ad un SMBH binario: il ripetersi dell'outburst può essere causato da un BH secondario che interagisce, nella sua orbita, con il disco di accrescimento del primario, oppure dallo scambio del flusso di materiale che avviene ad ogni orbita. Questo modello è stato proposto per lo studio del blazar OJ 287, che presenta ripetuti outburst in X nei quali si sono verificati anche picchi doppi in ottico, come quello osservato nel 2008 e 2010 in IC 3599.

Instabilità del disco: un altro modello, considerato da molti, prevede che questi eventi di outburst derivino da situazioni di instabilità del disco di accrescimento, processi che possono ripetersi anche con una certa regolarità e che sono costituiti da diverse fasi (Saxton et al. 2015). Inizialmente, durante la fase di quiescenza, il disco di accrescimento è limitato internamente a una distanza R_{trunc} dal centro in cui è presente una regione vuota o con gas a bassa densità, tanto da non essere rilevato il flusso in X. Un po' alla volta, un flusso di materia dal disco esterno verso l'interno riempie questa regione centrale; durante la fase di crescita, la pressione di radiazione del disco interno supera la pressione del gas e questo provoca instabilità dell'equilibrio locale. Si genera quindi un'onda di calore nella parte più centrale del disco, che si propaga verso l'esterno alla velocità del suono. Il riscaldamento del gas causa l'aumento della viscosità, dell'altezza di scala del disco e del tasso di

accrescimento e l'emissione è dominata dal contributo termico. Durante la fase di outburst il disco si estende fino quasi all'ultima orbita stabile verso il buco nero e infine, dato che l'accrescimento del buco nero è maggiore del flusso di materiale dal disco esterno a quello interno, va a riformarsi una regione vuota all'interno di R_{trunc} ; questa è la fase di decadimento, in cui il flusso di radiazione X cala molto velocemente fino al livello della fase di quiescenza.

Il tempo tra un outburst e un altro è dato dalla durata della fase di quiescenza, in cui il disco interno di riempie poco a poco (Saxton et al. 2015):

$$\tau_{\text{fill}} \sim 0.33\alpha^{-8/10} M_6^{6/5} M_{\text{edd}}^{-3/10} \left[\left(\frac{R_{\text{trunc}}}{R_g} \right)^{5/4} - \left(\frac{R_0}{R_g} \right)^{5/4} \right] M_{\odot} \quad (4.1)$$

dove τ_{fill} è in mesi, M_6 è la massa del buco nero in unità di $10^6 M_{\odot}$ e $R_g = GM/c^2$ è il raggio gravitazionale. Riportando i valori presenti in Grupe et al. (2015), cioè assumendo che il tasso di accrescimento sia limitato dalla luminosità di Eddington ($M_{\text{edd}} = 1$), che la viscosità sia $\alpha = 0.1$, il raggio interno sia $R_0 = 3R_g$, la massa del buco nero $M_{\text{BH}} = 10^6 - 10^7 M_{\odot}$ e considerando un tempo di 19.5 anni (234 mesi) della fase di quiescenza risulta che $R_{\text{trunc}} = 5 - 45 R_g$. Questo è un valore compatibile con $R_{\text{trunc}} = 4 - 22 R_g$ calcolato sul quasar GRS 1915+105 da Belloni et al. (1997), che avevano previsto lo stesso modello di instabilità del disco di accrescimento. La durata minima del flare, invece, è definita dal tempo necessario per riscaldare il disco interno:

$$\tau_{\text{rise}} \geq R_{\text{trunc}}/c_s \sim 1.5 \cdot 10^4 \left(\frac{R_{\text{trunc}}}{R_g} \right) M_6 \text{ s} \quad (4.2)$$

che per l'outburst osservato nel 2010 risulta $\tau_{\text{rise}} \geq 7 - 8$ giorni, compatibile con il valore $\tau_{\text{rise}} \leq 2.4 - 17$ mesi riscontrato dalla curva di luce di Catalina (figura 4.5).

Capitolo 5

Analisi dati e discussione

5.1 Riduzione spettri

I dati analizzati sono i seguenti spettri di IC 3599:

- Spettri estratti dall'archivio dell'ING (*Isaac Newton Group*) di La Palma, presi con il telescopio WHT (*William Herschel Telescope*) in data 11/06/1993: due spettri della galassia sono stati ottenuti utilizzando un reticolo a 316 tratti/mm in un range spettrale tra 7700 e 9500 Å mentre altri due spettri con un reticolo a 1200 tratti/mm in un range 6400-6800 Å. Per distinguerli, gli spettri appartenenti al primo gruppo saranno definiti con R316R e i secondi con R1200R. Assieme agli spettri della galassia, sono state acquisite le immagini del bias, i flat-field, lo spettro della lampada di calibrazione e lo spettro della stella standard, che in questo caso è *Feige 34*.
- Spettri dell'ING di La Palma, presi con il telescopio WHT in data 03/05/1995: alcuni spettri della galassia sono stati ottenuti con il reticolo a 158 tratti/mm; di questi, due spettri coprono il range spettrale di 3500-6000 Å e saranno definiti con R158B e altri due ad il range spettrale di 5500-8500 Å, definiti con R158R. Altri spettri sono stati ottenuti con un reticolo a 600 tratti/mm, anch'essi divisi in blu (6200-7100Å) e rosso (8000-8700Å) e definiti con R600B, R600R. Assieme agli spettri della galassia, sono stati presi le immagini del bias, i flat-field, lo spettro della lampada di calibrazione e lo spettro della stella standard, che è *hd 84937* per gli spettri R158 e *hz 44* per gli spettri R600.
- Uno spettro del telescopio di Cima Ekar di Asiago del 26/01/2004 con un range spettrale di 8000-9000 Å, assieme alle immagini di bias, flat-field, uno spettro della lampada di calibrazione e uno spettro della stella standard.
- uno spettro della SDSS del 25/12/2005 con un range spettrale di 4000-9000 Å.

- Uno spettro del telescopio Galileo di Asiago del 05/02/2016 e uno del 05/04/2018 ottenuti con un reticolo di 300 tratti/mm, in un range spettrale 3000-8000 Å, assieme alle immagini di bias, flat-field, uno spettro della lampada di calibrazione e uno spettro della stella standard.
- Uno spettro del telescopio Galileo di Asiago del 01/06/2018 ottenuto con un reticolo di 300 tratti/mm con un range spettrale di 5500-10000 Å, con le immagini di bias, flat-field, uno spettro della lampada di calibrazione e uno spettro della stella standard.

Nella tabella 5.1 sono riportate le caratteristiche principali degli spettri analizzati.

IC 3599

Data (gg/mm/aaaa)	MJD at start	Telescopio	Esposizione (s)	Slit	Dispersione ($\text{\AA}/\text{px}$)	Risoluzione spettrale	Grating (tratti/mm)	Airmass
11/06/1993	49149.94765	WHT (ISIS red arm)	1800	0.84"	1.36	3400	316	1.290
11/06/1993	49149.96034	WHT (ISIS blue arm)	1800	0.84"	0.39	10833	1200	1.209
05/03/1995	49781.94090	WHT (ISIS blue arm)	900	1.51"	2.83	611	158	1.764
05/03/1995	49782.24935	WHT (ISIS blue arm)	1800	1.52"	0.77	3260	600	1.314
26/01/2004	53030.13681	1.8 m Asiago (AFOSC)	7200	1.69"	0.87	2656	1280	1.060
25/12/2005	53729.51319	2.5 m SDSS	2700	3"	0.98	1800	640 (B) - 400 (R)	1.048
05/02/2016	57423.04448	1.2 m Asiago (B&C)	3600	6.8"	2.26	458	300	1.144
05/04/2018	58213.94102	1.2 m Asiago (B&C)	3600	4.25"	2.25	687	300	1.062
04/06/2018	58271.84542	1.2 m Asiago (B&C)	4800	4.25"	2.27	687	300	1.062

Tabella 5.1: Caratteristiche degli spettri di IC 3599 presi in considerazione.

5.1.1 Bias e Flat-field

La riduzione degli spettri si è svolta con il programma IRAF; inizialmente gli spettri sono stati corretti per bias, che è un'immagine presa con zero secondi di posa e misura il livello di conteggi di base del CCD aggiunti per evitare conteggi negativi dovuti a fluttuazioni statistiche. Il valore medio del bias viene sottratto alle immagini per riportare a zero il valore minimo dei conteggi, e grazie al bias si può calcolare il rumore di lettura del CCD e si può verificare la presenza o meno di pixel difettosi. In seguito le immagini sono state corrette per flat-field, che è lo spettro di una sorgente di luce continua (tipicamente una lampada alogena) e serve a misurare la risposta del CCD a una luce omogenea. Spesso il CCD non risponde ugualmente in tutte le zone e questo errore è da correggere per evitare misure errate nei flussi degli spettri. La correzione per flat-field si è svolta mediando le immagini di flat-field ("flat medio") e utilizzando il comando `response`: questo comando interpola in modo interattivo una funzione lungo la dispersione del flat medio, funzione che serve a normalizzare quest'ultimo. Il flat normalizzato, chiamato "Masterflat", contiene valori che oscillano attorno all'1 nella direzione perpendicolare alla dispersione, dispersione che in tutti i nostri spettri è orizzontale (asse X); gli spettri vengono divisi per questi valori, in modo che le disuniformità lungo l'asse Y siano corrette. In figura 5.1 si può vedere il fit ottenuto lungo la direzione della dispersione del flat medio.

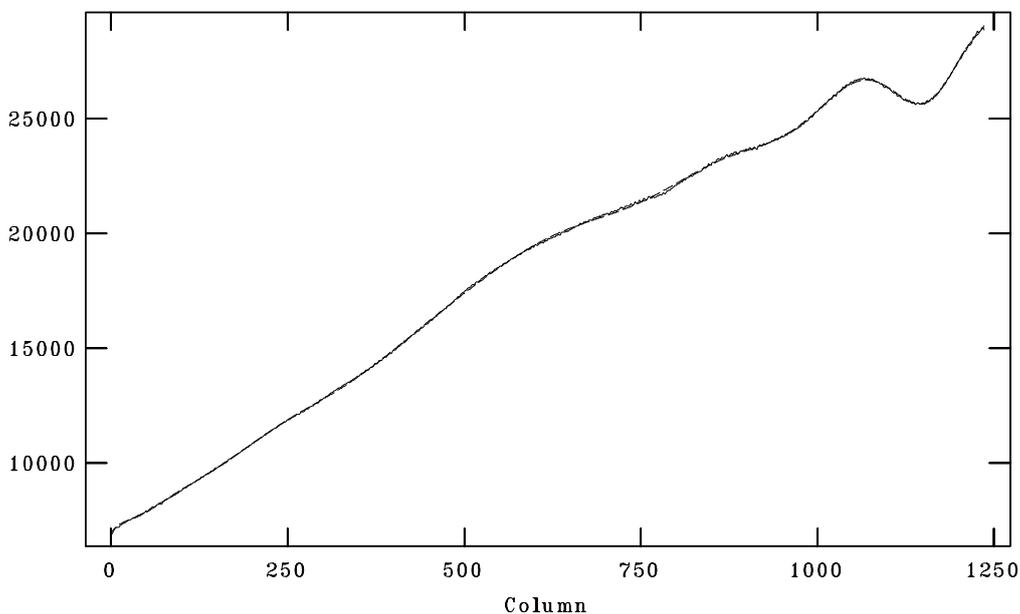


Figura 5.1: Risultato di `response`: fit di una funzione di Legendre sulla curva del flat medio lungo l'asse della dispersione (asse X), appartenente all'osservazione del 1993. Assi X, Y: pixel, conteggi di fotoni.

5.1.2 Calibrazione in lunghezza d'onda

Gli spettri corretti per bias e flat-field sono stati poi calibrati in lunghezza d'onda per ottenere, lungo l'asse X, valori con un'unità di misura opportuna di λ (Å). A questo scopo si prende uno spettro di una lampada nota, detta lampada di calibrazione, che abbia delle righe di emissione ben definite e di cui si conosca la lunghezza d'onda con precisione. Si mettono quindi in relazione i valori dei pixel lungo l'asse X con in valori in Å delle righe di emissione e si costruisce in questo modo una relazione lineare tra pixel e Å che viene usata poi per calibrare gli spettri della stella standard e della galassia.

Il comando `identify` si utilizza per inserire i valori in Å delle righe della lampada di calibrazione, una volta confrontati lo spettro della lampada ottenuto al telescopio e lo spettro della stessa lampada già calibrato in λ presente nei database dell'osservatorio. Il comando `identify`, una volta inseriti i valori di 10-15 righe di emissione, riconosce ulteriori righe e interpola interattivamente una funzione che correla pixel ad Å nella riga (cioè lungo l'asse X) centrale dello spettro. Il comando `reidentify` svolge la stessa identificazione delle righe di emissione lungo tutto il CCD. Il comando `fitcoords` interpola una funzione lungo l'asse X, cioè l'asse di dispersione, e una funzione lungo l'asse Y (asse spaziale) nello spettro della lampada, in modo che ad ogni pixel venga assegnato un valore di $\lambda = f(x, y)$; il comando `transform`, infine, trasforma le unità fisiche del CCD (pixel) in Å negli spettri della stella standard e della galassia, utilizzando le funzioni calcolate con `fitcoords`.

Per la calibrazione degli spettri del 1993 è stata usata la lampada Rame-Neon; sono stati presi gli spettri della lampada prima di ottenere ogni spettro, uno della stella standard e due della galassia, per cui la correzione in λ è stata svolta singolarmente per ciascuno spettro. In figura 5.2 si vede lo spettro della lampada di calibrazione con le righe identificate attraverso `identify`, mentre in figura 5.3 si possono osservare i residui dati dall'interpolazione della funzione $\lambda = f(x, y)$ sulle righe di emissione (lungo l'asse X) ottenuta con `fitcoords`. Per la calibrazione degli spettri del 1995 sono state usate le lampade Rame-Argon e Rame-Neon.

5.1.3 Calibrazione in flusso

La calibrazione in flusso permette di convertire la misura dei conteggi ottenuti dalla lettura del CCD in unità di flusso ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$); per il confronto ci si avvale di una stella standard, non variabile, della quale è già stato misurato il flusso. Lo spettro della stella standard si mette a confronto quindi con le misure già note presenti nel database del programma, e si costruisce una relazione che legghi il numero di conteggi ai valori del flusso. Con questa funzione, poi, si può convertire in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ lo spettro della galassia.

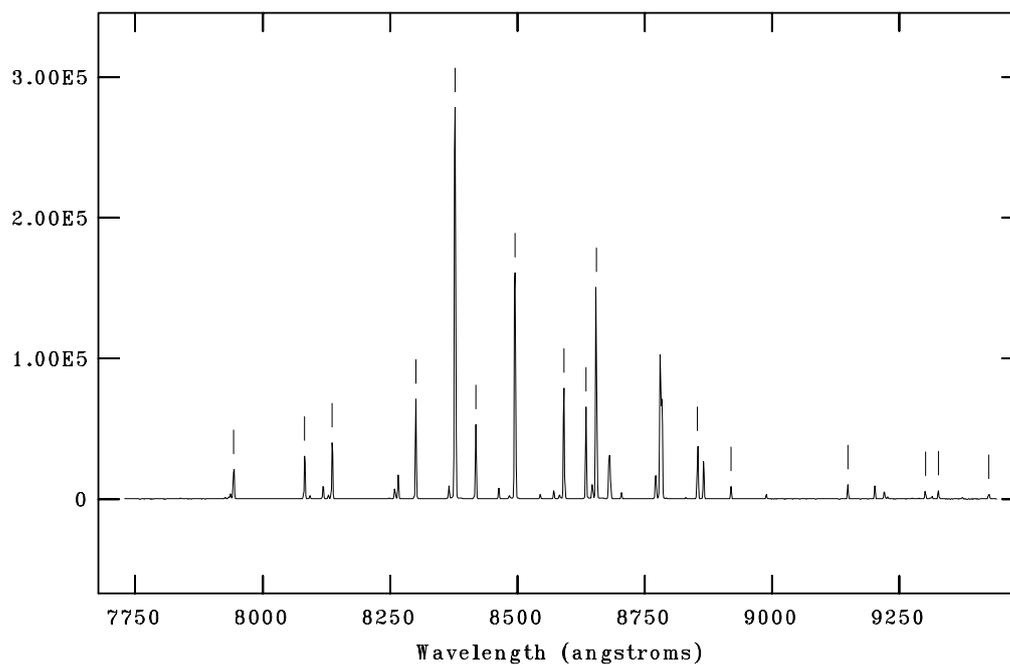


Figura 5.2: Comando `identify`: identificazione e auto-identificazione delle righe di emissione della lampada Rame-Neon usata per gli spettri del 1993. Asse Y: conteggi di fotoni.

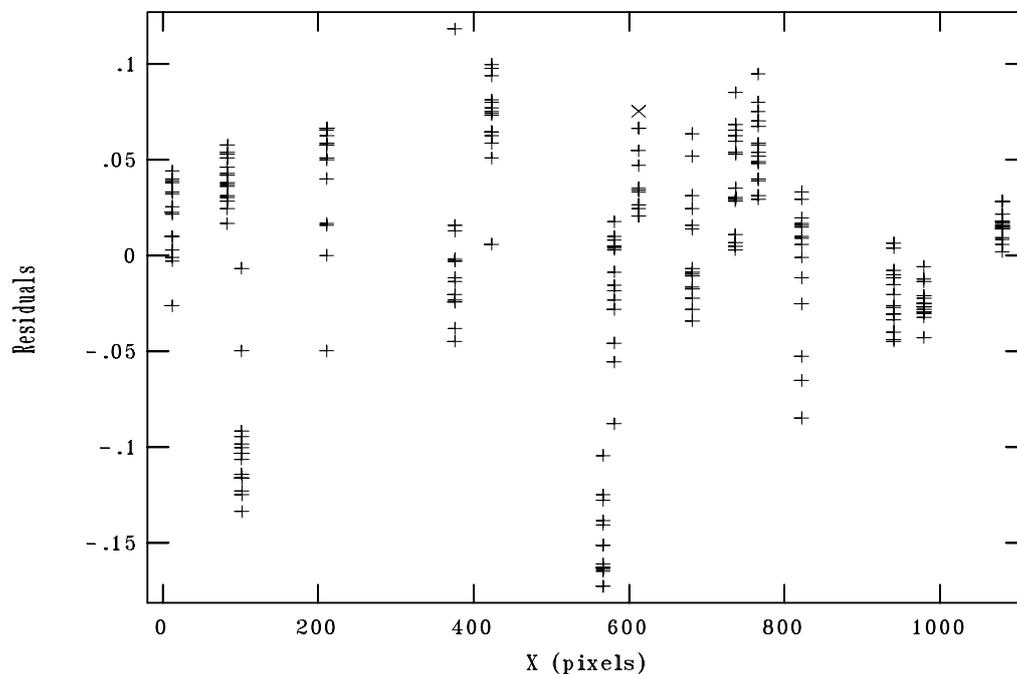


Figura 5.3: Risultato di `fitcoords`: residui dell'interpolazione della funzione $\lambda = f(x, y)$ sulle righe di emissione e lungo l'asse X. Osservazione del 1993.

Il primo passo della calibrazione in flusso è ricavarsi uno spettro mono-dimensionale della stella standard con il comando `apall`; questo comando seleziona i pixel in cui è presente la luce della stella e somma i conteggi lungo la fenditura per ottenere lo spettro totale della stella. Un esempio di spettro mono-dimensionale di una stella standard ottenuto con `apall` è riportato in figura 5.4.

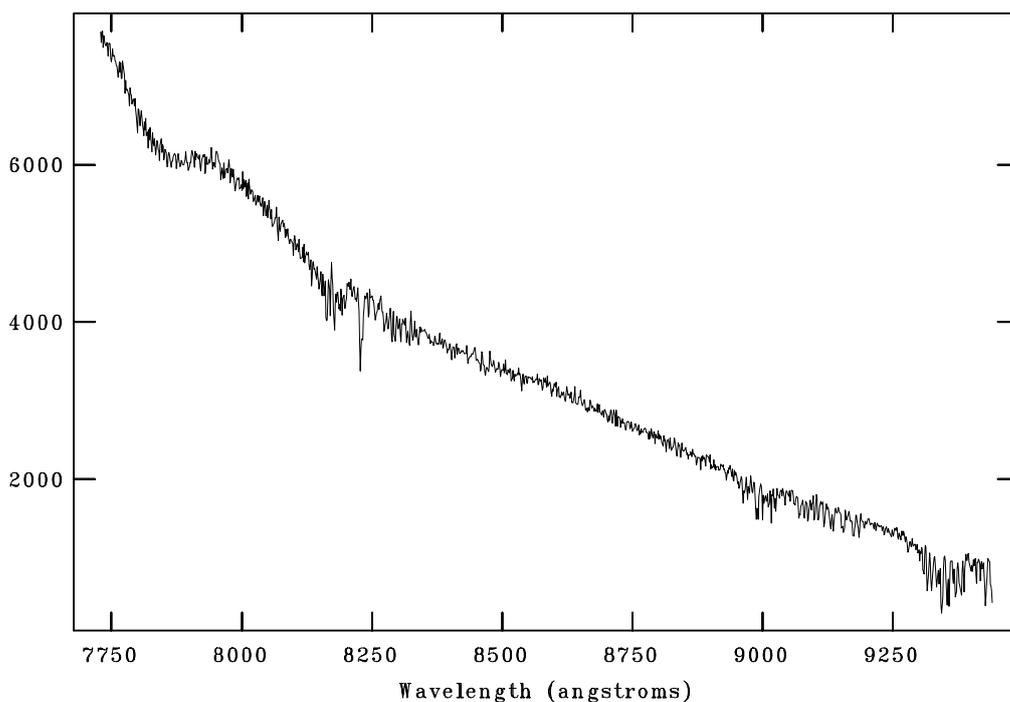


Figura 5.4: Spettro della stella *Feige34* estratto con `apall`, calibrato in λ (asse X) ma non in flusso (asse Y: conteggi di fotoni). Osservazione del 1993.

Successivamente, si utilizzano i comandi `standard` e `sensfunc` per calcolare la funzione di sensibilità del CCD, che relaziona il numero di conteggi con la misura del flusso. Il comando `standard` prende in input lo spettro mono-dimensionale della stella di calibrazione, lo divide a intervalli e calcola l'integrale su ciascun tratto, riportandolo in output assieme al valore del flusso dello stesso tratto ricavato dallo spettro già calibrato presente nel database. Questo comando chiede anche il valore della massa d'aria della notte di osservazione e il tempo di esposizione, valori dai quali dipende la misura del flusso. Il file di output è poi usato da `sensfunc` per calcolare la funzione di sensibilità del CCD, di cui un esempio è riportato in figura 5.5; la funzione dipende dai seguenti parametri: numero di conteggi ottenuti, tempo di esposizione, flusso della stella standard per \AA , larghezza in \AA dei tratti, massa d'aria ed estinzione. Ciò che risulta è il rapporto tra i conteggi osservati e il flusso in magnitudini.

Infine, utilizzando la funzione di sensibilità fornita da `sensfunc`, il comando

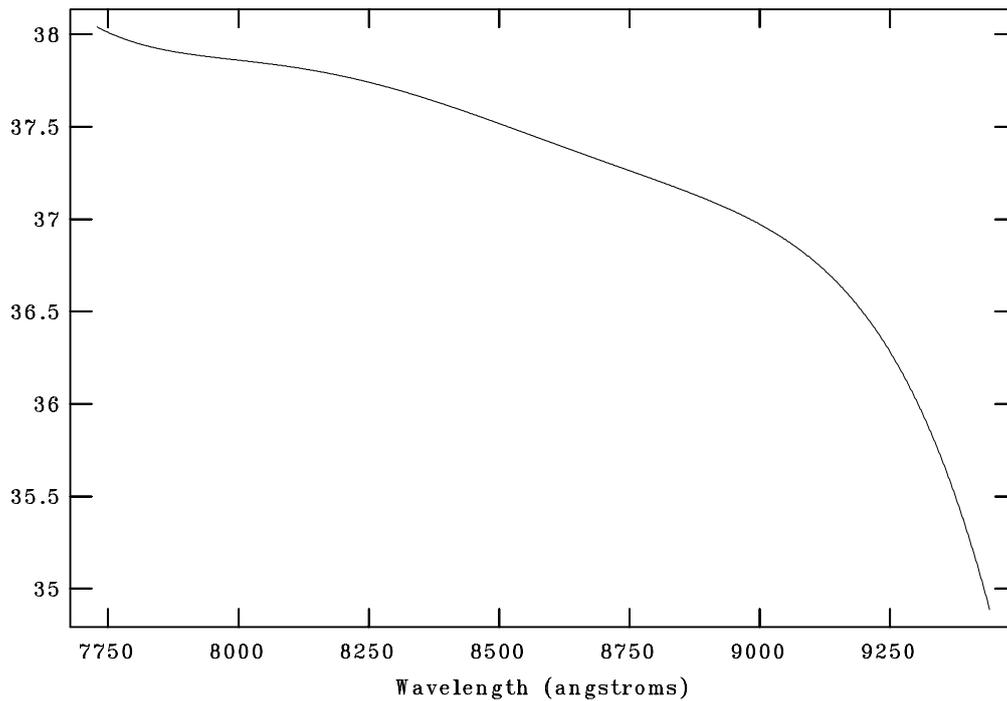


Figura 5.5: Funzione di sensibilità del CCD lungo l'asse di dispersione: rapporto tra il numero di conteggi e il flusso assoluto in magnitudini della stella *Feige 34*. Osservazione del 1993.

`calibrate` converte in unità di flusso i conteggi degli spettri della galassia. L'output di `calibrate` è quindi uno spettro calibrato in flusso, con le unità di misura $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$ (figura 5.6).

5.1.4 Sottrazione del background e combinazione degli spettri

Gli spettri della galassia calibrati in lunghezza d'onda presentano ancora delle righe di emissione del cielo da eliminare. Per questo si usa il comando `background`, che crea il fit di una funzione lungo una colonna dello spettro (se non è precisato in input, sceglie la colonna centrale). Il fit può essere migliorato interattivamente e, una volta confermato, viene applicato a tutte colonne e sottratto; in questa maniera vengono rimossi il continuo del cielo e le righe. In seguito, con il comando `apall` viene estratto lo spettro mono-dimensionale e infine si combinano gli spettri (che sono 2 per le misure del 1993 e del 1995) con il comando `scombine`. Questo comando calcola la media dei valori dei due spettri e con l'opzione `reject=minmax` si è in grado di eliminare i raggi cosmici. Il risultato finale è uno spettro mono-dimensionale, calibrato in λ e in flusso e corretto per background, combinazione di uno o più spettri singoli. Tutti gli spettri ridotti sono riportati in figura 5.7.

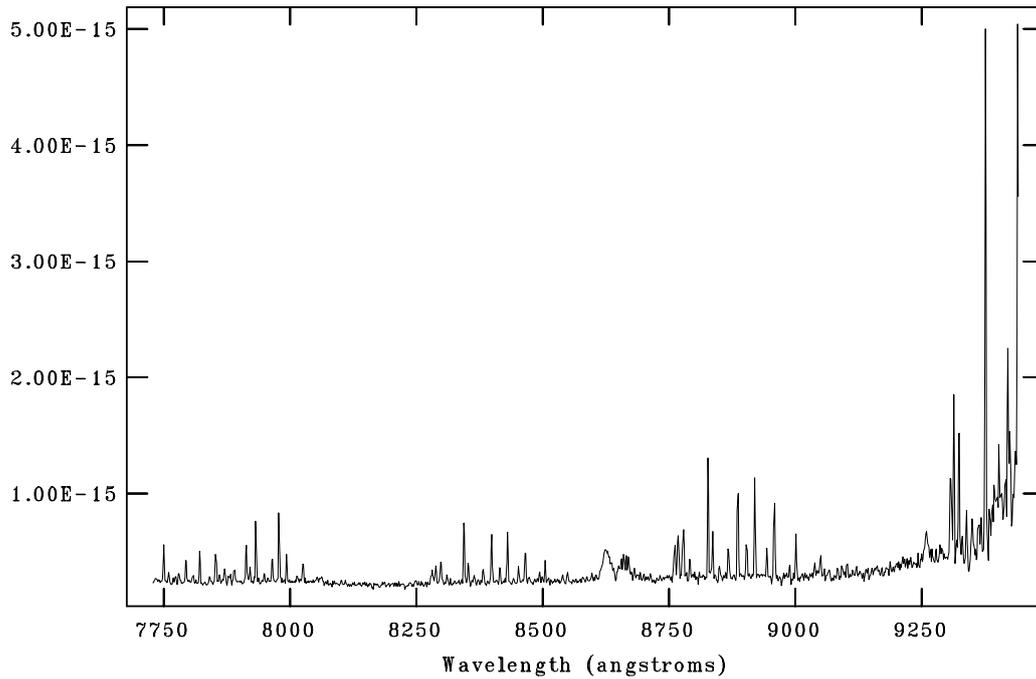


Figura 5.6: Output del comando `calibrate`: spettro della galassia IC 3599 calibrato in flusso (asse Y: $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$). Osservazione del 1993.

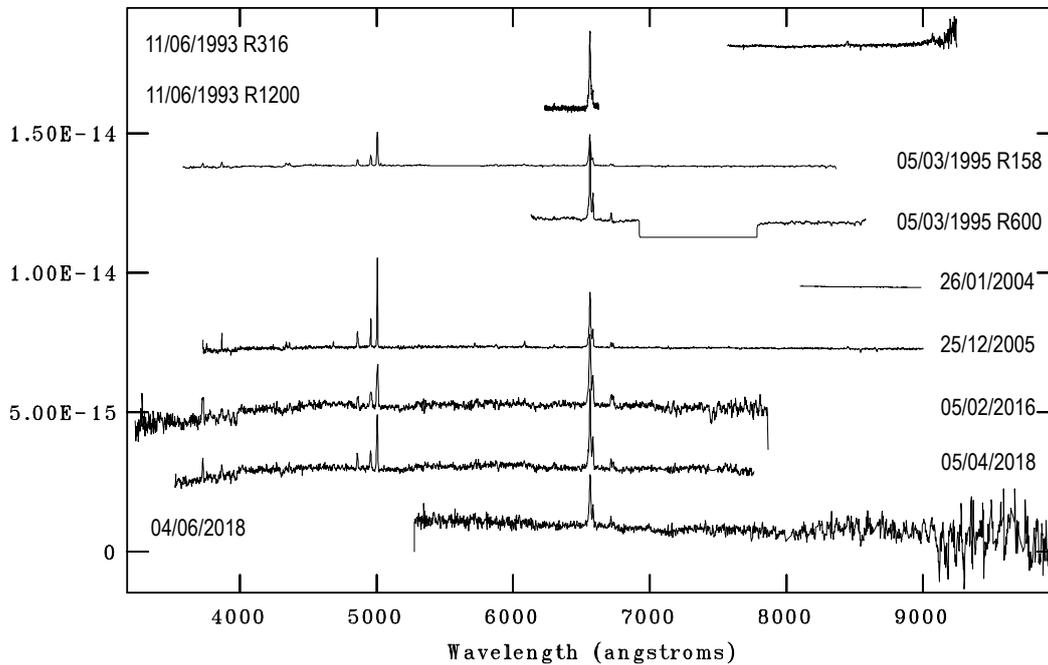


Figura 5.7: Spettri finali ridotti e combinati, traslati nell'asse Y (flusso) per evitare sovrapposizioni. Gli spettri del 05/03/1995 R158 e R600 sono ottenuti unendo gli intervalli blu e rosso.

5.1.5 Continuo stellare

Per poter analizzare il flusso e la larghezza delle righe di emissione dell'AGN è necessario che gli spettri non siano contaminati dall'emissione stellare della galassia: per questo è stato sottratto il continuo stellare. Il programma utilizzato per questa operazione è `starlight`, programma che calcola il miglior fit del continuo dello spettro, costruendolo con una combinazione lineare di spettri di popolazioni stellari. `Starlight` richiede in input lo spettro riscalato con dispersione uguale a $1 \text{ \AA}/\text{px}$, il range spettrale ed eventuali intervalli di lunghezza d'onda da non considerare al momento del fit (maschere), che sono cioè le zone in cui ci sono le principali righe di emissione dell'AGN; queste zone non andranno ad influire sul fit del continuo. Questa operazione richiede però che lo spettro sia abbastanza lungo, in modo da non fornire un fit degenero o incoerente con i modelli di popolazione stellare più veritieri. Per questo è stato possibile applicare la correzione per continuo stellare solo a 4 spettri: lo spettro del 05/03/1995 con grating R158, lo spettro del 25/12/2005, quello del 05/02/2016 e quello del 05/04/2018. Il programma ha interpolato il continuo stellare sui quattro spettri utilizzando modelli di popolazione stellare abbastanza simili tra di loro. Le curve del continuo stellare sono state poi sottratte dal flusso degli spettri così da poter lavorare sull'effettiva emissione dell'AGN. In figura 5.8 sono riportate le curve del continuo stellare fittate sugli spettri e nella tabella 5.2 i valori dell'età delle popolazioni stellari utilizzate.

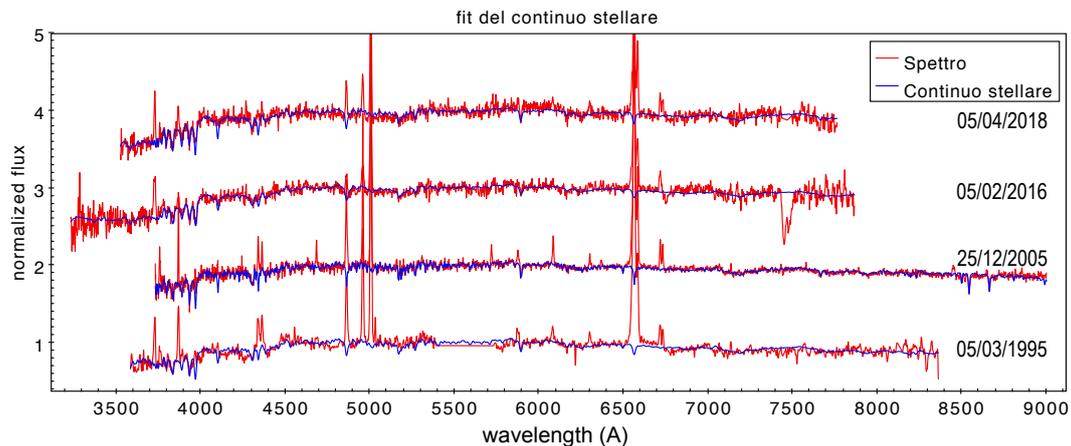


Figura 5.8: Fit del continuo stellare calcolato con il programma `starlight` sui quattro spettri considerati utilizzabili. Il flusso è normalizzato e gli spettri traslati nell'asse y.

spettro	% stellare	età	spettro	% stellare	età
05/03/1995	56.5	1.4E+09	25/12/2005	38.5	2.5E+09
	25.1	2.5E+09		33.6	1.4E+09
	7.0	1.0E+06		16.7	1.0E+06
	4.8	1.0E+07		11.9	9.0E+08
05/02/2016	45.2	5.0E+09	05/04/2018	40.7	2.5E+09
	15.5	1.0E+07		20.4	9.0E+08
	10.0	6.4E+08		14.2	1.3E+10
	8.0	9.0E+08		12.3	1.0E+07
	7.7	2.5E+09		5.1	1.1E+10
	6.3	1.2E+10		4.7	3.2E+06
	4.7	5.0E+06		2.8	1.0E+08

Tabella 5.2: Valori dell'età delle popolazioni stellari, con relative percentuali, che sono state utilizzate dal programma *starlight* per il fit del continuo.

5.2 Analisi degli spettri

Sono state analizzate le righe di emissione dei quattro spettri corretti per continuo stellare (paragrafo 5.1.5) e degli spettri del 11/06/1993 -R316, 05/03/1995 -R600 e 04/06/2018; questi ultimi non sono stati corretti per continuo stellare, aspetto che si terrà presente nella discussione dei risultati. In seguito sono riportati degli ingrandimenti dello spettro della SDSS del 25/12/2005 in cui si sono individuate le righe di emissione presenti e la loro lunghezza d'onda.

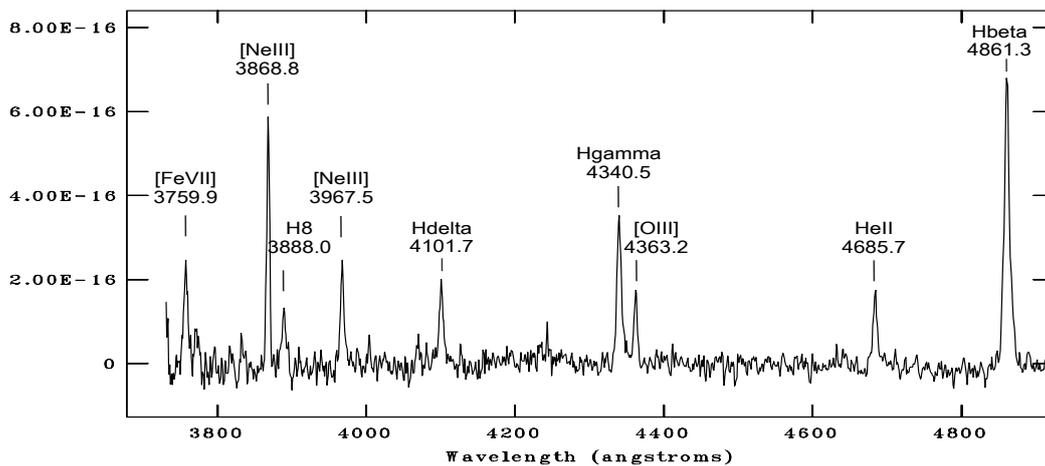


Figura 5.9: Spettro SDSS del 25/12/2005. Flusso in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

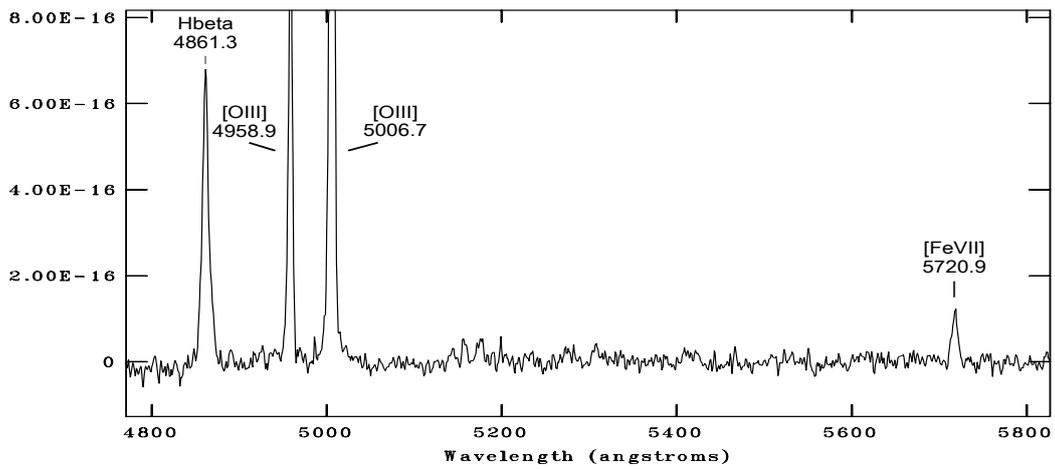


Figura 5.10: Spettro SDSS del 25/12/2005. Flusso in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

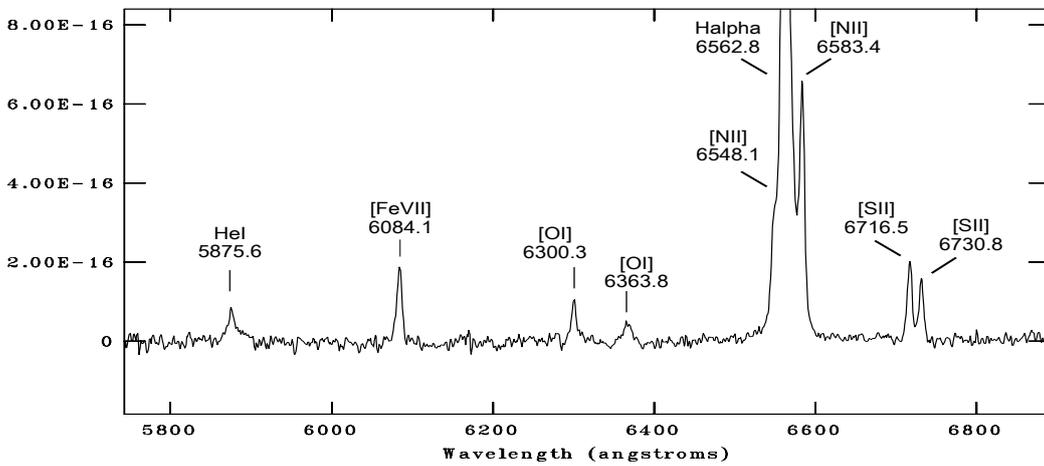


Figura 5.11: Spettro SDSS del 25/12/2005. Flusso in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

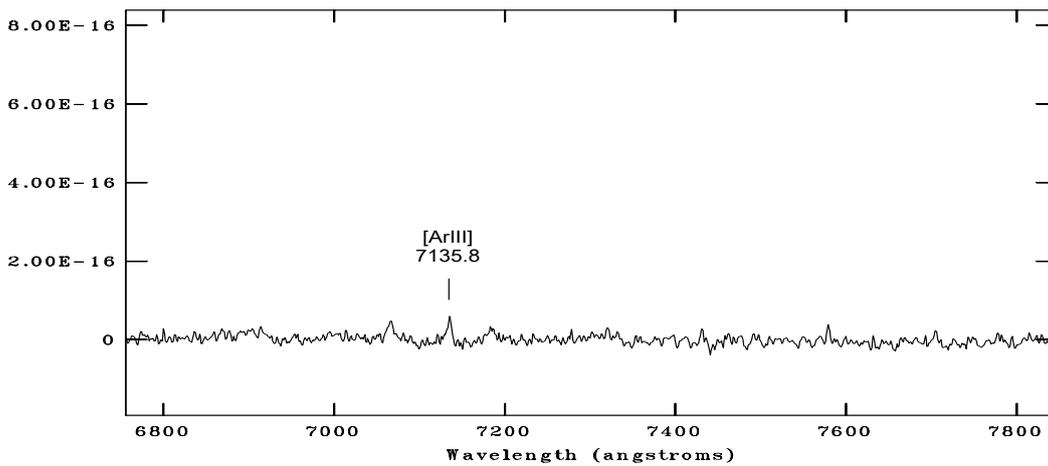


Figura 5.12: Spettro SDSS del 25/12/2005. Flusso in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

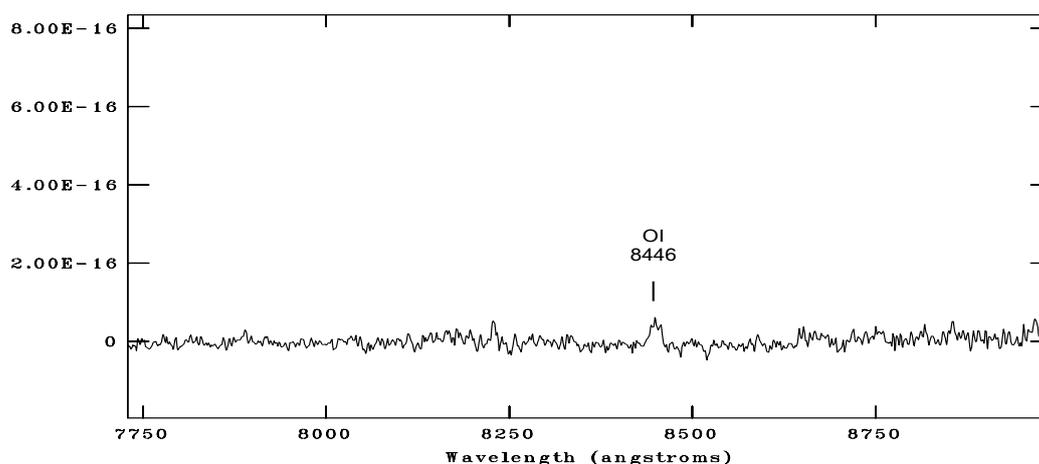


Figura 5.13: Spettro SDSS del 25/12/2005. Flusso in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

5.2.1 Fit delle righe

Le righe sono state analizzate nei loro parametri, ottenuti tramite un fit con una o più curve gaussiane e con diversi metodi; le righe prese in considerazione sono: [O II] $\lambda 3727$, [Ne III] $\lambda 3868$, $H\beta$ $\lambda 4861$, [O III] $\lambda 4959$, [O III] $\lambda 5007$, [N II] $\lambda 6548$, $H\alpha$ $\lambda 6563$, [N II] $\lambda 6584$, [S II] $\lambda 6717$, [S II] $\lambda 6731$.

Le righe [O II], [Ne II] e $H\beta$ sono state interpolate con una gaussiana utilizzando il comando `splot` di `iraf` e il tasto `k`. Il comando calcola il miglior fit e restituisce i parametri della riga: lunghezza d'onda centrale, flusso, larghezza equivalente (EW) e larghezza a metà altezza (FWHM). Per ogni riga è stato effettuato il fit 10 volte in modo da poter calcolare il valore medio dei parametri e la deviazione standard come errore. In figura 5.14 sono riportati degli esempi di fit della riga $H\beta$ dei quattro spettri corretti. Si può osservare che nello spettro del 2005 la riga $H\beta$ non viene ben interpolata da una gaussiana, benché la risoluzione dello spettro sia maggiore di quella degli altri spettri. Da questo si ipotizza che nella riga sia presente una componente larga, che rimane però troppo debole da poter essere interpolata con una seconda gaussiana.

Le righe appartenenti ai doppietti [O III] e [S II] sono state interpolate in maniera leggermente diversa dalle precedenti: è stato infatti utilizzato il tasto `d` di `splot` che permette di fare un fit con più gaussiane aventi la stessa FWHM. Questo vincolo è necessario perché le righe di questi doppietti appartengono a transizioni dello stesso livello di arrivo e dunque allo stesso gas. Anche il comando `deblending` fornisce in output i valori di lunghezza d'onda centrale, flusso, EW e FWHM. In figura 5.15 sono riportati i fit delle righe dell'[O III] dei quattro spettri corretti.

Le righe $H\alpha$ e [N II] non sono state fittate con `splot` perché questo comando non permette di agire sui parametri delle singole funzioni utilizzate. Per questo si è utilizzato il comando `ngaussfit` che permette di interpolare più gaussiane sovrapposte.

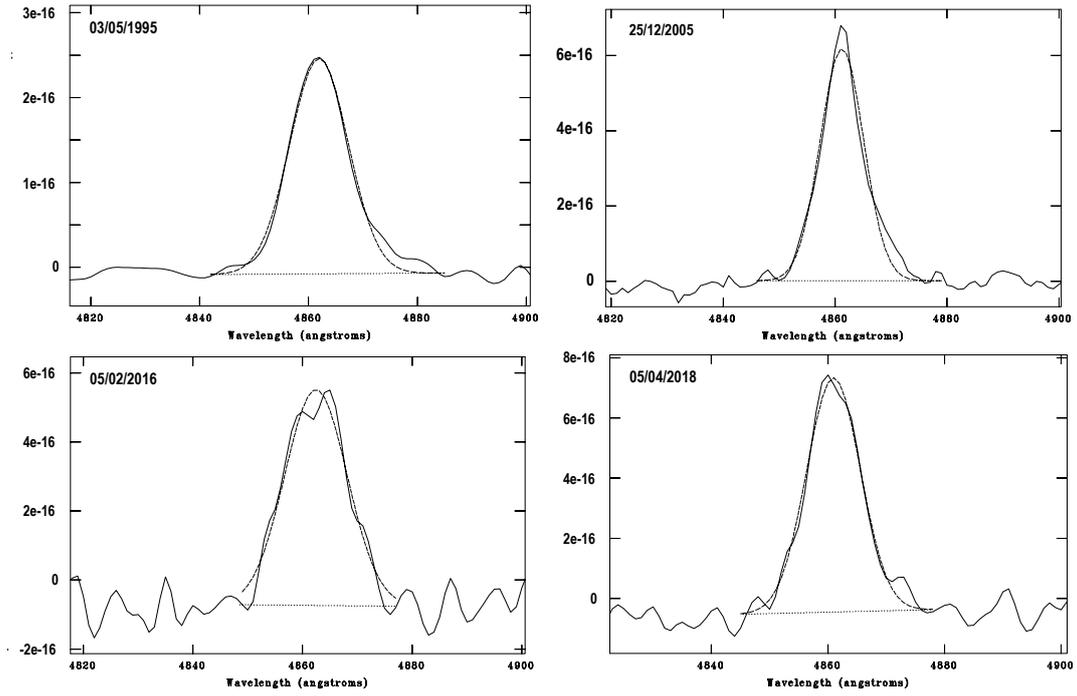


Figura 5.14: Fit della riga H β . Flusso in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

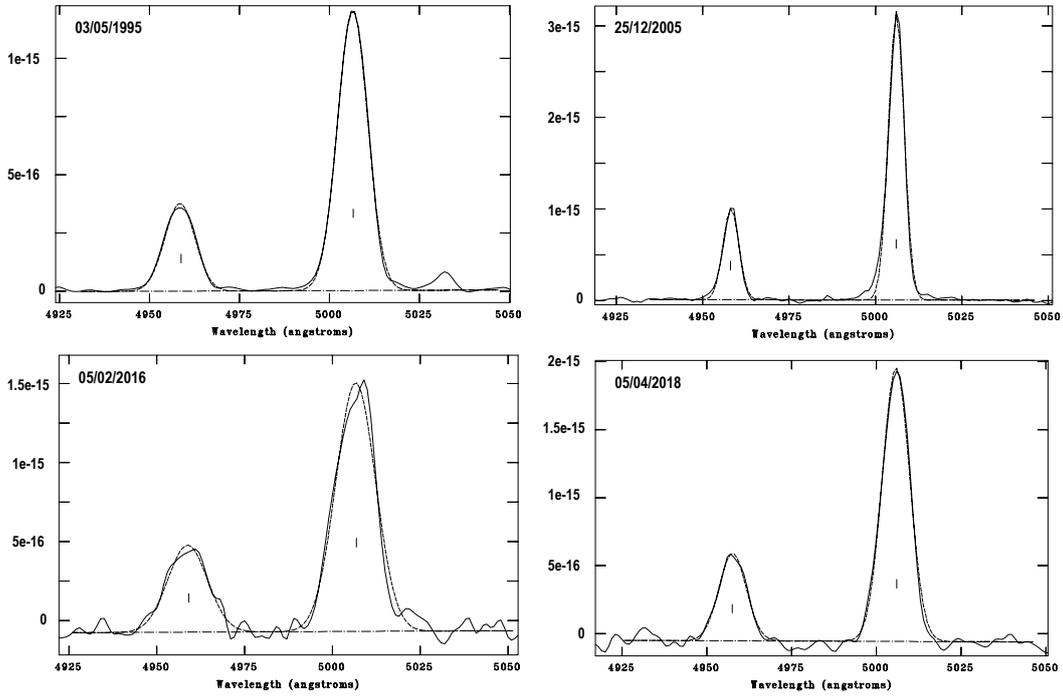


Figura 5.15: Fit delle righe [O III]. Flusso in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

poste modificando la lunghezza d'onda centrale, l'ampiezza e la FWHM. Questi tre parametri possono essere fissati o lasciati liberi; per calcolare il miglior fit del profilo $H\alpha$ - $[N II]$ degli spettri, si sono tenute fisse le FWHM a valori uguali, nelle tre righe, e anche le lunghezze d'onda centrali. Dal fit risultante è emersa la necessità di aggiungere una componente larga alla riga $H\alpha$ ($H\alpha$ -broad). Sono state dunque interpolate quattro gaussiane, tre di queste con uguale FWHM e una più larga centrata su $H\alpha$. Nelle figure 5.16 e 5.17 si possono vedere i fit nei quattro spettri corretti, in cui sono stati variati i valori delle FWHM della componente stretta in input, al fine di trovare la miglior interpolazione. In tabella 5.3 sono riportati i valori delle FWHM della componente stretta in input e i valori delle FWHM della componente larga in output per tutti i sette spettri. Si osserva che la forma delle gaussiane varia parecchio al variare di alcuni parametri come, in questo caso, il valore della FWHM; è stato fatto variare di 1\AA rispetto al valore del best-fit e la forma delle curve interpolanti si modifica notevolmente. Per questo nel calcolo dei parametri delle righe verranno inclusi degli errori non trascurabili.

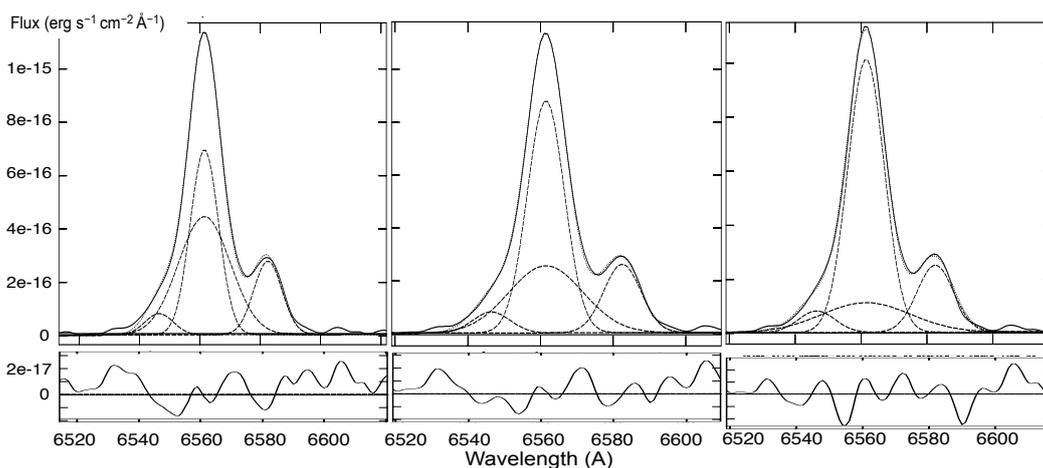


Figura 5.16: Fit delle righe $H\alpha$ e $[N II]$ e residui. Spettro del 05/03/1995 -R158.

5.2.2 Larghezza equivalente (EW)

I quattro spettri corretti hanno un valore del continuo nullo, dato che è stato sottratto il continuo stellare (paragrafo 5.1.5), dunque il valore della larghezza equivalente non è valido e viene calcolato a posteriori tramite la relazione:

$$EW = \frac{\text{flusso della riga}}{\text{flusso del continuo dello spettro non sottratto}} \quad [\text{\AA}] \quad (5.1)$$

Mentre per gli spettri non corretti per continuo stellare, il valore della larghezza equivalente viene fornito direttamente dal comando `splot`. Dalla relazione 5.1 si intuisce che la larghezza equivalente fornisce una stima del contrasto della riga rispetto al

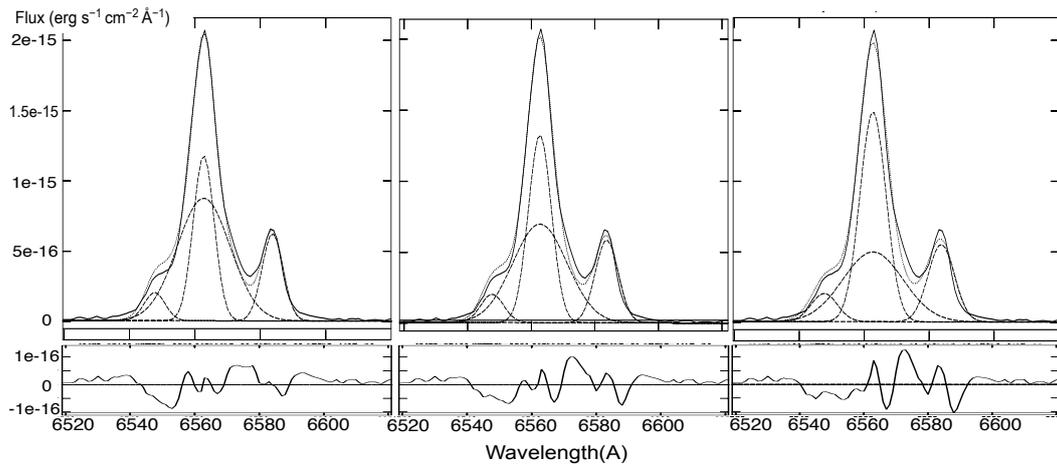


Figura 5.17: Fit delle righe $H\alpha$ e $[N II]$ e residui. Spettro del 25/12/2005.

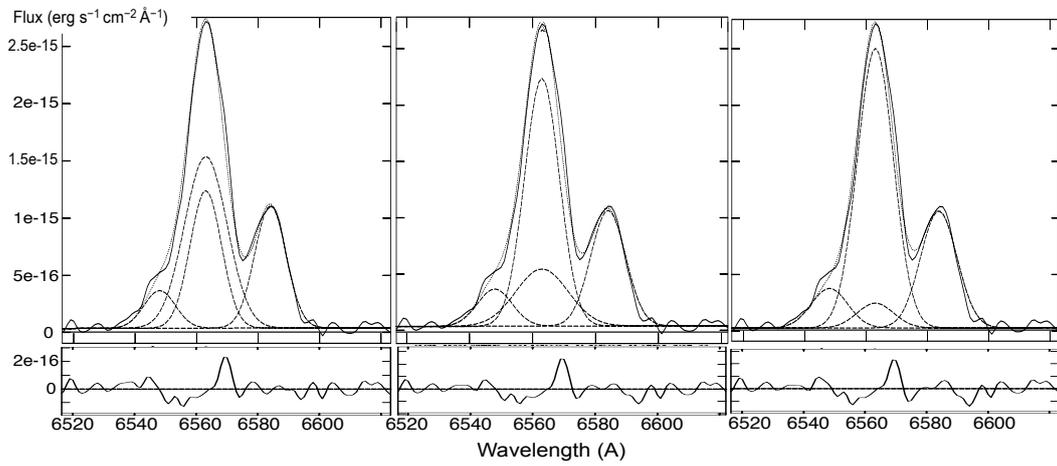


Figura 5.18: Fit delle righe $H\alpha$ e $[N II]$ e residui. Spettro del 05/02/2016.

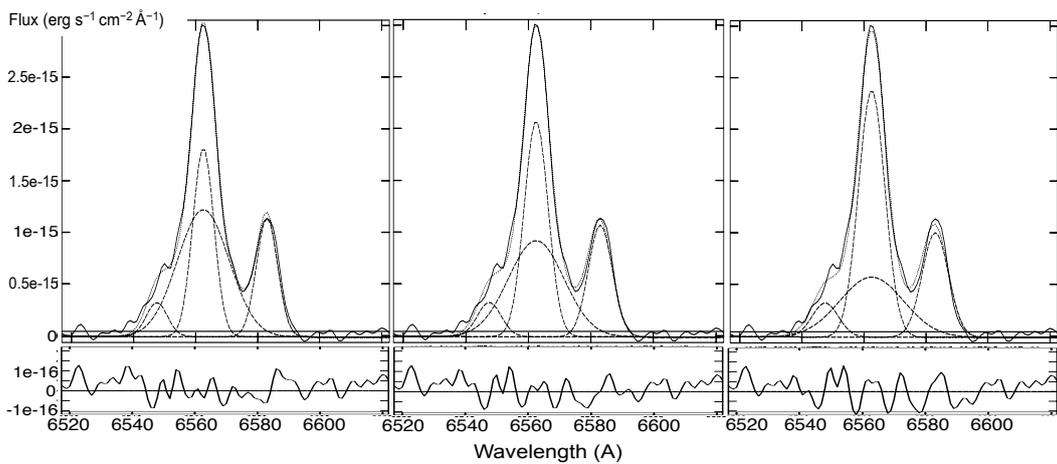


Figura 5.19: Fit delle righe $H\alpha$ e $[N II]$ e residui. Spettro del 05/04/2018.

spettro	FWHM (Å)					
	Ha narrow			Ha broad		
06/11/1993*	6.0	7.0	8.0	17.7	18.9	20.3
05/03/1995 -R158	11.0	12.0	13.0	19.9	23.2	30.0
05/03/1995 -R600*	6.0	7.0	8.0	20.4	23.6	26.3
25/12/2005	7.5	8.5	9.5	19.2	19.8	21.4
05/02/2016	12.0	13.0	14.0	15.7	20.0	25.1
05/04/2018	8.0	9.0	10.0	18.7	19.8	20.7
04/06/2018*	9.0	10.0	11.0	15.7	15.0	14.4

Tabella 5.3: Valori delle FWHM delle componenti stretta e larga del sistema $H\alpha$ -[N II]. Il valore centrale, a cui appartiene il best fit, verrà utilizzato per le velocità.

* Spetti non corretti per continuo stellare.

continuo, stima che risulta indipendente dalla calibrazione in flusso. Dal momento che gli spettri sono stati presi in epoche e condizioni di seeing diverse, e con aperture differenti della slit, è stato necessario trovare una quantità che non dipenda dalla calibrazione in flusso. Il valore della EW è stato calcolato utilizzando i valori medi dei flussi e l'errore tramite le leggi di propagazione degli errori. Il comando `ngaussfit`, utilizzato per le righe $H\alpha$ e [N II], non fornisce in output il flusso della riga ma i parametri della gaussiana; da questo, si è calcolato il flusso tramite la formula:

$$I = 1.064467 \cdot I_0 \cdot \text{FWHM} \quad [\text{erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}] \quad (5.2)$$

La larghezza equivalente è poi stata calcolata con la formula 5.1. I valori delle larghezze equivalenti delle righe sono riportati in tabella 5.4 e poi rappresentati nelle figure 5.20, 5.21 e 5.22. I valori ricavati dagli spettri non corretti, che nelle figure sono riportati con delle "x" e in tabella con l'asterisco, risultano sottostimati perché nel flusso della riga dell'AGN è presente una componente in assorbimento delle stelle. Si può osservare dunque una chiara diminuzione delle larghezze equivalenti dal 1993 al 2018, a partire dalle righe [O III] $\lambda 5007$ e $\lambda 4959$, la cui EW è diminuita di un fattore ~ 3 . Le EW della componente stretta di $H\alpha$ e di $H\beta$ sono diminuite di un fattore ~ 2 , mentre le EW delle righe [N II] $\lambda 6548$ e $\lambda 6584$ hanno subito un calo meno accentuato. Nella componente larga di $H\alpha$ non si osserva un andamento definito perché l'intervallo di errore è molto ampio; questo deriva dai fit del sistema $H\alpha$ -[N II] (figure 5.16-5.19), dove al variare di $\sim 10\%$ la FWHM della componente stretta in input, le curve interpolanti si modificano parecchio, e soprattutto $H\alpha$ -broad. Si

nota comunque un calo drastico della EW di H α -broad dal 1993 al 1995; dato che questa riga proviene dalla BLR, si può dedurre che è avvenuta una variazione del meccanismo di emissione centrale dell'AGN. La diminuzione della EW delle righe proibite, appartenenti alla NLR, è più lenta ma deriva anch'essa da una variazione della sorgente ionizzante.

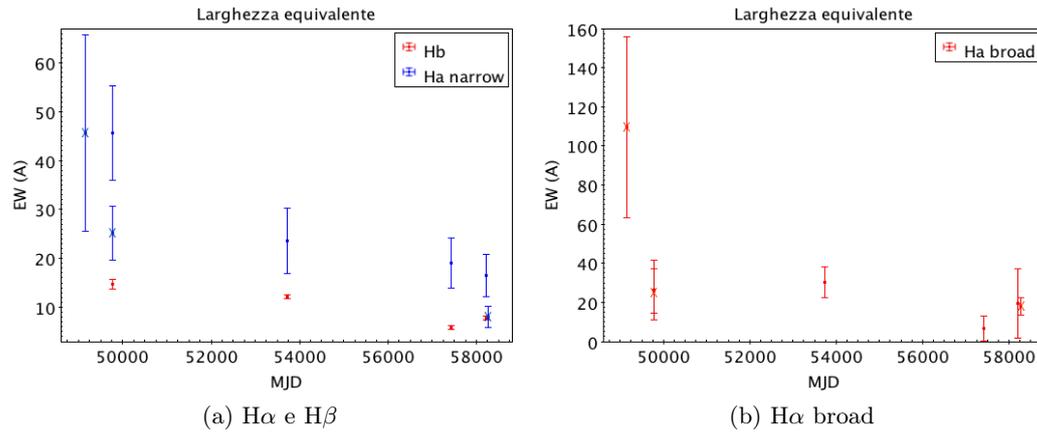


Figura 5.20: EW delle righe dell'idrogeno. I valori segnati con la "x" appartengono alle righe degli spettri non corretti per continuo stellare.

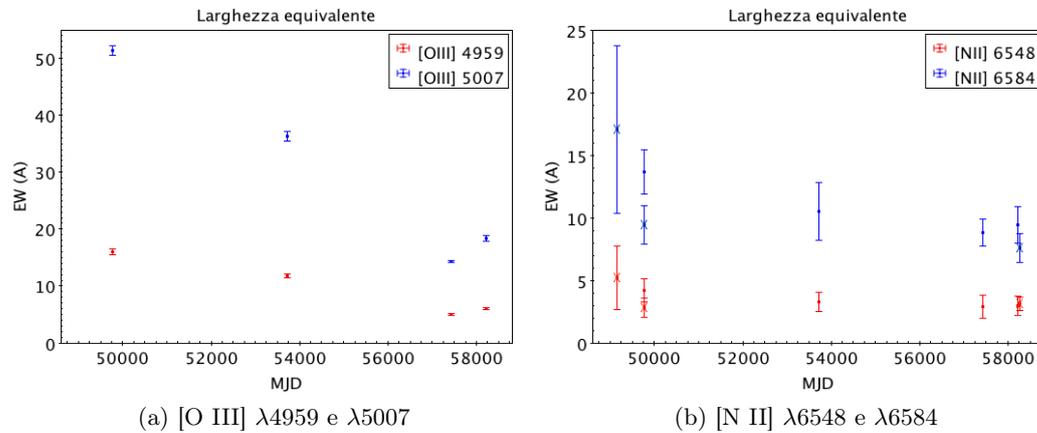


Figura 5.21: EW delle righe proibite [O III] e [N II]. I valori segnati con la "x" appartengono alle righe degli spettri non corretti per continuo stellare.

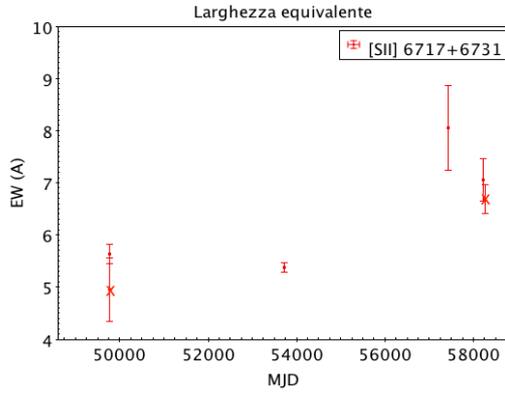
(a) [S II] $\lambda 6717+6731$

Figura 5.22: EW delle righe proibite [S II]. I valori segnati con la "x" appartengono alle righe degli spettri non corretti per continuo stellare.

Riga	EW (\AA)						
	1993*	1995 R158	1995* R600	2005	2016	04/2018	06/2018*
H β $\lambda 4861$		14.76 ± 0.9	12.16 ± 0.48	5.95 ± 0.49	7.83 ± 0.42		
[O III] $\lambda 4959$		15.91 ± 0.48		11.7 ± 0.36	4.92 ± 0.15	5.98 ± 0.17	
[O III] $\lambda 5007$		51.32 ± 0.8		36.31 ± 0.92	14.32 ± 0.24	18.33 ± 0.48	
[N II] $\lambda 6548$	5.22 ± 2.53	4.21 ± 0.92	2.83 ± 0.77	3.28 ± 0.8	2.86 ± 0.94	2.95 ± 0.76	3.09 ± 0.56
H α -b $\lambda 6563$	109.3 ± 46.06	26.5 ± 15.04	25.92 ± 11.36	30.37 ± 7.74	6.59 ± 6.37	19.43 ± 17.84	18.12 ± 4.21
H α -n $\lambda 6563$	45.67 ± 20.09	45.73 ± 9.56	25.17 ± 5.5	23.63 ± 6.76	19.13 ± 5.1	16.43 ± 4.4	8.02 ± 2.2
[N II] $\lambda 6584$	17.05 ± 6.69	13.63 ± 1.81	9.4 ± 1.51	10.51 ± 2.29	8.82 ± 1.1	9.42 ± 1.5	7.58 ± 1.15
[S II] $\lambda 6717+6731$		5.63 ± 0.19	4.96 ± 0.61	5.38 ± 0.1	8.05 ± 0.81	7.06 ± 0.4	6.69 ± 0.27

Tabella 5.4: Valori delle larghezze equivalenti e relativi errori.

* Spettri non corretti per continuo stellare.

5.2.3 FWHM e velocità

Mentre per calcolare il flusso e la EW si utilizza la FWHM osservata delle righe, per calcolare la velocità del gas è necessario conoscere la FWHM intrinseca di ogni riga; questo valore si calcola correggendo la FWHM osservata con la FWHM strumentale dello spettrografo, che dipende dalla risoluzione dello stesso. La correzione si ottiene con la formula:

$$\text{FWHM} = \sqrt{\text{FWHM}_{oss}^2 - \text{FWHM}_{strum}^2} \quad [\text{\AA}] \quad (5.3)$$

La velocità si calcola poi tramite la seguente equazione:

$$v = \frac{\text{FWHM}}{\lambda} \cdot c \quad [\text{km s}^{-1}] \quad (5.4)$$

I valori delle velocità ottenute delle diverse righe sono riportati in tabella 5.5 e poi rappresentati in figura 5.23. La componente larga nella riga $\text{H}\alpha$ presenta velocità tra 800 e 1000 km s^{-1} , con un'eccezione per lo spettro del 06/2018 che, non essendo stato corretto, non è del tutto affidabile. La componente stretta invece si aggira tra 200 e 400 km s^{-1} : IC 3599 è stato classificato di tipo 1.9 e questi valori sono in accordo con tale classificazione. Le velocità della riga $\text{H}\beta$ sono maggiori di quelle di $\text{H}\alpha$ (componente stretta) perché, come già accennato, probabilmente è presente una componente larga anche in $\text{H}\beta$ (figura 5.14); non è stato possibile, tuttavia, isolare questa componente. Le velocità delle righe $[\text{O III}]$, $[\text{N II}]$ e $[\text{S II}]$ rimangono abbastanza costanti nel tempo con valori tra 200 e 400 km s^{-1} ; le variazioni presenti possono essere dovute a incertezze sulla misura o alla risoluzione spettrale che è relativamente bassa.

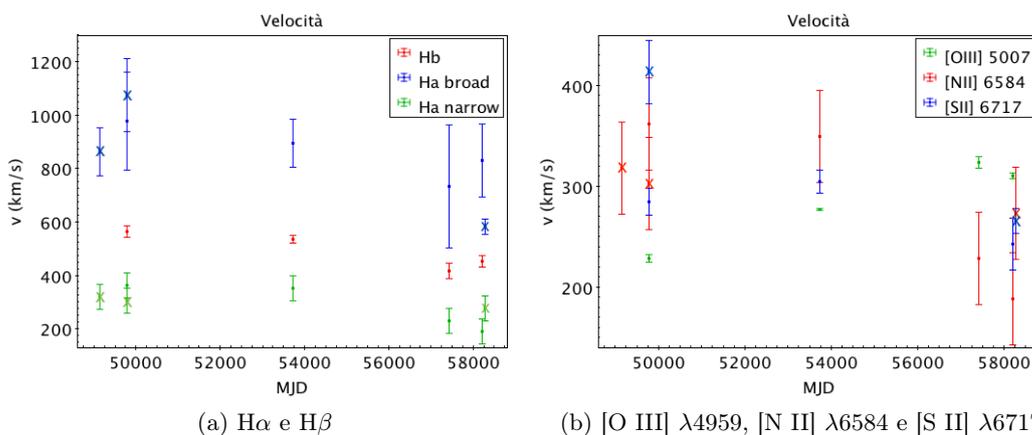


Figura 5.23: Velocità delle righe. I valori segnati con la "x" appartengono alle righe degli spettri non corretti per continuo stellare.

Riga	Velocità (km s ⁻¹)						
	1993*	1995 R158	1995* R600	2005	2016	04/2018	06/2018*
H β λ 4861		562.32 \pm 22.03		535.16 \pm 15.16	415.55 \pm 29.63	450.43 \pm 21.02	
[O III] λ 4959		230.59 \pm 4.25		279.72 \pm 0.95	326.82 \pm 5.61	313.08 \pm 3.05	
[O III] λ 5007		228.38 \pm 4.21		277.03 \pm 0.94	323.69 \pm 5.56	310.08 \pm 3.02	
[N II] λ 6548	319.55 \pm 45.82	363.73 \pm 45.83	304.46 \pm 45.82	351.72 \pm 45.82	229.11 \pm 45.82	188.93 \pm 45.82	274.89 \pm 45.82
H α -b λ 6563	863.5 \pm 91.42	979.4 \pm 182.89	1074.08 \pm 137.13	893.28 \pm 91.42	733.54 \pm 228.61	830.03 \pm 137.15	581.63 \pm 27.43
H α -n λ 6563	318.8 \pm 45.71	362.9 \pm 45.72	303.76 \pm 45.71	350.91 \pm 45.71	228.61 \pm 45.72	188.5 \pm 45.72	274.26 \pm 45.71
[N II] λ 6584	317.81 \pm 45.57	361.74 \pm 45.58	302.79 \pm 45.57	349.79 \pm 45.57	227.88 \pm 45.58	187.9 \pm 45.57	273.39 \pm 45.57
[S II] λ 6717		284.18 \pm 12.92	413.02 \pm 31.26	304.19 \pm 11.08	242.58 \pm 25.96		265.81 \pm 12.71

Tabella 5.5: Valori delle velocità e relativi errori.

* Spetti non corretti per continuo stellare.

5.2.4 Rapporti di flusso

Sono stati calcolati i rapporti di flusso [O III]/H β , [Ne III]/[O II] e [N II]/H α per poter studiare il grado di ionizzazione del gas. Sono state messe in relazione righe di lunghezze d'onda vicina, in modo che il rapporto non dipenda dalla calibrazione in flusso o dall'estinzione da polveri del mezzo interstellare. Confrontando il flusso delle righe che hanno diverso potenziale di ionizzazione, si può capire il grado di ionizzazione del gas, e se questo varia nel tempo. I rapporti di flusso sono stati calcolati a partire dai valori delle righe [O II] λ 3727, [Ne III] λ 3868, H β λ 4861, [O III] λ 5007, H α λ 6563, [N II] λ 6584. I valori ottenuti sono riportati in tabella 5.7 e poi rappresentati in figura 5.24: i dati del 1993 e del 1995 sono in accordo con i risultati riportati nell'articolo di Grupe et al. 1995 (paragrafo 4.2). La variazione del rapporto di flusso è evidente per il rapporto [O III]/[H β], i cui valori diminuiscono di un fattore \sim 1.5. Questo rapporto non costante sta a indicare che il grado di ionizzazione del gas

è diminuito. Anche il rapporto $[\text{Ne III}]/[\text{O II}]$ appare diminuito, anche se mancano i dati dello spettro del 2005 perché la riga $[\text{O II}] \lambda 3727$ esce dal range spettrale. Il rapporto $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ invece sembra crescere leggermente: questo andamento è in accordo con la decrescita di $[\text{O III}]/[\text{H}\beta]$ e di $[\text{Ne III}]/[\text{O II}]$. Le righe hanno infatti diversi potenziali di ionizzazione, che sono i valori dell'energia necessaria a ionizzare gli atomi e far avvenire le transizioni elettroniche specifiche di ogni riga. $[\text{O III}]$ e $[\text{Ne III}]$ sono righe ad alta ionizzazione e hanno perciò bisogno di energie elevate per essere ionizzati. $[\text{N II}]$, $[\text{O II}]$ e $[\text{S II}]$ sono invece righe a bassa ionizzazione. Se, come anticipato nel paragrafo 5.2.2, è avvenuta una variazione della forma dello spettro emesso dalla sorgente ionizzante, accade che l'energia non è più sufficiente per ionizzare determinati elementi mentre per altri è ancora sufficiente; così le righe ad alta ionizzazione diminuiscono in intensità mentre aumenta l'intensità delle righe a bassa ionizzazione. In tabella 5.6 sono riportati i potenziali di ionizzazione delle diverse transizioni degli elementi presi in considerazione, per poter individuare le righe ad alta e bassa ionizzazione.

Poterziali di ionizzazione (eV)			
Elemento	Ione		
	I	II	III
H	13.598		
N	14.534	29.601	47.448
O	13.618	35.116	54.934
Ne	21.564	40.962	63.450
S	10.360	23.330	34.830

Tabella 5.6: Valori del potenziale di prima, seconda e terza ionizzazione degli elementi interessati.

5.2.5 Righe O I

Un'attenzione particolare la richiede la riga permessa dell'ossigeno O I $\lambda 8446$, che si forma nella Broad Line Region. Anche se molti spettri sono troncati attorno ai 7500-8000 Å, negli spettri in cui era possibile è stata analizzata questa riga di emissione; ci si è limitati a individuare la riga e a misurarne la EW. L'osservazione del 11/06/1993 presenta la riga ben distinguibile, con $\text{EW}=6.24\pm 0.89$ Å; anche nello spettro della SDSS del 25/12/2005 la riga è visibile, con $\text{EW}=2.39\pm 0.25$ Å. Nello spettro del 05/03/1995 -R600 la riga non è visibile, anche se si distinguono bene le vicine righe di assorbimento del Ca II $\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$ appartenenti alla componente stellare;

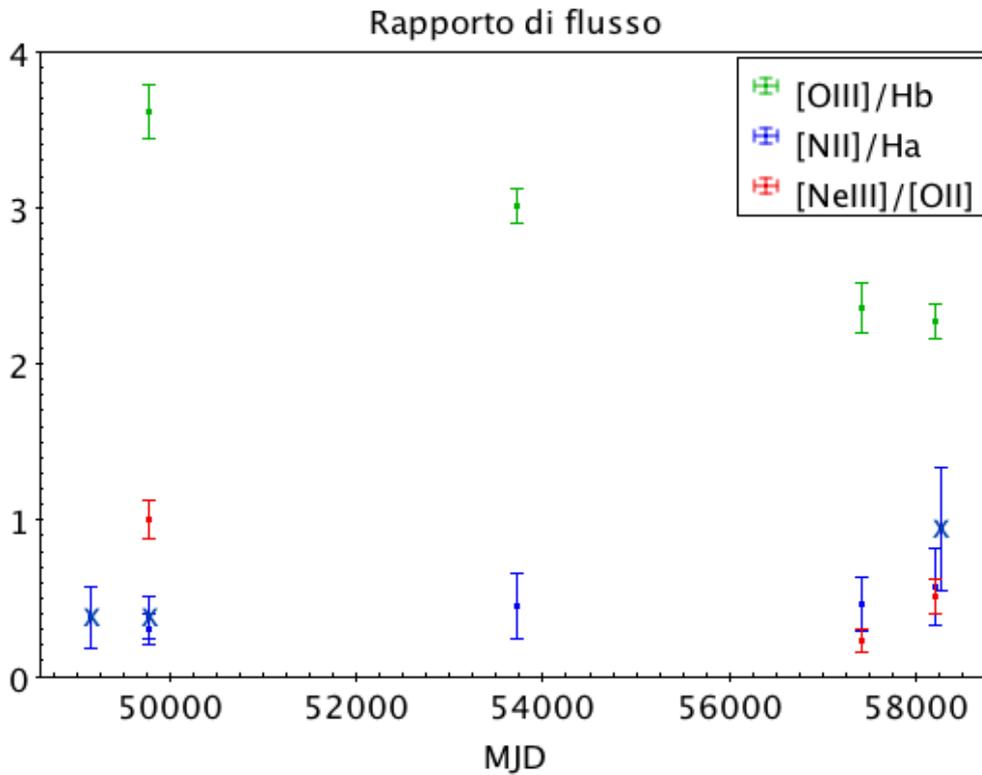


Figura 5.24: Rapporti di flusso delle righe. I valori segnati con la "x" appartengono alle righe degli spettri non corretti per continuo stellare.

	Rapporti di flusso						
	1993*	1995 R158	1995* R600	2005	2016	04/2018	06/2018*
$\frac{[\text{O III}] \lambda 5007}{H\beta \lambda 4861}$		3.61 ± 0.17		3.01 ± 0.11	2.36 ± 0.16	2.28 ± 0.11	
$\frac{[\text{N II}] \lambda 6584}{H\alpha \lambda 6563}$	0.37 ± 0.2	0.3 ± 0.1	0.37 ± 0.14	0.44 ± 0.21	0.46 ± 0.17	0.57 ± 0.24	0.95 ± 0.39
$\frac{[\text{Ne III}] \lambda 3868}{[\text{O III}] \lambda 3727}$		1.01 ± 0.12			0.23 ± 0.08	0.52 ± 0.12	

Tabella 5.7: Valori dei rapporti di flusso delle righe analizzate nei sette spettri.

* Spettri non corretti per continuo stellare.

questo per mostrare che probabilmente non è un semplice problema di rapporto segnale/rumore dello spettro. Ugualmente, nello spettro del 26/01/2004 la riga O I $\lambda 8446$ non è visibile, sebbene siano visibili le righe vicine di assorbimento del calcio. Nello spettro del 04/06/2018 invece il rapporto segnale/rumore è troppo basso e rende difficili da distinguere anche le righe in assorbimento del calcio. Questo fatto

è evidente e, anche se i dati non sono molti, si può dedurre che la sorgente emittente non è stabile. Al variare dell'energia ionizzante della radiazione della sorgente, il gas della BLR è più o meno ionizzato e la riga diventa più o meno intensa con tempi-scala più brevi rispetto a variazioni nella NLR. La scomparsa della riga O I dal 1993 al 1995, ad esempio, può essere relazionata alla diminuzione della EW di H α -broad nello stesso periodo, dato che entrambe le emissioni provengono dalla BLR. Questo andamento può essere una conseguenza dell'outburst in X avvenuto nel 1990, che ha causato l'aumento dell'intensità delle righe e la successiva diminuzione. Sarebbe però necessario monitorare annualmente la galassia per avere una sufficiente risoluzione temporale; da questi dati infatti non si può dedurre la scala di variabilità della BLR. Nelle figure che seguono sono rappresentati degli ingrandimenti dei vari spettri in cui è presente o meno la riga O I λ 8446, che si può confrontare con le righe vicine di assorbimento del calcio.

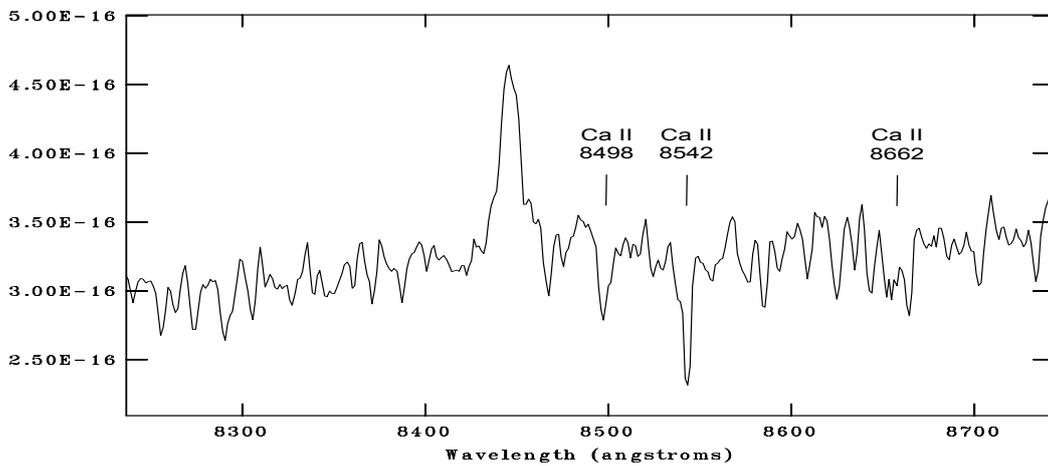


Figura 5.25: 11/06/1993

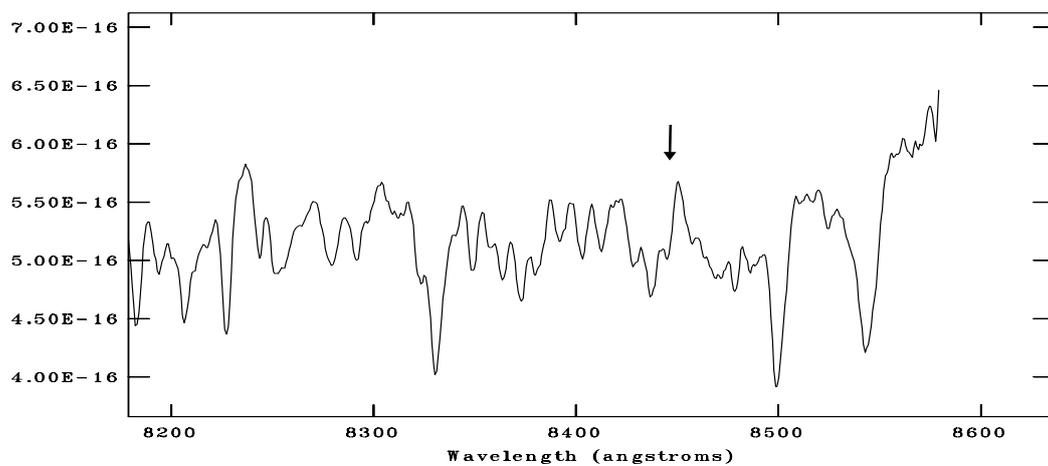


Figura 5.26: 05/03/1995

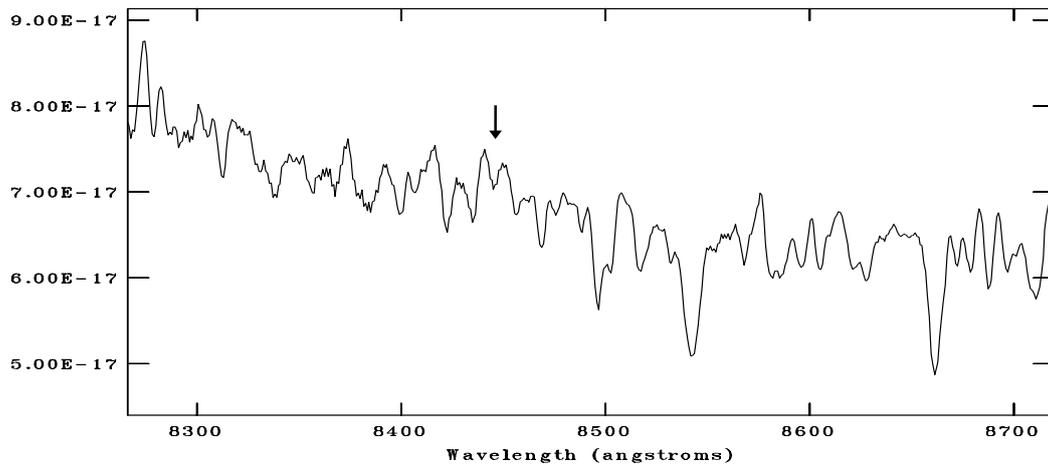


Figura 5.27: 26/01/2004

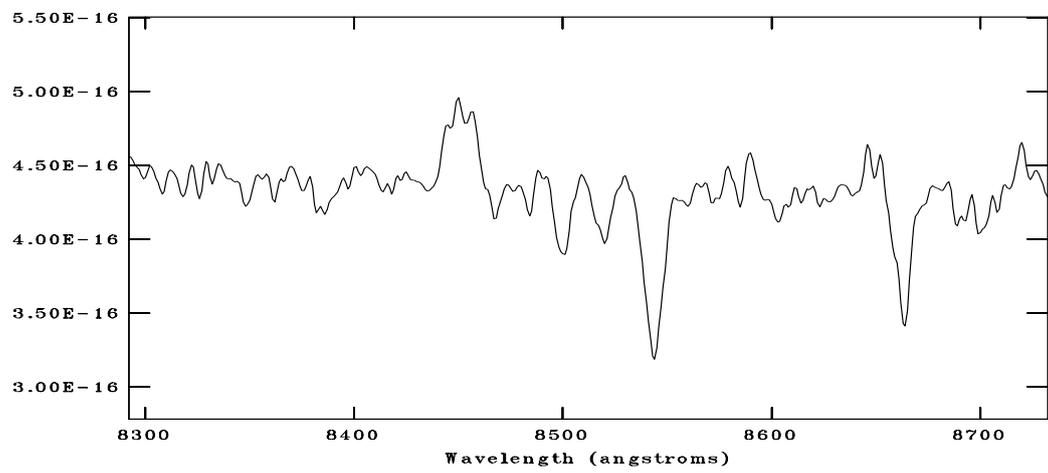


Figura 5.28: 25/12/2005

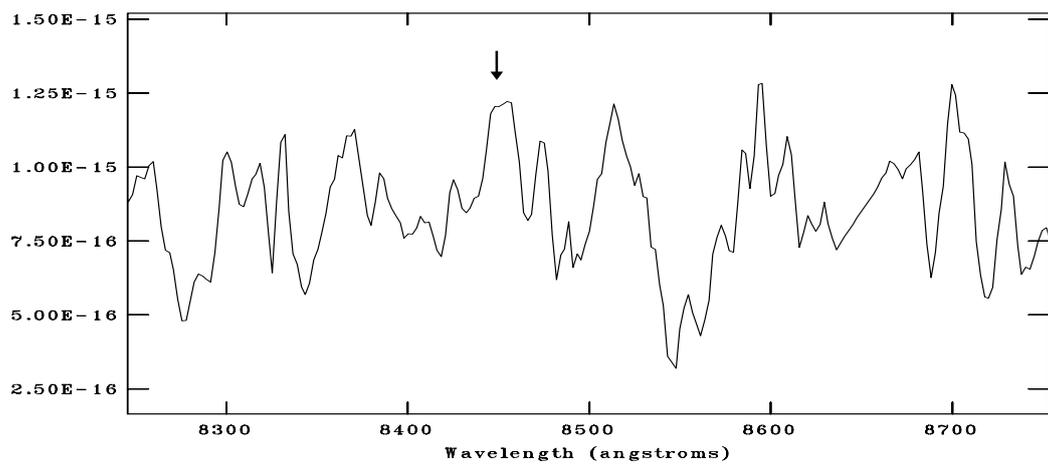


Figura 5.29: 04/06/2018

Capitolo 6

Conclusioni

Questo lavoro di tesi è incentrato sull'argomento dei changing-look AGN. I changing-look AGN sono AGN che cambiano la forma dello spettro in tempi-scala di anni o decine di anni; questi fenomeni spesso sono relazionati ad emissioni peculiari ad altre lunghezze d'onda, come in X o in radio. Gli oggetti in questione sperimentano la comparsa o scomparsa della componente larga delle righe $H\alpha$ e $H\beta$, così da passare da tipo 1 a tipo 2 o viceversa. I changing-look AGN sono stati scoperti negli ultimi decenni e sono importanti perché hanno costretto gli studiosi a rivalutare la teoria del Modello Unificato. Diversi modelli sono stati proposti, allora, per spiegare le cause di queste variazioni degli spettri, tuttavia il problema è ancora aperto e sono necessari studi approfonditi su un ampio campione di oggetti. L'identificazione di queste sorgenti, però, è spesso casuale e il loro numero ad oggi è molto limitato; ogni volta quindi che viene identificato un nuovo changing-look AGN, è importante raccogliere tutti i dati a disposizione e seguirlo nel tempo. Poiché le variazioni osservate sono su tempi scala di anni o addirittura di decenni, si tratta di una ricerca che richiede molto tempo per avere un numero consistente di osservazioni.

In particolare, in questo lavoro ci si è concentrati su IC 3599: l'oggetto in questione ha sperimentato un outburst in X nel 1990 e ha attirato l'attenzione degli studiosi che, nel 2010, hanno rivelato un altro outburst molto simile al precedente. In ottico non appare clamoroso come altri casi di changing-look AGN; NGC 2617, ad esempio, presentava uno spettro totalmente diverso dal 2003 al 2013 (paragrafo 3.1.3), con un aumento di luminosità e la comparsa della componente larga di $H\beta$. IC 3599, in base alle informazioni di cui disponiamo, non sta sperimentando una fase di cambiamento altrettanto drastica, ma alcune variazioni nelle righe dello spettro ottico non sono trascurabili e sono conseguenze di una qualche variabilità, probabilmente connessa all'attività in X. A tal proposito sono stati raccolti tutti gli spettri disponibili da archivi pubblici, a cui sono stati aggiunti spettri osservati di recente da Asiago. La copertura temporale non è molto completa, purtroppo, e altri spettri sono stati pubblicati ma non risultavano scaricabili dagli archivi.

Gli spettri raccolti sono stati ridotti e corretti, quando possibile, per il continuo stellare della galassia. Sono state studiate le righe di emissione degli spettri tramite fit con curve gaussiane, calcolando i parametri delle curve con metodi differenti da riga a riga. Le diversità degli spettri in epoca, condizioni di seeing e strumenti utilizzati non hanno reso possibile il confronto tra il flusso delle righe o il continuo, ma ne è stata misurata la larghezza equivalente e il rapporto di flusso tra righe vicine in lunghezza d'onda. Dalla misura della FWHM intrinseca è stata calcolata la velocità delle righe e si è trovata una componente larga di $H\alpha$ di velocità 800-1000 km s^{-1} ; questo è servito per definire la classificazione dell'AGN, che risulta di tipo 1.9, in accordo con classificazioni precedenti (Grupe et al. 2015) e senza evidenti variazioni. Le EW delle righe ad alta ionizzazione [O III] sono diminuite di un fattore ~ 3 , mentre le righe a bassa ionizzazione non hanno subito lo stesso cambiamento. I rapporti di flusso [O III]/ $H\beta$ e [Ne III]/[O II] sono diminuiti di un fattore ~ 1.5 , mentre il rapporto delle righe a bassa ionizzazione [N II]/ $H\alpha$ è aumentato, a indicare che il grado totale di ionizzazione del gas è diminuito. La causa di questa variazione è dovuta a una modifica dello spettro della sorgente di emissione, il cui potere ionizzante è diminuito. È stata analizzata anche la riga permessa O I $\lambda 8446$, appartenente alla BLR: questa riga, anche se molto debole in alcuni casi, è risultata ben visibile nel 1993 e assente nel 1995, per poi tornare ad essere distinguibile nello spettro del 2005. Il fatto che non sia un banale problema di rapporto segnale/rumore è dimostrato dalle righe del Ca II $\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$, che sono evidenti in tutti questi anni. Una possibile connessione si può stabilire tra l'andamento di O I e la componente larga di $H\alpha$, appartenenti entrambe alla BLR, ma bisognerebbe avere dati a intervalli temporali più brevi per poter fornire conclusioni precise.

Dalle informazioni ottenute si conclude che IC 3599 ha cambiato la forma dello spettro nel corso degli anni, soprattutto alle alte energie; questo ha origine da una variazione dello spettro della sorgente, dovuta presumibilmente ad una variazione del tasso di accrescimento. I rapidi fenomeni di outburst in X hanno influenzato lo spettro della sorgente, e questo si nota nella variazione dell'intensità delle righe della BLR e della NLR, a diversi tempi-scala. Grupe et al. (2015) verificano l'attendibilità di un modello che prevede instabilità nel disco di accrescimento dell'AGN e calcolano dei limiti plausibili della durata dell'outburst e del tempo di quiescenza; tuttavia la questione rimane aperta. Purtroppo non ci sono spettri ottici disponibili degli anni appena successivi al 2010, mentre gli spettri del 1993 e del 1995 si sono rivelati importanti per studiare le conseguenze dell'outburst del 1990. Si rivela necessario dunque un campionamento più completo della sorgente, con osservazioni annuali e a più lunghezze d'onda.

Bibliografía

- [1] Antonucci R. 1993, ARAA 31, 473
- [2] Antonucci R. R. J., Miller J. S. 1985, ApJ 297, 621
- [3] Bade N., Fink H.H., Engels D. et al. 1995, A&AS 110, 469:511
- [4] Beckmann V., Shrader C.R. 2013, *The AGN phenomenon: open issues*
- [5] Brandt W. N., Pounds K. A., Fink H. 1995, MNRAS 273, 47
- [6] Burbidge EM, Burbidge GR, Prendergast KH. 1959. ApJ 130, 26
- [7] Campana, S., Mainetti, D., Colpi, M., et al. 2015, A&A 581
- [8] Denney K.D., De Rosa G., Croxall K. et al. 2014, ApJ 796, 134
- [9] Edge D. O., Shakeshaft J. R., McAdam W. B., Baldwin J. E., Archer S. 1959, Mem. RAS 68, 37
- [10] Fath E. A. 1908, Lick Obs. Bull. 5, 71
- [11] Gezari S., Hung T., Cenko S. B. et al. 2017, ApJ 835, 144
- [12] Greenstein J. L., Matthews T. A. 1963, AJ 68S, 279
- [13] Goodrich R.W. 1989, ApJ 342, 224
- [14] Grupe D., Beuermann K., Mannheim K. et al. 1995, A&A 299, L5
- [15] Grupe D., Komossa S., Saxton R. 2015, ApJL 803, L28
- [16] Heckman T., Best P. 2014, *The Co-Evolution of Galaxies and Supermassive Black Holes: Insights from Surveys of the Contemporary Universe*
- [17] Hernández-García L., González-Martín O., Márquez I., Masegosa J. 2013, A&A 556
- [18] Hubble, E. P. 1926, ApJ 64, 328

- [19] Hutsemékers D., González B.A., Sluse D. et al. 2017, *A&A* 604, 3
- [20] Katebi R., Chornock R., Berger E. et al. 2018, *PS1-13cbe: The Rapid “Turn on” of a Seyfert 1*
- [21] Khachikian E. E., Weedman D. W. 1971, *Ap* 7, 231
- [22] Khachikian E. E., Weedman D. W. 1974, *ApJ*, 192, 581
- [23] Kim D.C., Yoon I., Evans A.S. 2018, *ApJ* 861, 51
- [24] Komossa S., Bade N. 1999, *A&A* 343, 775
- [25] LaMassa, S. M., Cales, S., Moran, E. C., et al. 2015, *ApJ* 800, 144
- [26] Liu F. K., Li S., Komossa S. 2014, *ApJ* 786, 103
- [27] Maoz D. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 377, 1696–1710
- [28] Markarian, B. E. 1963, *Com. BAO* 34, 3
- [29] McElroy R. E., Husemann B., Croom S. M. 2016 et al. 2016, *A&A* 593
- [30] Oknyansky V.L., Gaskell C.M., Huseynov N.A. et al. 2017, *MNRAS* 467, 1496
- [31] Oknyansky V. L., Gaskell C. M., Shimanovskaya E. V. 2015, *Odessa Astron. Publ.*, 28, 175
- [32] Peterson, B. M. et al. 2004, *ApJ*, 613, 682
- [33] Pounds K.A et al. 1993, *MNRAS* 260, 77
- [34] Reber G. 1940, *ApJ* 91, 621
- [35] Rees 1988, *Nature* 333, 523
- [36] Runnoe J.C., Cales S., Ruan J.J., et al. 2015, *MNRAS*, 455, 1691
- [37] Saxton R., Motta S. E., Komossa S., Read A. M. 2015, *MNRAS* 454, 2798
- [38] Saxton R., Read A. M., Esquej P. et al. 2008, *A&A* 480, 611
- [39] Schmidt M. 1963, *Nature* 197, 1040
- [40] Seyfert C. K. 1943, *ApJ* 97, 28
- [41] Shapovalova A.I., Popovic L.C., Burenkov A.N. et al. 2009, *A&A* 509, 106
- [42] Shappee B.J., Prieto J.L., Grupe D. et al. 2014, *ApJ* 788, 48

- [43] Sheng Z., Wang T., Jiang N., Yang C., Yan L., Dou L., Peng B. 2017, ApJ 846, 7
- [44] Stone N., Loeb A. 2011, MNRAS 412, 75
- [45] Tifft W.G., Gregory S.A. 1973, ApJ 181, 5
- [46] Vaughan S., Edelson R., Warwick R. S. 2004, MNRAS 349, L1
- [47] Veilleux S., Osterbrock D.E. 1987, ApJS 63, 295
- [48] Weedman D. W., Khachikian E. Ye. 1968, Ap 4, 243