

Indice

•	<i>INTRODUZIONE</i>	1
1	I NUCLEI GALATTICI ATTIVI	5
1.1	Proprietà degli AGN	5
1.2	La classificazione degli AGN	7
1.2.1	Radiogalassie	8
1.2.2	Radio Quasar	9
1.2.3	Quasar Radio Silenti	9
1.2.4	Seyfert 1	10
1.2.5	Seyfert 2	10
1.2.6	BL Lac	11
1.2.7	OVV	11
1.2.8	LINERS	12
1.2.9	Regioni HII nucleari	12
1.2.10	Galassie <i>starburst</i>	12
1.2.11	Forti galassie IRAS	13
1.2.12	NELG	13
1.3	Proprietà spettrali degli AGN	15
1.3.1	Il <i>Soft Excess</i>	16
1.3.2	Lo spettro in banda 2 – 20 keV: la <i>riga del Ferro</i> e la <i>riflessione</i>	18
1.3.3	L' <i>assorbimento</i>	21
1.4	The <i>Big Picture</i>	23
1.5	I <i>Modelli Unificati</i>	25

2	Il satellite ROSAT	28
2.1	Il contatore proporzionale PSPC-B	30
2.1.1	La calibrazione della matrice di risposta	33
3	Il satellite ASCA	34
3.1	Il telescopio	35
3.2	I GIS	36
3.3	I SIS	38
3.4	La sottrazione del fondo	41
4	Il campione	42
4.1	Selezione delle sorgenti	43
5	MCG-5-23-16	44
5.1	Riduzione dei dati ASCA	45
5.2	Analisi spettrale	46
5.2.1	Introduzione	46
5.3	<i>Banda 3 - 10 keV</i>	47
5.3.1	Introduzione	47
5.3.2	Modello di Legge di Potenza	49
5.3.3	Modello di Legge di Potenza con Riga gaussiana	49
5.3.4	Modello di Legge di Potenza con Riga gaussiana e Componente riflessa	53
5.3.5	Modello di Legge di Potenza con $\Gamma = 1.95$ + Riga da disco relativistico + Componente riflessa	58
5.3.6	Modello di Doppia Riga gaussiana	60
5.3.7	Correlazione $\Gamma - E_{K\alpha}$	63
5.4	<i>Banda 0.4 - 5 keV</i>	74
5.4.1	Analisi spettrale: Introduzione	74
5.4.2	Modelli non termici: Doppia Legge di Potenza - <i>Partial Covering</i>	76
5.4.3	Modelli termici	78
5.4.4	Modello di <i>Warm Absorber</i> + Legge di Potenza	79
5.5	Variabilità della sorgente nell'osservazione ASCA	84

5.6	Riduzione dei dati di ROSAT. Introduzione	86
5.7	Analisi spettrale e primo raffronto con l'analisi dei dati ASCA .	87
5.8	Variabilità della sorgente nell'osservazione ROSAT	90
5.9	Conclusioni: l'analisi separata dei dati ASCA e ROSAT	91
5.10	Risultati del <i>fit</i> simultaneo dei dati ASCA e ROSAT in banda 0.1 – 10 keV	94
6	IC 5063	98
6.1	Riduzione dei dati ASCA	99
6.2	Analisi spettrale: introduzione	100
6.2.1	Modelli non termici	100
6.2.2	Modelli termici	103
6.3	Variabilità della sorgente nei dati ASCA	105
6.4	Riduzione dei dati ROSAT	110
6.5	Analisi spettrale dei dati ROSAT	110
6.6	Variabilità della sorgente nei dati ROSAT	111
6.7	Analisi combinata dei dati ASCA e ROSAT	112
7	NGC 3998	116
7.1	Riduzione dei dati ASCA	117
7.2	Analisi spettrale in banda 0.7 – 10 keV	117
7.3	Variabilità in ASCA	120
7.4	Riduzione dei dati ROSAT	124
7.5	Analisi dei dati ROSAT	124
7.6	Variabilità in ROSAT	126
7.7	Analisi combinata dei dati ASCA e ROSAT	128
7.8	Discussione	130
8	CONCLUSIONI	132
9	BIBLIOGRAFIA	141

Elenco delle Figure

1.1	Schema riassuntivo delle proprietà delle varie classi di AGN.	14
1.2	Rappresentazione spettrale dell'emissione di un AGN	16
1.3	Particolarità spettrali di un AGN	19
1.4	Effetto dell'assorbimento neutro su uno spettro descritto da una legge di potenza	22
1.5	Spettro teorico prodotto dal <i>warm absorber</i> su un continuo di legge di potenza	23
1.6	The <i>big picture</i> : proprietà spettrali connesse alle strutture presenti in un AGN.	24
1.7	Schema riassuntivo dei <i>modelli unificati</i>	26
2.1	L'area efficace del PSPC-B	32
5.1	Spettro di <i>MCG-5-23-16</i> in banda 3 – 10 keV: modello di legge di potenza assorbita.	50
5.2	Modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe larga.	50
5.3	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal <i>fit</i> simultaneo dei dati dei due SIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe in banda 3 – 10 keV	52
5.4	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal <i>fit</i> simultaneo dei dati dei due GIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe in banda 3 – 10 keV.	52

5.5	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal <i>fit</i> simultaneo dei dati dei due SIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria.	54
5.6	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal <i>fit</i> simultaneo dei dati dei due GIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria.	54
5.7	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal <i>fit</i> simultaneo dei dati dei due SIS per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.95$) assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria.	57
5.8	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal <i>fit</i> simultaneo dei dati dei due GIS per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.95$) assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria.	57
5.9	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi al SIS0 in banda 3 – 10 keV per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.88$) assorbita + doppia riga del Fe.	61
5.10	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \Gamma$ relativi al SIS0 in banda 3 – 10 keV per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe.	63
5.11	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \Gamma$ relativi al SIS0 in banda 3 – 10 keV per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria.	65
5.12	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \Gamma$ relativi al SIS0 in banda 3 – 10 keV per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.95$) assorbita + riga del Fe + riflessione libera.	65
5.13	Spettro di <i>MCG-5-23-16</i> in banda 0.4 – 5 keV: modello di legge di potenza + <i>partial covering</i>	77
5.14	Spettro di <i>MCG-5-23-16</i> in banda 0.1 – 2 keV: modello di doppia legge di potenza assorbita.	87

5.15	<i>Fit</i> simultaneo dei dati ROSAT ed ASCA: modello di doppia legge di potenza assorbita + riga larga del Fe + riflessione unitaria.	95
5.16	<i>Fit</i> simultaneo dei dati ROSAT ed ASCA: modello di bremsstrahlung termica + legge di potenza assorbita + riga larga del Fe + riflessione unitaria.	96
6.1	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal modello di doppia legge di potenza per il SIS1.	102
6.2	Modello di corpo nero con assorbimento libero.	111
6.3	<i>Fit</i> simultaneo dei dati ASCA e ROSAT per un modello di doppia legge di potenza assorbita.	114
7.1	Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per la coppia $E - \sigma$ della riga del ferro nel GIS3 per un modello di legge di potenza. . . .	119
7.2	I osservazione ROSAT: contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % tra Γ e N_H	125
7.3	II osservazione ROSAT: contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % tra Γ e N_H	125
7.4	Spettro di <i>NGC 3998</i> : legge di potenza per i dati ASCA e ROSAT.	128

Elenco delle Tabele

A	Il campione selezionato	42
B	Dati di ROSAT	42
C	Dati di ASCA	43
1	MCG-5-23-16 : Flussi & Luminosità in banda 2 – 10 keV	48
2	SIS0: analisi spettrale in banda 3 – 10 keV	66
2_bis	SIS0: modelli di doppia riga gaussiana	67
3	SIS1: analisi spettrale in banda 3 – 10 keV	68
3_bis	SIS1: modelli di doppia riga gaussiana	68
4	SIS0 + SIS1: analisi spettrale in banda 3 – 10 keV	69
5	GIS2: analisi spettrale in banda 3 – 10 keV	70
6	GIS3: analisi spettrale in banda 3 – 10 keV	71
7	GIS2 + GIS3: analisi spettrale in banda 3 – 10 keV	72
8	SIS0 + SIS1 + GIS2 + GIS3: analisi spettrale in banda 3 – 10 keV	73
9	Modello di legge di potenza assorbita in banda 2.5 – 5.5 keV	74
10	Flussi & Luminosità	75
11	SIS0: analisi spettrale in banda 0.4 – 5 keV	80
12	SIS1: analisi spettrale in banda 0.4 – 5 keV	81
13	GIS2: analisi spettrale in banda 0.4 – 5 keV	82
14	GIS3: analisi spettrale in banda 0.4 – 5 keV	82
15	SIS0 + SIS1 + GIS2 + GIS3: analisi spettrale in banda 0.4 – 5 keV	83
16	<i>MCG-5-23-16</i> : variabilità	85
17	ROSAT: analisi spettrale	89
18	Analisi spettrale dei dati <i>ROSAT</i> ed <i>ASCA</i>	96

19	IC 5063: SIS0: analisi spettrale	106
20	SIS1: analisi spettrale	107
21	GIS2: analisi spettrale	108
22	GIS3: analisi spettrale	108
23	SIS0 + SIS1 + GIS2 + GIS3: analisi spettrale	109
24	ROSAT: analisi spettrale	112
25	Analisi spettrale dei dati <i>ASCA</i> e <i>ROSAT</i>	114
25_bis	Flussi & Luminosità dai dati <i>ASCA</i> e <i>ROSAT</i>	115
26	NGC 3998: GIS2: analisi spettrale	122
27	GIS3: analisi spettrale	122
28	GIS2 + GIS3: analisi spettrale	123
28_bis	Flussi & Luminosità dai dati <i>ASCA</i>	123
29	ROSAT: Analisi spettrale delle due osservazioni	126
29_bis	Flussi & Luminosità dai dati ROSAT	127
30	Analisi spettrale dei dati <i>ASCA</i> e <i>ROSAT</i>	128
30_bis	Flussi & Luminosità dai dati <i>ASCA</i> e <i>ROSAT</i>	129

RINGRAZIAMENTI

Iniziare qualcosa di completamente nuovo è difficile, ma anche estremamente stimolante, concluderlo ancora più arduo. Questa è il primo insegnamento di carattere non scientifico che ho tratto dai mesi in cui sono stato curvo sul mio lavoro. Se sono riuscito a portarlo a termine lo devo a varie persone che mi sono state vicine e, sfortuna loro, mi hanno dovuto sopportare. Anzitutto c'è mia madre, che non mi ha mai (quasi mai) rimproverato il fatto di voler diventare un astronomo. Accanto a lei Daniela, a cui ho negato parecchio tempo negli ultimi mesi. Poi vi sono tutti gli amici ed i compagni di facoltà, di cui ricordo solo quelli che mi capita di vedere più spesso: Roberto, Katia, Dante, Barbara, Ivan, Ilaria S., Ilaria F., Loris, Mina, Benedetta e tutti gli altri. Infine Andrea, che mi ha seguito costantemente in questi mesi con fin troppa pazienza, Massimo (Max per gli amici), il professor Palumbo, Angela P. e Marco L., tutti fonte di utili consigli. Un ringraziamento particolare a mio padre, a cui avrebbe fatto sicuramente piacere avere un astronomo in famiglia.

INTRODUZIONE

Lo studio dei **Nuclei galattici attivi**, AGN, sviluppatosi costantemente nel corso degli ultimi anni, riveste un ruolo fondamentale nella moderna astrofisica (Rees 1984). Anzitutto, la banda X permette di studiare le regioni piú interne degli AGN ed i meccanismi di emissione responsabili della loro elevata brillantezza (Mushotzky et al. 1993); infatti, la luminosità X degli AGN piú potenti può arrivare a $\sim 10^{47\div 48}$ ergs s^{-1} . Inoltre, gli AGN, essendo gli oggetti piú lontani attualmente conosciuti, forniscono anche un interessante mezzo per studiare un'epoca in corrispondenza della quale l'età dell'Universo era il 10 – 20 % di quella attuale; risulta possibile, in tal modo, ricavare importanti informazioni sull'evoluzione dell'Universo e delle strutture in esso presenti (Rees 1984). In piú, occorre ricordare che l'emissione degli AGN sembra essere all'origine di una frazione significativa del fondo cosmico nella banda X (*Cosmic X-ray background* (CXRB), Comastri et al. 1995, Setti 1990), pertanto una approfondita conoscenza delle proprietà spettrali degli stessi è alla base di una corretta stima del loro contributo al fondo X.

La tesi si è incentrata su un numero limitato di oggetti che permettesse, però, sia uno studio approfondito di tipo spettrale sia uno di variabilità. Proprio per una miglior definizione delle proprietà spettrali si sono scelte sorgenti di cui si avessero a disposizione sia dati ROSAT (banda 0.1 – 2.4 keV) che dati ASCA (banda 0.4 – 10 keV). In tal modo è stato possibile uno studio delle varie componenti dello spettro: la legge di potenza che rappresenta il continuo di alta energia, la componente dovuta a riflessione di radiazione su materia circostante all'AGN, la riga del ferro dovuta a fluorescenza, l'assorbimento e la componente soffice a bassa energia.

Del campione fanno parte **MCG–5-23-16**, che appartiene alla categoria delle *NELG* (*Narrow Emission Line Galaxy*), **IC 5063**, che è una *NLRG* (*Narrow Line Radio Galaxy*) ed **NGC 3998**, che è classificata quale *LINER* (*Low Ionization Nuclear Emission Line Region*).

Scopo principale della tesi è stato quello di studiare quanto gli oggetti di transizione, sia *radio-loud* che *radio-quiet*, rientrino nello *schema unificato*. Si suppone, infatti, che le NELG costituiscano una categoria di galassie intermedie tra le Sey 1, quindi osservate a basse inclinazioni, e le Sey 2, viste praticamente di taglio. I loro spettri ottici sono contraddistinti da righe di emissione strette, analoghe a quelle delle Sey 2, mentre la loro luminosità X ($L_{X(2-20\text{keV})} \sim 10^{42\div44} \text{ ergs s}^{-1}$) è tipica di una Sey 1. I parametri, dunque, che permettono di avvalorare qualsiasi schema interpretativo sono la luminosità intrinseca della sorgente, l'inclinazione rispetto alla linea di vista ed il valore dell'assorbimento, da toro e da disco, maggiore nel caso di osservazione *edge-on*.

Un discorso analogo potrebbe essere fatto per le NLRG, che presentano emissione radio e proprietà ottiche analoghe a quelle delle Sey 2. In luce polarizzata, però, appaiono in vari oggetti di questo tipo righe larghe di emissione (Axon et al. 1994), pertanto si suppone che NLRG e BLRG (*Broad Line Radio Galaxy*) costituiscano un'unica categoria e siano l'analogo in banda radio delle galassie di Seyfert.

Diverso è il discorso relativo alle LINER, che sono regioni con righe di emissione di bassa ionizzazione, spesso associate a galassie tradizionali e a meccanismi di emissione derivanti da fenomeni di *shock*. A tal riguardo, si intende verificare la presenza o meno di un continuo non termico e stimare, se possibile, il contributo della galassia ospite alle basse energie.

Di particolare entità si è rivelato l'assorbimento in due delle tre sorgenti del campione, *MCG-5-23-16* ed *IC 5063*, per le quali si è cercato di verificarne la natura (neutra o ionizzata) e di evidenziarne gli effetti sullo spettro nei vari modelli considerati. Dall'elevato valore delle colonne di densità, $N_{\text{H}} > 10^{22\div23} \text{ cm}^{-2}$, infatti, si deduce un'origine intrinseca alla sorgente, con possibile associazione ad un disco di accrescimento o ad un toro molecolare. *NGC 3998*, a dispetto delle altre, sembra evidenziare un debole eccesso di assorbimento rispetto al valore galattico.

Nel primo capitolo è presentata una panoramica sulla classificazione dei nuclei

galattici attivi, sulle loro proprietà in banda X e sui modelli unificati, in base ai quali le differenze tra le varie categorie di AGN sarebbero dovute alle diverse angolazioni da cui vengono osservati. Non si è inteso assolutamente esaurire il discorso relativo alle caratteristiche degli AGN, ma solo offrire un quadro interpretativo entro cui inserire i discorsi successivi.

Nel secondo e nel terzo capitolo vengono illustrate le caratteristiche dei due satelliti, ROSAT ed ASCA, sui cui dati si è effettuata poi l'analisi. I dati del primo, nonostante la limitata risoluzione spettrale di ROSAT ($\sim 40\%$ ad 1 keV), hanno permesso di studiare le proprietà *soft* delle sorgenti e di vederne le correlazioni, laddove presenti, con le caratteristiche spettrali *hard*. I dati ASCA, invece, hanno reso possibile un'analisi dello spettro a più alta energia, con particolare rilievo verso la riga del ferro e la componente di riflessione.

Nel quarto capitolo sono stati riuniti i dati relativi al puntamento delle sorgenti. I successivi tre capitoli sono relativi all'analisi dei dati delle tre sorgenti.

MCG-5-23-16 è una *Narrow Emission Line Galaxy*, ossia una galassia con righe di emissione ottiche strette ed emissione X pronunciata. Lo studio spettrale, suddiviso in due bande data la complessità della sorgente, si è incentrato sulla riga del ferro a 6.4 keV, che si è rivelata *redshiftata* e costituita probabilmente da almeno una doppia componente (riga da disco larga e riga da toro stretta). In seguito si è studiata la variabilità in flusso evidenziata dai dati ASCA e si è cercata variabilità spettrale associata ad essa. Con ROSAT si sono verificati dei modelli per quanto riguarda la componente a più bassa energia. Da ultimo, si è provveduto ad un'analisi spettrale su tutta la banda 0.1 – 10 keV resasi disponibile dai dati dei due strumenti.

IC 5063 è una *Narrow Line Radio Galaxy*, ovvero una radiogalassia a righe strette. Analogamente al caso precedente, presenta uno spettro a doppia componente. I dati ROSAT, al riguardo, hanno permesso di supplire alla bassa significatività dei dati *soft* della sorgente in ASCA, cosicché è stato possibile uno studio spettrale completo in banda 0.1 – 10 keV.

Meno interessante da un punto di vista della complessità spettrale si è rivelato lo studio di **NGC 3998**, che è una galassia con righe di emissione nucleari

di bassa ionizzazione (*LINER*). In tal caso è stato possibile solo uno studio parziale con i dati ASCA per la disponibilità solo di due rivelatori, a cui si è ovviato tramite l'analisi di due osservazioni ROSAT.

Nel capitolo finale si sono tratte delle conclusioni sui possibili tipi di emissione in base allo studio spettrale *soft* e *hard* precedentemente svolto e ai fenomeni di variabilità riscontrati od evidenziati in letteratura.

Capitolo 1

I NUCLEI GALATTICI ATTIVI

1.1 Proprietà degli AGN

I nuclei galattici attivi (Active Galactic Nuclei: AGN) rappresentano una classe di galassie dotate di una grande varietà di fenomenologie; risulta, pertanto, alquanto difficile il compito di una loro esatta classificazione. È, infatti, possibile che nelle regioni centrali della maggior parte delle galassie si abbia una qualche forma di attività non imputabile ai consueti processi di formazione stellare, ma, parlando di AGN, si intendono oggetti caratterizzati da notevoli manifestazioni energetiche nelle varie bande dello spettro elettromagnetico, con un'emissione X particolarmente pronunciata. Secondo la classificazione di Netzer (1990) le caratteristiche che permettono di definire, se presenti almeno in parte, un oggetto quale AGN sono:

- a) regione nucleare compatta, piú brillante della corrispondente regione in galassie dello stesso tipo di Hubble;
- b) emissione nucleare nel continuo non termica (rappresentabile, come si vedrà piú avanti, mediante una legge di potenza);

- c) righe di emissione nucleari che indichino eccitazione da un continuo di solito non termico;
- d) continuo e/o righe di emissione variabili.

A seconda della larghezza delle righe, espressa in *ampiezza a metà potenza* (*Full Width Half Maximum, FWHM*), è possibile effettuare una distinzione della regione emittente. Le **Broad Line Regions** (BLR), sono caratterizzate dall'emissione di righe ottiche larghe ($FWHM \sim 1000 \div 10000 \text{ Km s}^{-1}$) prodotte da diseccitazione collisionale, mentre le **Narrow Line Regions** (NLR) sono contraddistinte da righe strette ($FWHM < 1000 \text{ Km s}^{-1}$).

La banda X risulta essere particolarmente adatta allo studio di tali oggetti, non solo perché una considerevole frazione della loro energia bolometrica si manifesta alle alte energie, ma anche perché in questa banda è possibile discernere il contributo stellare da quello non stellare. Le stelle più luminose in X, infatti, appartengono ai tipi spettrali O e B, la cui luminosità X è dell'ordine, al più, di $\sim 10^{37 \div 38} \text{ ergs s}^{-1}$. Dello stesso ordine di grandezza può essere stimata l'emissione X da parte di sistemi binari. Dal momento che la luminosità X di una galassia attiva può raggiungere $L_X \sim 10^{45 \div 47} \text{ ergs s}^{-1}$, mentre il numero di stelle X-emittenti presenti in una galassia può essere stimato inferiore a 10^6 , non è difficile porre un limite di $\sim 10 \%$ al contributo delle sorgenti discrete. Inevitabilmente, quando si quantificano le energie in gioco con gli AGN, occorre introdurre il discorso dei possibili meccanismi energetici capaci di determinarle. Le teorie, a tal proposito, sono principalmente due: una prevede che l'energia sia liberata tramite processi di accrezione di materia su un buco nero massiccio presente al centro delle galassie attive (Rees 1984, Blandford & Rees 1992), mentre l'altra prevede quale meccanismo una intensa formazione stellare (*starburst*) in una regione limitata della galassia (Terlevich et al. 1995). Le osservazioni finora effettuate e le elevate velocità della materia dedotte dall'allargamento dei profili di riga in alcuni nuclei galattici attivi (Ford et al. 1994, Miyoshi et al. 1995), fanno ritenere più ammissibile la prima teoria, quella di un buco nero supermassiccio, tra l'altro avvalorata dalle recenti analisi spettrali in banda X: sembrano sussistere evidenze di profili della riga del Fe

allargati gravitazionalmente ed associabili, pertanto, ad un disco di accrezione ruotante intorno ad un buco nero (MCG-6-30-15, Tanaka et al. 1995; IC4329A, Cappi et al. 1996a, NGC 5548, Mushotzky et al. 1995).

1.2 La classificazione degli AGN

Secondo Woltjer (1990) si possono classificare ben undici sottoclassi principali di AGN (a cui si è aggiunta quella delle *Narrow Emission Line Galaxies*, di cui fa parte MCG-5-23-16), a seconda delle caratteristiche spettrali e della banda in cui risulta più prominente l'emissione energetica e più facile la scoperta (fig. 1.1):

1. radio galassie (RG)
2. radio quasar (RLQ)
3. quasar radio silenti (QSO)
4. galassie di Seyfert di tipo 1 (Sey 1)
5. galassie di Seyfert di tipo 2 (Sey 2)
6. oggetti di tipo *Bl Lacertæ* (BL Lac)
7. oggetti dalla rapida variabilità ottica (*Optically Violent Variable*) (OVV)
8. regioni con emissioni nucleari di bassa ionizzazione (*Low Ionization Nuclear Emission Line Regions*) (LINERS)
9. regioni nucleari HII
10. galassie *starburst*
11. forti galassie infrarosse (*Strong IRAS Galaxies*)
12. galassie con righe di emissione strette (**N**arrow **E**mission **L**ine **G**alaxies, NELG)

1.2.1 Radiogalassie

Si tratta di una classe di galassie aventi una emissione radio significativamente intensa, spesso estesa per oltre un Mpc (Saripalli et al. 1986). Mentre emissione radio di bassa potenza ($P_{1.4GHz} < 10^{23.3}$ watt Hz⁻¹) è osservabile in molte galassie, tra cui le spirali, dove si pensa che sia dovuta ad elettroni relativistici prodotti in supernovæ, il termine radiogalassia è di norma utilizzato per oggetti con notevole emissione radio, presumibilmente derivante da elettroni relativistici prodotti da un oggetto collassato. Esse sono per lo piú associate ad ellittiche giganti e, a seconda dell'estensione dell'emissione, è possibile una distinzione in radiosorgenti *Lobe dominated*, in cui essa proviene principalmente dai lobi, ed in *Core dominated*, in cui è piú pronunciata l'emissione dal nucleo.

Il loro spettro radio è ben rappresentato dalla legge di potenza

$$F_\nu \propto \nu^{-\alpha}, \quad (1.1)$$

in cui F_ν è il flusso di energia per unità di tempo, superficie e frequenza ed α è un indice adimensionale denominato *indice spettrale in energia*. In banda X piú spesso la formula precedente si vede scritta come

$$dN/dE \propto E^{-\Gamma}, \quad (1.2)$$

ove Γ assume il nome di *indice spettrale in fotoni* e vale la relazione $\Gamma = \alpha + 1$.

Sulla base di α le radiogalassie si possono suddividere in galassie a spettro piatto ($\alpha < 0.5$) e a spettro ripido ($\alpha > 0.5$).

Da un punto di vista della spettroscopia ottica, invece, le radiogalassie si possono dividere in tre gruppi:

- 1) NLRG (*Narrow Line Radio Galaxy*), aventi caratteristiche simili alle Sey
- 2;

- 2) BLRG (*Broad Line Radio Galaxy*), aventi un nucleo brillante probabilmente di natura non termica ed analogie con le Sey 1;
- 3) LINER, simili alle LINER associate a galassie spirali.

Sia BLRG che NLRG sono caratteristici di galassie dotate di elevata luminosità, pertanto associate a galassie ellittiche giganti.

1.2.2 Radio Quasar

Generalmente si parla di *Radio Quasar* (*Radio Loud Quasar*: RLQ o QSR) quando l'emissione radio è superiore ad un determinato valore, solitamente $P_{5GHz} > 5 \times 10^{24}$ watt Hz⁻¹, in quanto in generale nessun quasar risulta completamente privo di emissione nella banda radio. I RLQ sono associati agli AGN piú potenti, capaci di emettere un quantitativo di energia in X, a parità di luminosità ottica, fino a tre volte superiore a quello dei quasar radio silenti (Zamorani et al 1981). Le loro proprietà osservative sono piuttosto simili a quelle delle radiogalassie piú potenti; in piú l'immagine ottica appare dominata da un nucleo non risolto ($\theta < 1''$), particolarmente blu ($U - B < 0$) e luminoso ($M_V < -22 \div -23$). Di notevole intensità vi sono anche forti righe di emissione, nonché intensa polarizzazione, caratteristica questa dei quasar a spettro piatto (*Flat Spectrum Radio Quasar*, FSRQ); questi ultimi sono dotati, tra l'altro, anche di elevata variabilità del nucleo e di moti superluminali.

1.2.3 Quasar Radio Silenti

Sono, a differenza della precedente categoria, associati a galassie di tipo spirale. Una caratteristica di notevole interesse è la proporzione tra quasar radio e non, dell'ordine di 1:9. Alcuni di questi oggetti, in genere sul 10 %, mostrano anche delle righe in assorbimento particolarmente larghe ed in virtù di queste vengono denominati *Broad Absorption Lines quasars* (BAL).

1.2.4 Seyfert 1

Si tratta di oggetti i cui nuclei mostrano chiare rassomiglianze con quelli dei quasar radio silenti, ma sono dotati di una minor luminosità ($M_V > -23$). La distinzione tra le due classi probabilmente nasce dalle diverse metodologie osservative e dalla distanza, quindi non è imputabile ad una diversa natura fisica. Solitamente una galassia che mostra larghe righe in emissione associate ad un nucleo particolarmente brillante ed avente basso *redshift* ($z < 0.01$) è classificata quale Seyfert 1, mentre un oggetto caratterizzato da righe larghe in emissione, alto redshift ($z > 0.1$) ed in cui il nucleo risulti irrisolto viene inteso come quasar. Le righe di emissione permesse sono piuttosto larghe ($\text{FWHM} \sim 1000 \div 10000 \text{ Km s}^{-1}$), mentre le righe proibite sono generalmente strette ($\text{FWHM} < 1000 \text{ Km s}^{-1}$). Le galassie ospiti sono nella stragrande maggioranza dei casi spirali dei tipi primari.

1.2.5 Seyfert 2

A differenza delle Seyfert di tipo 1, queste possiedono righe permesse e proibite di analoga larghezza ($\text{FWHM} < 1000 \text{ Km s}^{-1}$). In esse, inoltre, il nucleo stellare non termico è debole od assente e l'emissione nella banda X appare più debole. Un risultato interessante, soprattutto per le implicazioni sui modelli unificati, è relativo alla scoperta nel prototipo di Sey 2, *NGC 1068* (Antonucci & Miller 1985), ma non solo in essa, di righe larghe di Balmer in luce polarizzata. Si pensa che questa sorgente altro non sia che una Sey 1 oscurata, parte della cui radiazione primaria subisce fenomeni di *scattering* ad opera di particelle libere. Queste sarebbero presenti sopra e sotto il piano della Sey 2 individuato probabilmente da un toro di accrescimento.

La classificazione delle galassie di Seyfert può essere estesa a quegli oggetti che possiedono caratteristiche intermedie. Le *Sey 1.5* mostrano evidenti righe in emissione dell'H con una doppia componente; le *Sey 1.8* possiedono una

componente ampia facilmente identificabile quale $H\alpha$, ma solo una debole ed ampia $H\beta$. Analogo è il caso delle *Sey 1.9*, in cui, però, non si nota allargamento nell' $H\beta$.

1.2.6 BL Lac

Il nome deriva dal prototipo BL Lacertæ, si tratta di sorgenti associate ad ellittiche giganti e mostrano analogie con i quasar a spettro piatto, ma senza significative righe ottiche in emissione. Sono sempre radiosorgenti di una certa intensità e risultano caratterizzate da un alto grado di polarizzazione sia radio che ottica, il che fa pensare ad un meccanismo di sincrotrone nel radio e di *Synchrotron-Self Compton* (SSC) nell'X. Sono, tra l'altro, oggetti dotati di notevole variabilità sia ottica che X, con scale temporali spesso di solo alcune ore. La mancanza di righe in emissione fa pensare a bassi quantitativi di gas da ionizzare o, ipotesi ritenuta più probabile, ad un continuo talmente forte da mascherare le righe. Questo secondo caso trova una sua giustificazione nelle teorie unificate, in cui i BL Lac sono rappresentate come oggetti visti quasi totalmente a basse inclinazioni, pertanto con un conseguente effetto di incremento della luminosità dovuto ad un fenomeno di *beaming* relativistico. Ad ulteriore supporto di questa tesi vi è la frequente osservazione di moti superluminali associati ad essi.

1.2.7 OVV

Rappresentano una sottoclasse dei quasar radio, con alcune caratteristiche in comune con i BL Lac (con cui definiscono la classe dei *blazar*), salvo che nel caso degli OVV si riscontrano, seppur deboli, righe di emissione larghe. Una loro caratteristica è l'eccezionale variabilità ottica, capace di manifestarsi con variazioni di flusso di un fattore 5 nell'arco di giorni o mesi.

1.2.8 LINERS

Si tratta di nuclei che emettono righe di bassa ionizzazione ma di discreta intensità. Risultano piú comuni rispetto agli oggetti precedentemente elencati, essendo presenti in almeno il 30 % delle spirali, con una predominanza in quelle di tipo Sa ed Sb. La larghezza delle righe è in genere inferiore a quella delle righe proibite delle Seyfert ed è confrontabile con la velocità di rotazione delle stelle nel nucleo; il continuo non stellare, inoltre, possiede una luminosità di appena l'1 % di quello delle Sey 1. Tali caratteristiche fanno propendere per un meccanismo di emissione differente, possibilmente relativo a collisioni nelle regioni piú interne delle galassie contenenti LINERS.

1.2.9 Regioni HII nucleari

Alcuni nuclei di galassie evidenziano righe strette (Balmer, [OIII]) caratteristiche delle regioni di emissione HII ionizzate da stelle dei primi tipi spettrali (O e B). Solo in presenza di un fenomeno particolarmente intenso il nucleo appare come un AGN; negli altri casi, esso mostra convergenze con i nuclei delle galassie normali. È possibile confondere tali regioni con le LINERS, ma un esame dei diagrammi diagnostici, ovvero dei rapporti relativi dell'intensità di riga (Osterbrock 1989), permette di riconoscerle con un certo margine di sicurezza.

1.2.10 Galassie *starburst*

Sono galassie caratterizzate da un'intensa attività di formazione stellare, spesso concentrata in regioni limitate e contraddistinta da una particolare emissione da polvere nella banda infrarossa. Gli anomali tassi di produzione stellare possono essere frutto di un recente evento di collisione tra galassie vicine (*merging* di galassie) capace di spiegare, oltre al tasso di produzione di stelle, anche le distorsioni presenti nelle immagini ottiche di alcune *starburst*.

Gli spettri ad esse relative mostrano un'elevata presenza di stelle giovani, riconoscibili dagli spettri ottici, nonché dai colori.

1.2.11 Forti galassie IRAS

Una considerevole parte delle sorgenti non stellari rivelate dal satellite per astronomia infrarossa IRAS (*InfraRed Astronomical Satellite*) si sono rivelate essere AGN, la cui luminosità, di notevole intensità (fino a 10^{45} ergs s^{-1}), sembra dovuta a polveri otticamente spesse riscaldate dall'AGN oppure da eventi di intensa formazione stellare.

1.2.12 NELG

Le NELG assomigliano otticamente alle Sey 2, in quanto possiedono righe di emissione strette. Nella banda X evidenziano proprietà tipiche delle Sey 1, con $L_{X(2-20\text{keV})} \sim 10^{42\div 44}$ ergs s^{-1} . In virtù di queste caratteristiche si pensò originariamente alle NELG come ad una nuova classe di galassie X-emittenti (Bradt et al. 1978, Schnopper et al. 1978).

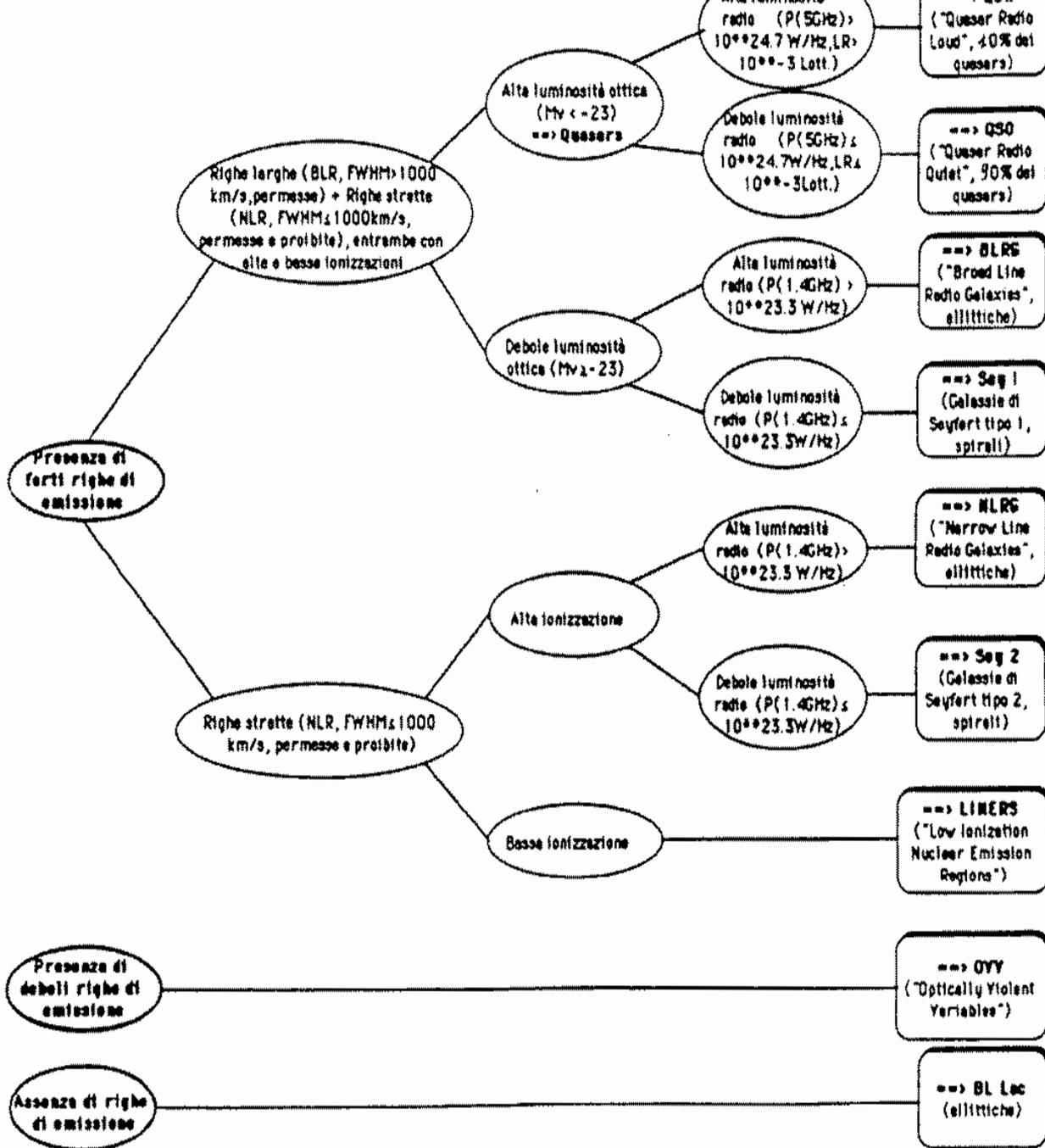


Figura 1.1: Schema riassuntivo delle proprietà delle varie classi di AGN.

1.3 Proprietà spettrali degli AGN

Lo studio dei nuclei galattici attivi nella banda X ha permesso di approfondire fenomeni aventi luogo nelle regioni piú interne di essi, ma le osservazioni necessitano di ulteriori analisi e di una maggior risoluzione, al fine di fornire una scelta tra i diversi modelli a disposizione. La radiazione emessa dagli AGN nella banda X rappresenta una frazione significativa di quella bolometrica; inoltre, tale banda è l'unica che permette di analizzare variazioni temporali su scala molto breve, anche inferiore al giorno, per oggetti radio quieti. Con il miglioramento sistematico degli strumenti a bordo dei satelliti per astronomia X si è giunti progressivamente a comprendere la complessità dello studio degli AGN, laddove risulta ormai evidente che gli oggetti in questione richiedono generalmente modelli complessi. La determinazione della forma spettrale nella banda 0.1 – 20 keV è resa quanto mai difficile, infatti, dal contributo di piú componenti differenti, per il cui studio sono necessari telescopi dotati di un'ampia banda spettrale e di un'alta risoluzione in energia.

La forma del continuo è funzione dell'energia; di solito, l'approssimazione dell'emissione con una legge di potenza su una banda limitata è sufficiente. Nella banda 0.8 – 1.5 μm α risulta essere $\sim 1 \div 1.2$, in quella 0.2 – 0.6 μm $\alpha \sim 0.3 \div 0.7$, mentre da 2 a 10 keV $\alpha \sim 0.7$. Il continuo di tipo non stellare evidenzia un forte eccesso di emissione ultravioletta rispetto all'estrapolazione della legge di potenza IR – X (Clavel et al. 1992), parametrizzabile con un'emissione da corpo nero avente $T \sim 10^{4 \div 5}$ K (fig. 1.2).

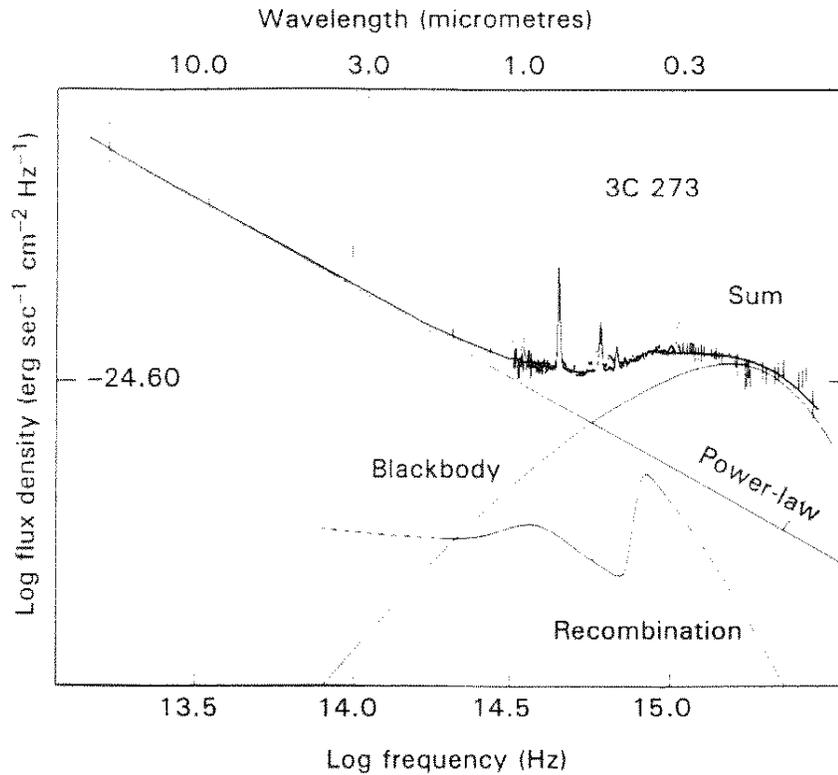


Figura 1.2: Rappresentazione spettrale dell'emissione di un AGN tramite una legge di potenza ed un'emissione termica da un disco di accrescimento (Malkan & Sargent 1982).

1.3.1 Il *Soft Excess*

ROSAT, che ha portato a termine la piú profonda *survey* nella parte *soft* (0.1 – 2.4 keV) della banda X finora mai effettuata, ha evidenziato importanti particolari riguardanti la presenza, accertata soprattutto in galassie di Seyfert, ma anche in quasar, di un eccesso di emissione soffice, il cosiddetto *soft X-ray excess*, rispetto all'emissione a piú alta energia (cfr. paragrafo 1.3.2). Esso si manifesta sotto forma di *bump* ad energie di solito inferiori al keV ed è forse connesso con il *blue bump* che caratterizza l'emissione UV di molti AGN e che viene spiegato in termine di emissione da corpo nero proveniente dalle regioni piú interne di un disco di accrescimento (Arnaud et al. 1985, Pounds et al. 1986, Czerny & Elvis 1987) o, secondo altre interpretazioni, derivante da gas

caldo (Barvainis 1993) presente intorno alla sorgente. Il *soft excess* può essere ben rappresentato tramite una legge di potenza con $\Gamma > 3$ (Turner & Pounds 1989), oppure da un modello termico di corpo nero a bassa temperatura ($kT \sim 50$ eV, Comastri et al. 1992) o di bremsstrahlung ($kT < 500$ eV). Negli ultimi tempi si sta avanzando l'ipotesi, basata su evidenze osservative, che ad originare il *soft excess* possa essere la presenza di materiale ionizzato lungo la linea di vista, capace anche di giustificare, almeno in parte, la presenza di *scattering* nelle regioni circostanti alcuni AGN (Krolik & Kallman 1984, 1987). La ridotta opacità di idrogeno ed elio, infatti, permette che risulti più evidente il contributo alle basse energie degli elementi più pesanti, tra i quali l'ossigeno, l'azoto, il neon ed il ferro.

Nella regione spettrale soffice assume una notevole importanza anche l'assorbimento galattico, dedotto da studi in banda radio (Dickey & Lockman 1990). Un'errata valutazione di tale assorbimento può fare apparire l'eccesso *soft* più o meno ripido e può comportare, di conseguenza, una stima sbagliata della luminosità ad esso associata.

Se si assume un modello standard di disco di accrescimento viscoso geometricamente sottile ed otticamente spesso (Shakura & Sunyaev 1973), la luminosità integrata dell'eccesso *soft* richiede un accrescimento super-Eddington. Recenti campagne osservative e di monitoraggio su lunghi periodi hanno permesso di appurare che almeno per due oggetti, NGC 5548 ed NGC 4151, il continuo e le righe di emissione nell'UV ed il continuo *soft* nell'X variano simultaneamente, con un limite superiore sul ritardo relativo inferiore ai 6 giorni (Clavel et al. 1991, Clavel et al. 1992, Courvoisier & Clavel 1991). Sulla base di queste evidenze appare interessante un modello in cui tali componenti sono il prodotto della riflessione di un continuo ionizzante X duro da parte di un disco di accrezione da esso illuminato (Collin-Souffrin 1992, Ross & Fabian 1992). Una percentuale di riflessione del 10 % è sufficiente per tenere conto delle variabilità osservate, mentre la rimanente parte viene termalizzata. D'altra parte, vi sono eventi particolari osservati simultaneamente nell'ultravioletto e nell'X in NGC 5548 che contraddicono

le predizioni di tale modello (Türler et al. 1996). Inoltre, anche argomenti di variabilità che interessano altre sorgenti propendono per una natura differenziata tra il *bump* nell'UV e quello nell'X soffice, la cui origine forse è connessa alla presenza di gas ad alta temperatura ($T < 10^6$ K, emissione di bremsstrahlung) della galassia che ospita l'AGN (Barvainis 1993).

1.3.2 Lo spettro in banda 2 – 20 keV: la riga del Ferro e la riflessione

Prima dell'avvento del satellite GINGA si pensava che una legge di potenza con $\Gamma \sim 1.7$ potesse ben rappresentare lo spettro di un considerevole numero di AGN (Mushotzky 1984). Dall'analisi di un campione di Seyfert 1 effettuata da Nandra e Pounds (1994, da qui in poi NP94) è, invece, emersa l'importanza della presenza di componenti derivanti da radiazione riprocessata o riflessa da materiale che circonda le sorgenti. La presenza della riga del Fe, con energia a riposo allo stato neutro di 6.4 keV e dovuta a fluorescenza, nonché la corrispondente *edge* di assorbimento a 7.1 keV (fig. 1.3), possono modificare il continuo sottostante, con un irripidimento di Γ fino a valori di $1.9 \div 2$ se si tiene conto del contributo del continuo di riflessione, sostanzialmente piatto. Se, poi, la riga è associata non a materia fredda, ma a materia ionizzata, la sua larghezza equivalente tende ad aumentare, così come il suo peso nei confronti della pendenza spettrale.

Secondo il quadro interpretativo fornito da tutta una serie di lavori (Guilbert & Rees 1988, Lightman & White 1988, Pounds et al. 1990, George & Fabian 1991, Matt et al. 1991), se la riga deriva da materia fredda intorno all'AGN, essa deve essere accompagnata da una componente di riflessione (fig. 1.3), che ha trovato riscontri osservativi in molte sorgenti analizzate da GINGA, nonché in alcune di ASCA. Sembra quindi emergere una visione in cui l'AGN è circondato da materia fredda o, in taluni casi, ionizzata, che riprocessa la radiazione primaria, modificandone lo spettro tramite un appiattimento di Γ ed un *reflection hump* (picco) tra 20 e 30 keV dovuto ad un aumento del numero di fotoni in seguito a fenomeni di *backscattering*. Ad energie maggiori la diminuzione della sezione

d'urto di diffusione (effetto Klein - Nishina), insieme con l'effetto di *down-scattering* di tipo Compton, producono una drastica riduzione nel numero di fotoni, mentre per energie inferiori a 10 keV assume un'importanza dominante l'assorbimento fotoelettrico, strettamente connesso all'energia e all'elemento in gioco. Poiché la sezione d'urto di fotoionizzazione è proporzionale ad $E^{-3.5}$, alle basse energie, laddove molti elementi pesanti (C, N, Ne, O) sono disponibili per la fotoionizzazione, buona parte dei fotoni viene assorbita, cosicché ne rimangono pochi per la riflessione.

Nello stesso tempo in cui si accetta l'origine della riga del Fe da fluorescenza di materia fredda, si pongono delle limitazioni sulla frazione di angolo solido vista dalla sorgente del continuo ionizzante che risulta coperta da materiale oscurante.

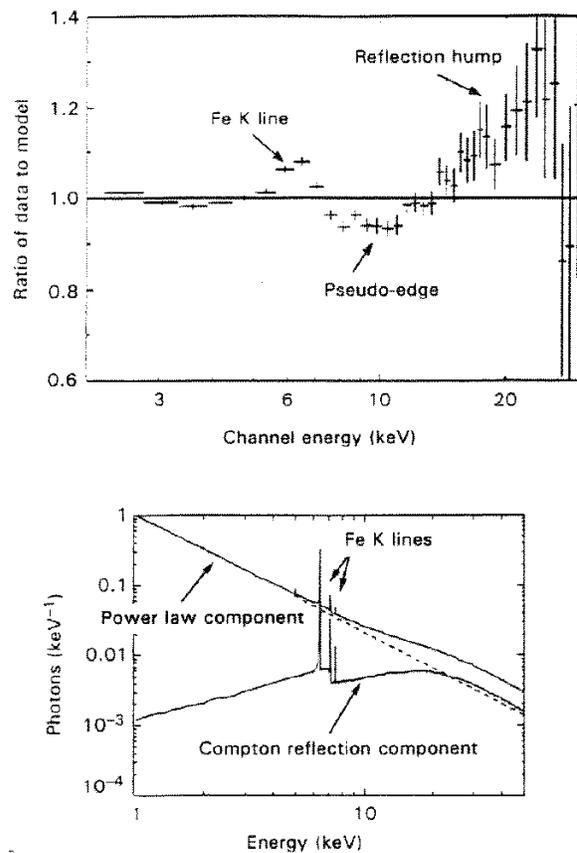


Figura 1.3: Particolarità spettrali di un AGN: il contributo della riga del ferro, della edge di assorbimento ad essa relativa e della *riflessione Compton* (Mushotzky, Done & Pounds 1993).

Il **modello di riflessione Compton**, proposto originariamente da Lightman & White (1988) e sviluppato poi da George & Fabian (1991), rappresenta, a tal proposito, un ottimo banco di prova nel momento in cui si cerca una spiegazione per certi profili della riga del Fe osservati in alcune galassie di Seyfert. Se, infatti, la materia è distribuita sotto forma di un disco di accrescimento, la combinazione degli effetti di allargamento Doppler e gravitazionale producono un caratteristico profilo asimmetrico (Fabian et al. 1989, Matt et al. 1991, 1992, Laor 1991), dove un ruolo fondamentale è assunto dalla configurazione dell'oggetto centrale (buco nero di Schwarzschild o di Kerr) e dall'inclinazione del disco stesso. Il modello di riflessione Compton rappresenta, pertanto, un punto di partenza per spiegare caratteristiche spettrali di notevole interesse, nonché certi risultati ottenuti da NP94 sulla base di un campione di Sey 1 osservato da Ginga. Il Γ medio da loro trovato, pari ad 1.95, se inquadrato nella teoria del modello sopraccitato, fornisce un valore dell'angolo solido sotteso dalla materia rispetto alla sorgente pari a $\Omega / 2\pi \simeq 1 \div 2$.

Un modello differente che può spiegare la fenomenologia caratteristica degli AGN ad alta energia è quello a copertura parziale (d'ora innanzi **partial covering**). In esso una certa frazione della radiazione nucleare viene assorbita e riprocessata da un sistema di nubi di materiale molto denso. Tale modello è stato introdotto per la prima volta da Holt et al. (1980) nel tentativo di spiegare l'emissione soffice della Sey 1.5 NGC 4151, eccesso che in talune sorgenti (Matsuoka et al. 1990, Piro et al. 1990) richiede un $N_{\text{H}} \geq 10^{23} \text{ cm}^{-2}$. Nonostante solo recenti modelli di accrescimento sferico abbiano fornito una giustificazione teorica dei parametri fisici ottenuti con un modello di *partial covering* (Inoue 1990, Sivron & Tsuruta 1993), per alcune sorgenti essa sembra rappresentare bene i dati Ginga (MCG-5-23-16, Piro et al. 1990, NGC 5506, Bond et al. 1992, NGC 4151, Yaqoob et al. 1993, Cen-A, Maisak et al. 1992). In ultima analisi si deve tenere in considerazione il fatto che valori di Γ prossimi a 2 non sono capaci di rappresentare il continuo di tutti gli AGN; infatti, anche recenti studi su oggetti ad alto redshift e radio attivi (Cappi et al. 1996b)

hanno indicato che gli spettri degli oggetti *radio loud* sono piú piatti, con $\Gamma \simeq 1.5 - 1.6$; sempre a tale proposito alcuni sostengono la presenza di spettri piú piatti anche per le Sey di tipo 2, ovvero quelle piú fortemente assorbite ($\Gamma \simeq 1.4 \div 1.6$, Cappi et al. 1996a, Smith & Done 1996, Weaver et al. 1996). Sembra essere proprio l'assorbimento l'elemento separatore tra i due tipi di Seyfert: la presenza accertata di elevate colonne di densità in oggetti di tipo 2 fa propendere, come si approfondirà nel paragrafo relativo ai modelli unificati, verso una visione d'insieme in cui i nuclei delle Sey 2 sono intrinsecamente luminosi come quelli delle Sey 1, ma sono piú assorbiti, col risultato netto di apparire come sorgenti X meno brillanti.

1.3.3 L'assorbimento

L'assorbimento negli AGN si può manifestare in due modi differenti, a seconda che sia dovuto a materia fredda o a materia ionizzata. La prima di queste due forme (fig. 1.4) sembra ben spiegare l'assorbimento caratteristico delle Seyfert di tipo 2; dato, infatti, l'elevato valore dello stesso, si pensa che l'eccesso soffice presente in molte sorgenti non possa essere una continuazione della radiazione primaria, che risulta assorbita alle basse energie, bensí il risultato del riprocessamento della stessa. La spiegazione ritenuta piú attendibile vede il *soft excess* come radiazione primaria "scatterata" entro la linea di vista da materiale riflettente, forse la superficie di un disco di accrescimento o da particelle libere che il flusso ionizzante ha eroso dalla superficie di un toro molecolare.

La seconda forma di assorbimento, che sembra caratterizzare parecchie Seyfert 1 nei dati di GINGA ed appare avvalorata da recenti studi sui dati ASCA, riguarda il cosiddetto *warm absorber* (fig. 1.5). Interessante a tal proposito è lo studio inerente alla natura dell'assorbitore caldo presente in *MCG-6-30-15*, (Otani et al. 1996, Fabian et al. 1996), contraddistinto probabilmente da due regioni: quella piú interna e relativa alla *edge* dell'O VIII, a distanze minori o comparabili con quelle tipiche della BLR, risultata variabile

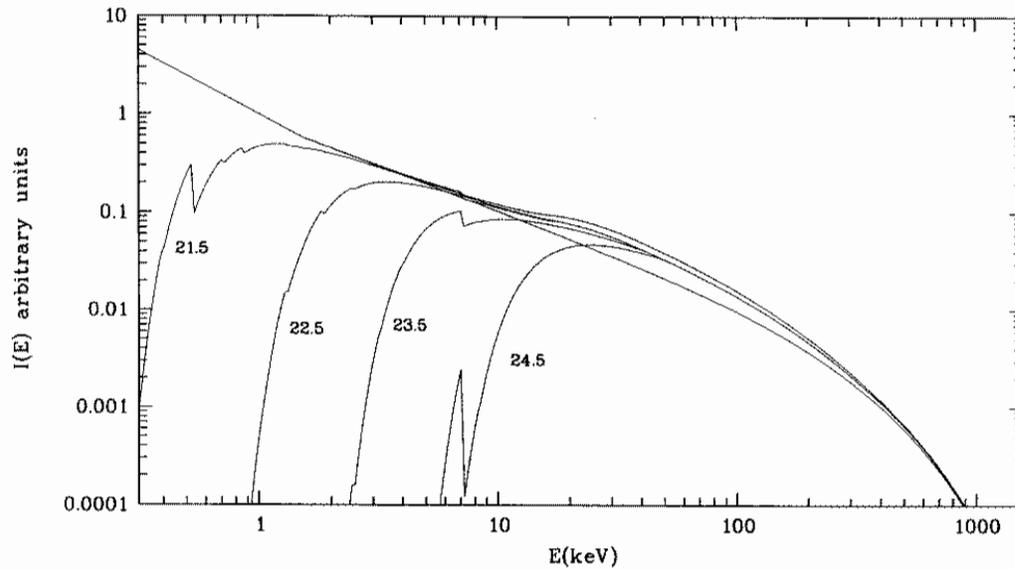


Figura 1.4: Effetto dell'assorbimento neutro su uno spettro descritto da una legge di potenza con $\Gamma = 1.9$ con componente riflessa, *cut-off* ad $E \simeq 300$ keV e *soft excess* alle basse energie. Le colonne di densità sono in forma esponenziale. Per $\text{Log}(N_{\text{H}}) > 24.5$ la materia è *Compton - thick*, ovvero completamente spessa ed assorbente.

nel tempo, mentre quella piú esterna, pressoché costante su scale inferiori a 10^6 secondi, è connessa con la *edge* dell'OVII e probabilmente è posizionata tra il toro e la NLR. Tali recenti studi (Reynolds et al. 1995), oltre a fornire un punto di partenza per la collocazione del/dei *warm absorbers*, ne ha permesso una stima delle masse, risultate superiori a quelle delle BLR e NLR (Fabian 1996 per un lavoro di rassegna).

In aggiunta al caso emblematico di MCG-6-30-15, dalle variazioni del *warm absorber* riscontrate in altre sorgenti (NGC 5548, Nandra et al. 1991, NGC 4051, Fiore et al. 1992) si ricavano distanze tra sorgente ionizzante e plasma assorbente tali per cui si ritiene che quest'ultimo appartenga alla regione nucleare.

Ad una maggior luminosità corrisponde un mezzo piú trasparente, dato il minor numero di particelle neutre che possono provocare assorbimento fotoelettrico, ovvero una minore opacità del gas nella parte soffice dello spettro. Come si è già evidenziato, caratteristiche primarie della presenza di un'assorbitore ionizzato sono le *edges* dell'OVII ($E = 0.74$ keV) e dell'OVIII ($E = 0.87$ keV).

Data la loro vicinanza, solo con strumenti dotati della risoluzione di ASCA si riesce, nei casi migliori, a distinguerle.

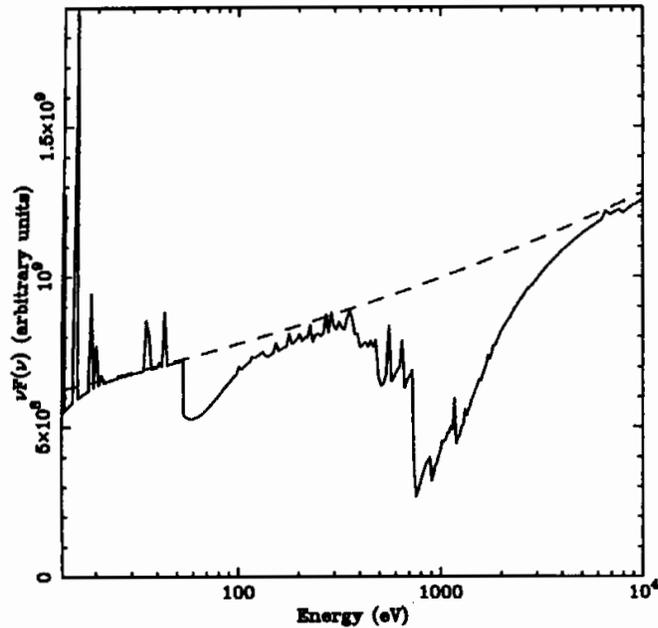


Figura 1.5: Spettro teorico prodotto dal *warm absorber* su un continuo di legge di potenza. I parametri del modello sono tratti dall'osservazione ASCA di *MCG-6-30-15*: $\Gamma = 1.9$, ξ (parametro di ionizzazione) = $35 \text{ ergs cm s}^{-1}$, densità di colonna dell'assorbitore caldo $N_W = 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ e raggio $R = 10^{16} \text{ cm}$. Sono stati considerati anche gli effetti dell'emissione e della riflessione dal *warm absorber*, nonché dell'assorbimento neutro. La linea tratteggiata rappresenta lo spettro di legge di potenza.

1.4 The Big Picture

Per **Big Picture** si intende uno schema complessivo che tenga conto delle varie sottoclassi di AGN, della loro geometria e dei processi fisici che li caratterizzano. L'ipotesi di base (per una rassegna, Mushotzky et al. 1993, fig. 1.6), si fonda sulla produzione di ingenti quantitativi di energia tramite

la conversione dell'energia gravitazionale rilasciata da materia in caduta su un buco nero supermassiccio ($M \simeq 10^{6\div 9} M_{\odot}$) in energia radiante.

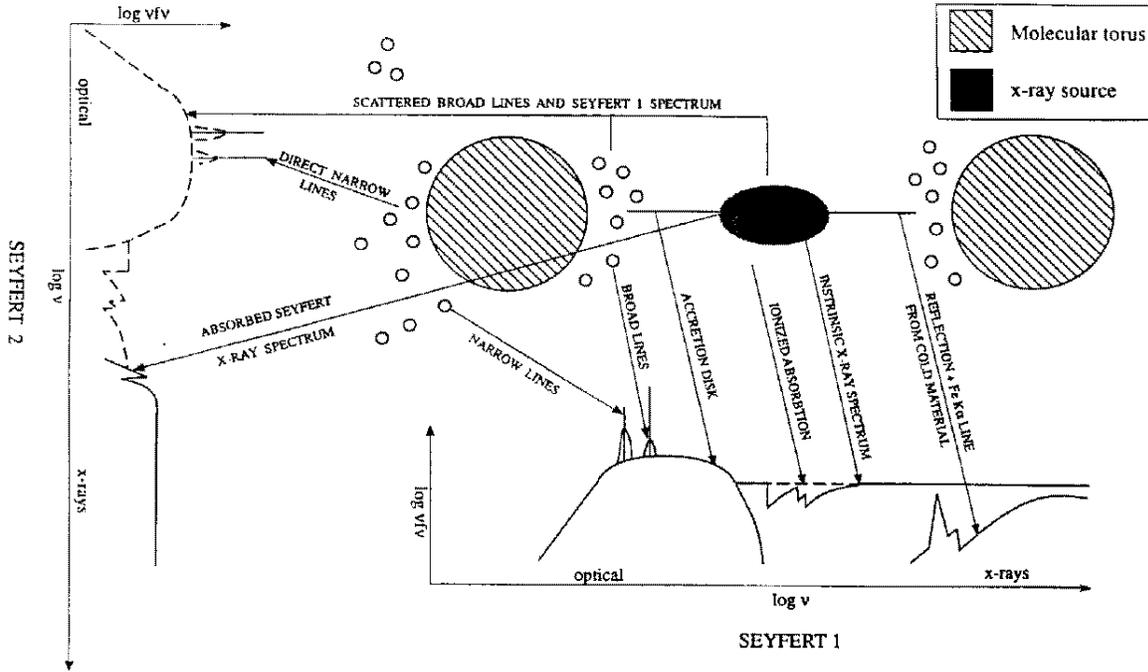


Figura 1.6: The big picture: proprietà spettrali connesse alle strutture presenti in un AGN.

In una regione limitata, spesso entro $R \sim 10 \div 20 R_S$ ($R_S =$ raggio di Schwarzschild, pari a $2GM/c^2$, ove G è la costante di gravitazione universale, M la massa dell'oggetto e c la velocità della luce), viene prodotta l'emissione X di natura non termica. Attorno al buco nero ruota un disco di accrezione geometricamente sottile ed otticamente spesso, capace di intercettare un angolo solido $\Omega \simeq 2\pi$ della radiazione emessa e di riprocessarla, originando in tal modo sia il *bump* continuo oltre 10 keV che la riga di fluorescenza del Fe K α a 6.4 keV. Oltre il disco di accrescimento, la cui estensione è stimata dell'ordine di 10^{-6} pc, vi è una regione sferica di gas caldo, con $T \sim 10^5$ K, il cosiddetto *warm absorber*. Esso è responsabile, oltre che della ridotta opacità e delle *edges* dell'O osservate in alcuni AGN, anche di una componente di riga K del Fe a 6.7 keV (NGC 1068, Ueno et al. 1994). Vi sarebbe poi la *Broad Line Region*, la regione di alta densità ($n_e \sim 10^9 \text{ cm}^{-3}$), strutturata probabilmente in nubi

e confinata da gas caldo o da un intenso campo magnetico. Esternamente alla BLR sarebbe da collocarsi un toro molecolare otticamente spesso ($N_H > 10^{22 \div 23} \text{ cm}^{-2}$), che sarebbe causa del forte assorbimento presente nelle Seyfert di tipo 2. Dalla BLR o dalla regione toroidale possono provenire componenti della riga del Fe aventi bassa dispersione gaussiana (Ghisellini et al. 1994, Krolik et al. 1994). Oltre il toro sarebbe collocata la *Narrow Line Region*, di piú bassa densità rispetto alla BLR ($n_e \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$). Un'ulteriore componente può essere rappresentata da un'emissione estesa ($R \sim 10^{2 \div 3} \text{ pc}$) presente sia in galassie di tipo Seyfert 2 (Mrk 3, Morse et al. 1995, NGC 4945, Iwasawa et al. 1993, NGC 1068, Ueno et al. 1994) che in alcune Seyfert di tipo intermedio (ad esempio NGC 4151 ed NGC 1566, Elvis et al. 1990).

1.5 I Modelli Unificati

La presenza in alcune sottoclassi di AGN dalle proprietà comuni ha fatto nascere svariati tentativi di unificazione (Antonucci & Miller 1985, Antonucci 1993 per una rassegna), allo scopo di giustificare gli aspetti analoghi e quelli dissimili con un modello di un unico oggetto, che ci appare differente solo a causa di condizioni osservative diverse. A tale proposito, un problema è costituito dalla variabilità, in quanto vi sono casi in cui una classificazione basata su di essa è stata poi modificata allorché le proprietà di variabilità sono mutate nel tempo. Esempi significativi di questo sono NGC 3516, che da Sey 1 è divenuta Sey 2 (Baldwin et al. 1981), Fairall 9, un quasar con spettro analogo a quello di una Sey 1, che è diventato una Sey 2 nell'arco temporale di ~ 5 anni (Fairall 1977, Wamsteker et al. 1985, Clavel et al. 1989), PKS 0521-36, trasformatasi da BL Lac in Sey 1 in ~ 6 anni (Ulrich 1981). Lo studio, ciononostante, dell'evoluzione degli AGN da una categoria all'altra è tuttora altamente speculativo, mentre appaiono piú completi quei modelli che presuppongono lo stesso oggetto di base, ma osservato sotto angolazioni differenti. In altre parole, tenendo anche in considerazione la *big picture* del paragrafo precedente ed assumendo la presenza, intorno al "motore" dell'AGN, di componenti differenti, si può cercare di correlarne le proprietà, nell'emissione

e spettrali, con l'angolo di osservazione (fig. 1.7).

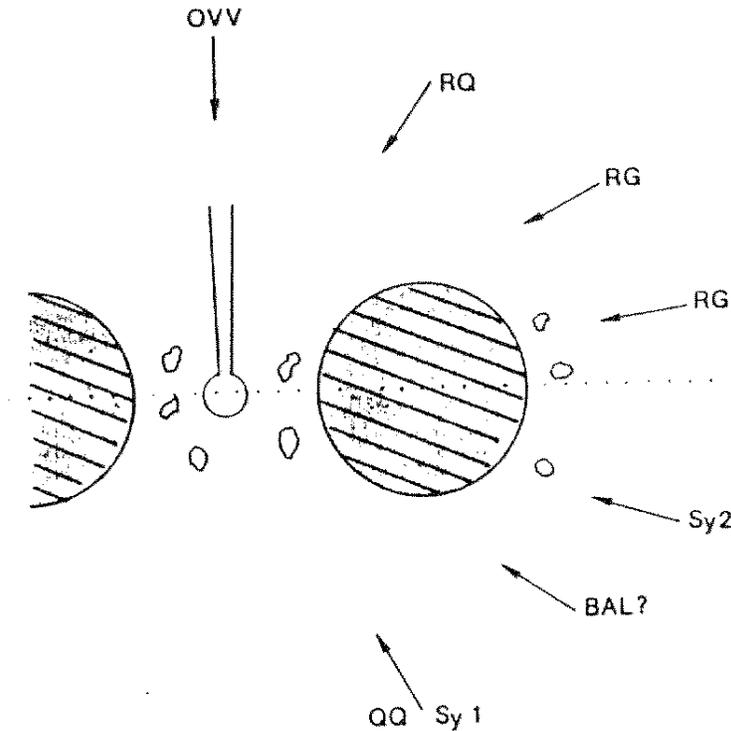


Figura 1.7: Schema riassuntivo dei **modelli unificati** (Woltjer 1990).

A seconda che il nucleo emetta o meno un getto relativistico si avrà la formazione o meno di una radiosorgente a spettro piatto (FSRQ), con effetti di *beaming* e *boosting* relativistici. Osservando direttamente lungo l'asse del getto dovrebbero individuarsi gli OVV ed i BL Lac, che sono contraddistinti dai fenomeni di più rapida variabilità, nonché, nel secondo caso, da un continuo privo di righe, dovuto all'assenza della materia della BLR o all'effetto del Doppler *boosting*.

Ad un angolo maggiore dal getto si dovrebbe vedere un quasar radio, mentre ad inclinazioni più elevate, ossia quando la sorgente centrale è oscurata, ma la BLR è ancora visibile in parte, si dovrebbero osservare le radiogalassie a righe larghe e, ad angoli superiori, le radiogalassie normali, con la tipica struttura ad uno o due lobi.

In assenza di getto radio o in presenza di uno particolarmente debole, si dovrebbe vedere una Seyfert 1 od un quasar radio quieto; se il nucleo è oscurato, si ha, invece, una Seyfert 2.

Pur in assenza di un getto collimato ci si può aspettare un forte vento proveniente dal nucleo, che potrebbe spazzare una parte del toro o della BLR, originando in tal modo un quasar radio quieto a righe larghe di assorbimento (*Broad Absorption Line quasar*, BALQSO).

Ulteriori studi su piú bande potranno aumentare la conoscenza delle proprietà delle singole classi di AGN, portando cosí ad un miglioramento nei tentativi di unificazione degli stessi.

Capitolo 2

Il satellite ROSAT

Il primo giugno 1990 fu lanciato con successo il satellite per astronomia X **ROSAT** in un'orbita circolare di 575 Km di altezza e 53° di inclinazione. **ROSAT**, il cui nome deriva dalla contrazione di **R**öntgen **S**atellite, è un progetto nato dalla collaborazione tra Germania, Stati Uniti e Gran Bretagna. Il carico scientifico a bordo del satellite consiste in un telescopio a raggi X (*X-ray telescope*: XRT, Trümper 1983) e in un telescopio per l'ultravioletto lontano (*Wide Field Camera*: WFC, Barstow & Willingale 1988). Il nucleo dell'XRT è costituito da un sistema di quattro specchi montati l'uno dentro l'altro (*X-ray Multiple Assembly*: XMA) allo scopo di costituire un concentratore ad incidenza radente di tipo Wolter 1 (quattro coppie di specchi parabolici-iperbolici). Il diametro d'entrata massimo è di 83.5 cm e la lunghezza focale di 240 cm. Gli specchi sono in Zerodur, una ceramica vetrosa dotata di basso coefficiente di espansione termica, e sono ricoperti da un sottile strato d'oro, che aumenta il potere riflettente della superficie verso i raggi X. Nel piano focale dell'XRT sono presenti due contatori proporzionali (*Position Sensitive Proportional Counter*, PSPC-B e PSPC-C) aventi una discreta risoluzione in energia (cfr paragrafo 2.1) ed operanti tra 0.1 e 2.4 keV. I due contatori proporzionali possiedono analoga risposta all'incidenza di fotoni X, pur presentando differenti aree efficaci. Altri due contatori proporzionali, il PSPC-A ed il PSPC-D, sono stati utilizzati per misure di calibrazione effettuate a terra. Il PSPC-C era designato originariamente ad

essere il rivelatore primario della missione, fu utilizzato nella fase di verifica (*Performance, Verification and Calibration phase: PVC*) ed in parte della *survey* iniziale, ma andò distrutto nel gennaio del 1991 in seguito a problemi che lo portarono a puntare direttamente verso il Sole. Da quel momento in poi è stato utilizzato lo strumento gemello PSPC-B fino a metà del 1994, ossia fino all'esaurimento del carico di gas presente nel contatore.

Il campo di vista dell'XRT ha un diametro di $\sim 2^\circ$, tuttavia l'area efficace e la risoluzione spaziale (Hasinger et al. 1992) variano in funzione dell'angolo di vista della sorgente. Per un oggetto in asse il 50 % dei conteggi cade all'interno di un raggio di $20''$, mentre per una sorgente a circa $40'$ dal centro la stessa quantità di conteggi si distribuisce su una zona di raggio $\sim 100''$. La "rugosità" della superficie degli specchi comporta delle riflessioni non speculari (fenomeno del *vignetting*), correggibili in fase di riduzione dati. Per energie inferiori a ~ 1 keV lo *scattering* è trascurabile, mentre ad energie superiori l'errore risulta di qualche punto percentuale. Da ciò deriva il maggior contrasto delle immagini ricavate da **ROSAT** rispetto a quelle ottenute dal satellite *Einstein*.

La costituzione dell'XRT permette di assorbire i fotoni ultravioletti e parte dei fotoni X. Una volta entrati nel rivelatore i fotoni X vengono assorbiti con una efficienza prossima al 70 % ad energie comprese tra 1 e 2 keV dalla miscela di gas composta da argon (65 %), xenon (20 %) e metano (15 %). Per quanto riguarda lo strumento dotato di alta risoluzione, l'HRI, si deve sottolineare che si tratta di un *channel plate detector* capace di una risoluzione di $\sim 1.7''$, ma senza alcuna informazione sull'energia dell'evento rivelato. Rappresenta una versione migliorata dell'analogo strumento funzionante a bordo dell'osservatorio *Einstein* (HEAO-2) alcuni anni prima. Il suo campo di vista con l'HRI nel piano focale è di $40'$.

Per ultimo, il telescopio XUV o camera ad ampio campo (WFC) è un telescopio di tipo Wolter 1 con due *channel plate detectors* nel piano focale. La risoluzione spaziale al centro dello strumento è di $\sim 1'$, con un campo di vista di 5° . Esso fornisce informazioni nella banda 20 – 200 eV. La sua sensibilità si è degradata sostanzialmente dopo i problemi del gennaio 1991.

2.1 Il contatore proporzionale PSPC-B

Mediante osservazioni effettuate con il PSPC è possibile studiare lo spettro di sorgenti X sufficientemente brillanti con una risoluzione in energia data dalla formula

$$\Delta E/E = 0.43 \times (E/0.93)^{-1/2} \quad (2.1)$$

sull'intera area del rivelatore. La risoluzione spaziale è di $\sim 25''$ a 0.93 keV, quella temporale è di $\sim 130 \mu\text{sec}$ ed il campo di vista di oltre 2° . La distribuzione dei conteggi in canali (256) non dipende dalla zona di assorbimento dei fotoni nel rivelatore. Nella regione centrale del PSPC la risoluzione spaziale è funzione dell'energia, mentre per angoli di *off-axis* maggiori essa dipende dall'XMA. Caratteristica del PSPC è l'elevata capacità di discriminare gli eventi generati da particelle cariche che attraversano il contatore (efficienza del 99.7 %) da quelli X. In aggiunta, il segnale di fondo dovuto all'elettronica di bordo è estremamente basso. Esso, infatti, è stimabile in 10^{-4} conteggi al secondo per minuto d'arco quadrato (Snowden et al. 1992), particolarmente basso se confrontato con quello delle precedenti missioni X. I raggi X riflessi dal telescopio vengono focalizzati e vanno ad incidere sulla finestra del rivelatore, che agisce anche come filtro energetico, assorbendo quasi completamente i fotoni di energie comprese tra 0.284 keV (energia della *edge* del carbonio) e ~ 0.45 keV, con una trasmissione di \sim il 50 % nei confronti dei fotoni aventi energie di poco inferiori, tendente però ad un rapido declino. In seguito all'assorbimento di un fotone X da parte del gas, si produce una cascata di elettroni che, seguendo le linee di forza del campo elettrico, raggiunge l'anodo più vicino e produce un segnale elettrico, che viene amplificato e registrato dall'elettronica di bordo, con l'assegnazione di un determinato canale. Nel frattempo la carica positiva viene rivelata dal catodo più vicino e permette la ricostruzione della posizione dell'evento sul

rivelatore. A tal riguardo, occorre aggiungere che la disposizione degli anodi e dei catodi nel PSPC è tale da costituire una griglia di fili di diverso spessore ed equispaziati.

La risposta del PSPC è perturbata da svariati processi fisici che possono causare variazioni nella determinazione del canale in uscita per un assegnato evento. Uno di questi è rappresentato da variazioni del guadagno, ovvero della tensione applicata all'interno del rivelatore, in funzione del tempo, della posizione dell'evento e per effetti di saturazione. Il guadagno dello strumento permette di calibrare la relazione fra energia e canale corrispondente tramite ripetute misure di una sorgente di calibrazione monocromatica a bordo del satellite (la riga $K\alpha$ dell'alluminio a 1487 eV). Un ulteriore possibile problema è costituito dalla conversione canali - energia. A causa della natura dei fenomeni fisici su cui si basa il principio di funzionamento dei contatori proporzionali, infatti, non è possibile assegnare in modo preciso ad ogni canale una determinata energia, pertanto la risoluzione energetica del contatore è piuttosto modesta e ad un canale può essere assegnata un'energia solo in termini statistici. I fotoni di una certa energia si distribuiscono, se la statistica è sufficiente, su un intervallo di canali seguendo una distribuzione gaussiana, il cui massimo è centrato su un fissato canale. Anche trattando la conversione in modo statistico, essa non risulta univoca ed i problemi maggiori nascono in prossimità delle *edges* di assorbimento dei vari atomi, ossia laddove le variazioni dell'area efficace sono molto nette e repentine.

Per poter studiare le proprietà spettrali di una sorgente X è necessario deconvolvere i conteggi del rivelatore da tutti gli effetti strumentali; dei principali si è appena discusso. La matrice di risposta del PSPC contiene le informazioni relative all'area efficace (fig. 2.1), alla composizione chimica della finestra d'entrata dello strumento ed un modello fisico atto a descrivere le caratteristiche del gas nel contatore proporzionale e la sua risoluzione in energia. Da un punto di vista puramente spettrale, la matrice di risposta ridistribuisce i fotoni su cui è stato applicato un modello in maniera tale

da creare una distribuzione in canali confrontabile con quella osservata dal rivelatore. La matrice ideale dovrebbe, quindi, essere in grado di correggere i difetti strumentali e di tener conto della loro variazione nell'arco temporale di durata di una missione. Per questo motivo la matrice di risposta del PSPC è stata modificata svariate volte dall'inizio della missione, a partire dalla prima che è stata prodotta utilizzando i dati di calibrazione ottenuti prima del lancio.

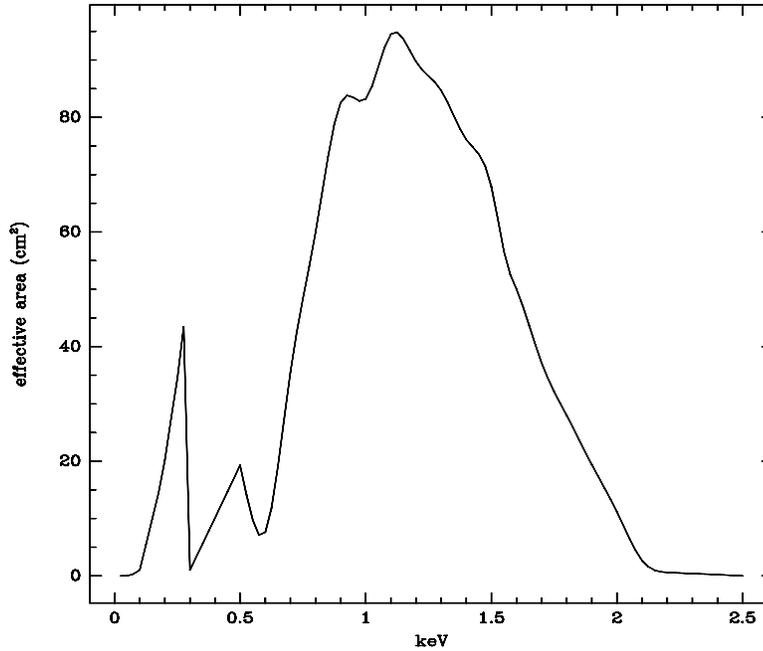


Figura 2.1: L'area efficace del PSPC-B

Il problema principale inerente a studi di variabilità temporale con i dati del PSPC riguarda il *wobble*. La finestra del rivelatore è, infatti, molto sottile, cosicché deve essere supportata da un insieme di sostegni. La funzione di allargamento dell'immagine (*Point Spread Function: PSF*) dell'XMA è così ridotta che la sorgente può essere occultata da uno dei supporti della finestra durante un'osservazione. Per prevenire un caso del genere, il satellite subisce spostamenti periodici, i cosiddetti *wobbles*, in modo tale che la sorgente non sia troppo a lungo oscurata. Il risultato di questa procedura è una variazione di flusso quasi periodica nella curva di luce. Il periodo del *wobble* è di ~ 400

secondi, pertanto il minimo intervallo temporale con cui vanno raggruppati i dati in uno studio di variabilità deve essere di 400 secondi. Nel caso in cui l'intervallo sia proprio di 400 secondi, l'errore sul calcolo del flusso può, comunque, essere di alcuni ($\sim 3\div 4$) punti percentuali (Brinkmann et al. 1994). Per sorgenti fuori-asse, diventando la PSF dell'XMA molto più grande, si possono effettuare studi anche in intervalli temporali minori, in quanto l'oggetto non è più completamente occultato dai sostegni della finestra del PSPC.

2.1.1 La calibrazione della matrice di risposta

Il maggior problema che emerge nella calibrazione della matrice di risposta è relativo al fatto che spesso le varie incertezze strumentali non sono conosciute con la dovuta precisione, pertanto per sorgenti con un elevato numero di conteggi, quindi con errori statistici presumibilmente piccoli, i conteggi osservati risultano dominati dagli errori sistematici. Il modo più diretto per la calibrazione della matrice di risposta consiste nell'osservazione di una sorgente il cui spettro sia noto con grande precisione e nel confrontarlo con i dati osservati, apportando le necessarie modifiche alla matrice stessa in modo da riprodurre meglio i dati. Originariamente nella produzione di una matrice di risposta soddisfacente si sono considerati i dati di un oggetto particolarmente brillante, il BL Lac Mrk 421. Il suo spettro è stato utilizzato per la determinazione delle incertezze sistematiche presenti nella matrice calibrata prima del lancio. Dalla prima correzione in avanti si è così riusciti ad eliminare, almeno in parte, gli eccessi di conteggi presenti alle più basse energie, a migliorare la risposta nella banda di assorbimento del carbonio (strumentale) a 0.28 keV, nonché l'eccesso di fotoni ad energie superiori ad 1.8 keV.

Capitolo 3

Il satellite ASCA

Il satellite **ASTRO-D**, ribattezzato **ASCA** (acronimo di *Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics*), rappresenta il quarto satellite giapponese per astronomia X. Lanciato nel febbraio del 1993, è a tutt'oggi operativo. A bordo vi sono quattro strumenti posti nel piano focale di un concentratore ad incidenza radente: due spettrometri a gas ad immagine (*Gas Imaging Spectrometer: GIS*) e due spettrometri a stato solido ad immagine (*Solid State Spectrometer: SIS*). L'orbita di ASCA è quasi circolare, con l'apogeo posto a ~ 620 Km ed il perigeo a ~ 520 Km, e viene percorsa in ~ 96 minuti; l'inclinazione è di 31.1° . Non tutto il tempo di puntamento è, però, a disposizione come tempo di integrazione, dal momento che sussistono numerosi vincoli per un corretto funzionamento degli strumenti (Day et al. 1994):

- durante l'attraversamento dell'*Anomalia Sud-Atlantica* il satellite è investito da uno sciame di particelle cariche dotate di alta velocità e capaci di saturare la risposta della strumentazione di bordo;
- il disco della Terra occultava la visione della volta celeste per un tempo pari a $\sim 30\%$ di ogni orbita, in maniera dipendente dalla locazione del puntamento;
- l'asse ottico del satellite deve puntare almeno 5° dalla direzione del Sole ed almeno 15° da quella del bordo brillante della Terra, onde evitare

un'eccessiva contaminazione;

- si devono attendere almeno 200 secondi dopo il passaggio del satellite dalla notte al giorno (o viceversa) per permettere lo smorzamento delle sollecitazioni meccaniche conseguenti agli stress termici a cui è sottoposto e che potrebbero comprometterne la stabilità del puntamento;
- si devono evitare zone di bassa *cut-off rigidity* (COR), che è una misura locale della capacità del campo geomagnetico di respingere i raggi cosmici. Fisicamente rappresenta il momento minimo di cui deve essere dotata una particella cosmica per penetrare nell'orbita del satellite. Dal momento che i raggi cosmici inducono un fondo, bassi valori di COR identificano quelle parti di un'orbita con un fondo elevato.

Questi vincoli sono stati tenuti in debita considerazione nella fase di riduzione dati, eliminando gli intervalli di integrazione caratterizzati da tali anomalie.

Gli strumenti a bordo di ASCA coprono una banda importante per lo studio del plasma, per la presenza nel *range* 0.4 – 10 keV di numerose righe di emissione e delle corrispondenti *edges* di assorbimento, dall'O al Fe. Sono così possibili studi appropriati di temperature, nonché di abbondanze chimiche e dinamiche di plasm termici.

3.1 Il telescopio

Il telescopio montato su ASCA (*X-Ray Telescope: XRT*) è uno strumento ad incidenza radente, costituito da 120 sottili fogli di alluminio innestati insieme in cerchi concentrici. La copertura di materiale acrilico e di oro permette un'incidenza con angoli fino a 0.5'. L'accuratezza nel puntamento risulta di $\sim 30''$, mentre la sua stabilità è di $\sim 10''$. Altre proprietà dell'XRT sono:

- Area efficace = 1300 cm² ad 1 keV, Area efficace = 600 cm² a 7 keV;
- Banda passante nominale: 0.4 – 12 keV (effettiva: 0.4 – 10 keV);

- Campo di vista = $24'$ (ampiezza a metà potenza, FWHM, ad 1 keV);
- Risoluzione spaziale = $2.9'$ HPD (*Half Power Diameter*, diametro a metà potenza, ovvero diametro entro cui cade il 50 % dei fotoni provenienti da una sorgente).

Per energie inferiori a 3 keV la risoluzione angolare è modesta se comparata con quella di altri strumenti nella banda X molle, quale ad esempio ROSAT, dotato di HPD $\sim 15\div 20''$. Per energie, però, superiori a 4 keV, la risoluzione spaziale di ASCA è di gran lunga superiore. Basti considerare che essa, per un tipico contatore proporzionale a collimazione, è misurabile in termini di gradi.

La PSF dell'XRT ha una forma a croce maltese, a causa della simmetria quadriassiale del sistema ottico del satellite, ed è fortemente dipendente dalla posizione della sorgente rispetto all'asse ottico. Allontanandosi da esso, le ali della PSF si allargano, rendendo difficile l'analisi di sorgenti non puntiformi. In ogni caso, la particolare configurazione della PSF fa sí che il 20 % circa dei fotoni provenienti da una sorgente sia concentrato entro una regione di diametro $\sim 1'$ (Tanaka et al. 1994).

3.2 I GIS

I GIS (Kohmura et al. 1993) sono dei contatori proporzionali a gas scintillante con capacità di immagine, aventi dimensioni circolari con diametro $D = 50'$. Le loro modalità di funzionamento sono assai note, dal momento che i contatori proporzionali sono stati utilizzati spesso nel passato per l'astronomia X. I fotoni X focalizzati dagli specchi dell'XRT entrano nel rivelatore attraverso una sottile finestra di berillio. La parte sensibile del rivelatore è costituita da una cella riempita di gas e suddivisa in due camere, nonché da un elettrodo a rete. La parte piú vicina alla finestra di ingresso viene denominata regione di *drift*, l'altra regione di scintillazione. La prima è costituita da una miscela di xenon (96 %) e di elio (4 %): il gas assorbe fotoelettricamente i fotoni X, dando

origine ad una nube di elettroni. Questi vengono accelerati da una differenza di potenziale di 8 keV ed entrano nella camera di scintillazione, che contiene la stessa composizione chimica della precedente. In essa gli elettroni perdono la propria energia cinetica tramite eccitazione degli atomi di Xe; la diseccitazione degli stessi produce fotoni UV, il cui numero è proporzionale all'energia del fotone X originario. I fotoni quindi possono attraversare una finestra di quarzo e giungere ad un tubo fotomoltiplicatore, che ne conta il numero e ne registra la posizione, restituendo una corrente proporzionale all'intensità della radiazione raccolta. Da qui deriva il nome di contatore proporzionale.

Eventi spuri collegati, ad esempio, all'interazione di particelle cariche con il gas delle due camere possono essere scambiati per interazioni dovute a radiazione incidente. Per questo motivo sono stati sviluppati svariati metodi per rigettare eventi di fondo non cosmico. I principali sono:

- rigetto degli eventi contraddistinti da un'energia sul rivelatore maggiore di quella associabile ad un fotone X;
- rigetto degli eventi che presentano una distribuzione luminosa significativamente estesa in direzione perpendicolare a quella presunta di volo del fotone, il che solitamente indica che la particella proviene da direzioni differenti rispetto a quella individuata dalla finestra di ingresso del rivelatore e possiede quindi un'energia superiore a quella associabile ad un fotone X;
- analisi del tempo di salita dell'evento (*Rise Time Discrimination: RTD*), dal momento che fotoni X e raggi cosmici possiedono "evoluzioni" temporali differenti.

I GIS possono funzionare in quattro diverse modalità operative, di cui due sono rilevanti da un punto di vista della ricerca scientifica, mentre le rimanenti servono per operazioni di controllo e di verifica della strumentazione di bordo:

- *PH mode*: di ogni evento che supera i criteri di rigetto viene fornita sia la posizione che l'energia;
- *MPC mode*: viene registrata solo l'informazione relativa all'energia dell'evento.

La risoluzione dei GIS ottenuta da calibrazioni in volo è risultata vicina all'espressione analitica ricavata da misure effettuate a terra:

$$\eta = 7.8 \times (5.9/E)^{1/2}\%, \quad (3.1)$$

ove E è l'energia espressa in keV. Questa espressione si traduce in una risoluzione spettrale pari a $\Delta E/E \simeq 8\%$ a 5.9 keV (laddove $\Delta E = \text{FWHM}$) e $\Delta E/E \simeq 14\%$ ad 1.5 keV. La massima risoluzione temporale è di 61 μsec , il fondo non X è di $\sim 6 \times 10^{-4}$ conteggi $\text{sec}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{keV}^{-1}$ e la sensibilità massima è raggiunta sopra 3 keV.

3.3 I SIS

Ogni SIS (Gendreau 1995) è costituito da un sistema di quattro rivelatori ad accoppiamento di carica (*Charge Couple Device*, CCD) montati in una struttura quadrata di $22' \times 22'$. Anche in un CCD il fotone incidente interagisce con il corpo del rivelatore, originando una nuvola elettronica, la cui carica globale è proporzionale all'energia del fotone originario. La differenza principale tra un CCD ed un contatore proporzionale sta nel fatto che il primo è un sistema solido a semiconduttore, costituito da piú strati; ad uno di essi, denominato *depletion layer*, è applicato un campo elettrico tangenziale. La nuvola di carica formatasi in seguito all'interazione del fotone X con questo strato viene così trasferita attraverso un sistema di elettrodi, che portano la nuvola a muoversi orizzontalmente fino al registro di lettura finale. La perdita di parte delle cariche, che inevitabilmente si registra nello spostamento delle stesse, è dovuta sia all'intrappolamento di alcuni elettroni da parte di impurità presenti nella struttura del semiconduttore, sia a buche

di potenziale create dai raggi cosmici, ed è parametrizzata con l'efficienza di trasferimento della carica (*Charge Transfer Efficiency: CTE*). Ogni *chip* risulta costituito da una struttura approssimativamente quadrata di 420×422 *pixels*. Anche in assenza di radiazione incidente esiste un errore di lettura relativo all'elettronica di bordo, il *Dark Frame Error* (DFE), che dipende dalle condizioni dell'osservazione, nonché dalla modalità di funzionamento del rivelatore. Una errata valutazione del DFE può comportare uno sfasamento fino a $15 \div 20$ eV, con complicazioni nell'analisi spettrale. La sensibilità dei due SIS è massima per basse energie; il fondo non X risulta essere di $\sim 6 \times 10^{-4}$ conteggi $\text{sec}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{keV}^{-1}$. I CCD a bordo di ASCA sono gli strumenti dotati di più alta risoluzione in energia X intermedia e dura finora mai utilizzati, possedendo una

$$\Delta E_{\text{FWHM}} \simeq 2.354 \times 3.65 [N^2 + FE/3.65]^{1/2}, \quad (3.2)$$

ove F è il fattore di Fano (~ 0.1) relativo al silicio, E è l'energia del fotone espressa in eV ed N è il rumore del sistema (~ 5 elettroni RMS per i SIS). Il tutto si traduce in una risoluzione spettrale $\Delta E/E \simeq 2\%$ a 6 keV e $\Delta E/E \simeq 5\%$ a 1.5 keV.

Le modalità operative di funzionamento dei SIS si distinguono in base al numero di *chip* utilizzati in ciascun rivelatore ed alle modalità di classificazione ed accumulo dei singoli eventi. Si arrivano così a distinguere:

- *4-CCD mode*: tutti e quattro i *chip* di ogni SIS sono attivi; la massima risoluzione temporale risulta pari a 16 secondi;
- *2-CCD mode*: due *chip* per rivelatore sono utilizzati; la massima risoluzione temporale è di 8 secondi;
- *1-CCD mode*: soltanto un *chip* è operativo; la massima risoluzione temporale è di 4 secondi.

Laddove si richiede un'accumulazione più rapida si fa ricorso al

- *Parallel-sum mode*: un solo *chip* è operativo e viene letto continuamente ogni 16 msec circa.

Solo raramente un fotone incidente produce sul rivelatore una nuvola elettronica in un solo *pixel*; spesso essa si distribuisce su un certo numero di *pixels* adiacenti. Tale distribuzione di carica è chiamata *grade*. In fase di selezione degli eventi generalmente si considerano relativi ad eventi X i *grade* 0 (evento puntiforme, spesso dovuto ad un fotone *soft*), 2, 3 e 4, in cui le cariche sono individuate in due *pixels* vicini, ma non in senso diagonale; i rimanenti *grade* vengono rigettati.

A seconda della modalità di trasmissione a terra gli eventi si distinguono in:

- *Faint mode*: sono trasmesse le coordinate del centroide dell'evento ed un parametro proporzionale all'intensità di corrente in ciascuno dei 9 *pixels* adiacenti;
- *Bright mode*: vengono trasmesse le coordinate del centroide, il *grade* e l'intensità dell'evento;
- *Fast mode*: viene sacrificata l'informazione spaziale in favore della risoluzione temporale (fino a 16 msec).

I SIS hanno subito nel corso della missione un degrado nelle prestazioni e nell'efficienza superiore a quella dei GIS. Non solo la CTE è diminuita, ma è aumentato anche il numero dei *pixel* caldi (*hot*) e *flickering*. Gli *hot pixels* sono quelli che tendono a mostrare una lettura in assenza di eventi di gran lunga superiore alla norma, comportando una saturazione del registro di lettura a bordo del satellite se non vengono rimossi opportunamente. I *flickering pixels* mostrano, invece, episodiche letture molto maggiori della media. Anche il loro numero tende ad aumentare al procedere della missione, ma similmente ai *pixels* caldi, il loro contributo può essere eliminato in fase di riduzione dati.

3.4 La sottrazione del fondo

Al momento della sottrazione del fondo da un'immagine, due sono le scelte possibili, l'una riguardante un fondo locale, l'altra un *background* fornito dall'ASCA *team*. Nel primo caso, occorre effettuare l'estrazione dei conteggi dal fondo ad una distanza dall'asse ottico confrontabile con quella della sorgente ed in direzione opposta ad essa. In certi casi questo non è possibile o è affetto da alcuni problemi (presenza di sorgenti vicine, alta emissione circostante o nei SIS, difficoltà a causa della forma quadrata dei rivelatori), pertanto si ritiene opportuno utilizzare un fondo non locale, prodotto da successive esposizioni di notevole durata. I problemi, a tal riguardo, emergono dalla necessità di trovare un fondo con il medesimo valore di COR selezionato per la sorgente, e di evitare, nella regione di estrazione, una sorgente "contaminante", NGC 6552. Essa è una galassia di Sey 2 di cui, proprio tramite ASCA, sono state evidenziate particolarità spettrali di notevole interesse, tra cui una prominente riga del ferro a 6.4 keV ed uno spettro caratterizzato da un continuo di quasi pura riflessione (Ebisawa 1994, Fukazawa et al. 1994, Reynolds et al. 1994). Le differenze tra i due tipi di fondo possono comportare un $\Delta\Gamma \sim 0.2$, con il Γ fornito dalla sottrazione del fondo non locale generalmente piú ripido (Cappi et al. 1996b). Nel corso dell'analisi dei dati si è preferito optare per un fondo locale, capace di fornire in fase di *fit* dei dati dei buoni riscontri in termini di parametri e di χ^2 .

Capitolo 4

Il campione

TABELLA A: Il campione selezionato

Oggetto	Tipo	R.A. (J2000)	DEC. (J2000)	z	$N_{\text{H-gal}}^a$ (10^{20} cm^{-2})	m_{ν}	f_{ν}^b (mJy)
MCG-5-23-16	NELG	+09 47 40.8	-30 57 00	0.0083	7.38	~ 13.5-13.7
IC 5063	NLRG	+20 52 02.4	-57 04 12	0.0110	6.75	13.6
NGC 3998	LINER	+11 57 56.1	+55 27 14	0.0035	1.22	11.6	85±10

^a Il valore dell'assorbimento galattico è tratto da Dickey & Lockman (1990).

^b Si tratta del flusso calcolato alla frequenza $\nu = 5 \text{ GHz}$.

TABELLA B: Dati di ROSAT

Oggetto	Inizio oss.	Fine oss.	Wobble	Matrice	Esposizione (s)	N° conteggi
MCG-5-23-16	27/11/91	27/11/91	ON	DRM36	3886	995
IC 5063	01/11/91	16/04/92	ON	DRM36	19283	334
NGC 3998	22/05/91	24/05/91	OFF	DRM06	58524	38140
..... ^a	06/12/91	18/05/92	ON	DRM36	6285	3268

^a In tale osservazione il *target* è NGC 3982, pertanto NGC 3998 appare fuori asse di oltre 20'.

TABELLA C: Dati di ASCA

Oggetto	Data	Esposizione utile ^a (s)				Count Rate ($\times 10^{-2} \text{ s}^{-1}$)				CCD mode
		SIS0	SIS1	GIS2	GIS3	SIS0	SIS1	GIS2	GIS3	
MCG-5-23-16	11/05/94 – 12/05/94	31841	31699	36281	36281	63.68	51.86	49.82	63.79	1
IC 5063	27/04/94 – 28/04/94	20887	20887	24314	24298	8.219	6.683	8.512	9.700	2
NGC 3998	10/05/94 – 11/05/94	39706	39676	16.75	19.53	1 – 2

^a Per esposizione utile si intende quella ottenuta alla fine della fase di *screening* dei dati e di esclusione dei tempi in cui il satellite ha subito aggiustamenti di posizione, tipici della fase iniziale e finale della raccolta dati.

4.1 Selezione delle sorgenti

Le sorgenti che verranno prese in esame non costituiscono un campione significativo, dato il loro numero limitato e la loro diversa classificazione. Nonostante questo, esse forniscono utili sviluppi sia per quanto riguarda la natura dell'assorbimento nei nuclei galattici attivi che per i suoi effetti sul continuo spettrale X in banda 0.1 – 10 keV. Per tutte e tre le sorgenti, infatti, si hanno a disposizione dati ROSAT ed ASCA d'archivio; inoltre, grazie ad osservazioni compiute in precedenza tramite altri satelliti, si è reso possibile un raffronto delle proprietà spettrali e di eventuali variazioni.

Capitolo 5

MCG–5-23-16

MCG–5-23-16 è una galassia di tipo S0, appartenente alla categoria delle *Narrow Emission Line Galaxies*; possiede una magnitudine apparente in banda V di ~ 13.5 ed un *redshift* di 0.0083 (Hamuy & Maza 1987; Sersic & Pastoriza 1965; Schnopper et al. 1978). Appare subito interessante per complessità spettrale e variabilità, riscontrata su scale temporali differenti. A tal proposito, basti ricordare che la sua variabilità fu rilevata per la prima volta nel 1977 (2-7 Dicembre) e nel 1978 (5-7 Dicembre) ad opera di HEAO-1 (Mushotzky 1982), nel 1978 (26 Febbraio – 2 Marzo) con il satellite SAS 3 (Schnopper et al. 1978) e negli stessi anni grazie ai dati trasmessi da ARIEL V (Marshall et al. 1981); nel 1981 la sorgente fu oggetto di puntamento ad opera dell'*Imaging Proportional Counter* (IPC) a bordo del satellite *Einstein* (Kruper et al. 1990). L'analisi delle caratteristiche spettrali di **MCG–5-23-16** è passata poi attraverso le osservazioni di satelliti tecnologicamente piú avanzati quali EXOSAT (13-14 Dicembre 1983, Turner & Pounds 1989b, Singh et al. 1992; 23 Maggio 1984, Singh et al. 1992), GINGA (30 Novembre 1988, 5 Dicembre 1988, NP94), ROSAT (27 Novembre 1991, Mulchaey et al. 1993) ed infine ASCA (11 Maggio 1994).

5.1 Riduzione dei dati ASCA

MCG-5-23-16 è stata osservata da ASCA nel Maggio 1994 con il GIS con un'esposizione che, al termine della fase di *screening* iniziale, è risultata di ~ 36000 secondi, e con il SIS per ~ 31800 secondi in *1_ccd mode*; tutti i dati sono stati raccolti in *BRIGHT2 mode*. Le correzioni per *Dark frame error* (DFE) e per effetti di *echo* sono state applicate ai dati seguendo le indicazioni di Otani & Dotani (1994). I dati ottenuti in concomitanza al passaggio del satellite nella *South Atlantic Anomaly* (SAA) sono stati rigettati, in quanto zona di elevatissimo *background*. Per quanto riguarda i due spettrometri a stato solido, l'analisi preliminare effettuata tramite la versione 1.3 di XSELECT ha provveduto all'eliminazione dei conteggi spuri frutto dei cosiddetti *hot e flickering pixel*, capaci di simulare i fotoni originari della sorgente. Inoltre, nell'operazione di *screening* dei dati per i due SIS sono stati scelti solo gli eventi accumulati dal satellite con un angolo di elevazione $> 5^\circ$ rispetto al bordo della Terra e con uno $> 25^\circ$ rispetto alla linea che separa la parte illuminata della Terra da quella buia. I *grade* (cfr. paragrafo 3.3) utilizzati sono il numero 0, 2, 3 e 4, che dovrebbero garantire una buona statistica ed escludere eventi di contaminazione. La *cut-off rigidity* (COR, cfr. capitolo su ASCA) è stata scelta > 8 GeV/c. Per i due GIS l'angolo di elevazione minimo è stato selezionato con lo stesso criterio, mentre la COR è stata scelta > 7 GeV/c.

I conteggi dalla sorgente sono stati estratti da una regione circolare di $\sim 6'$ sia per i due SIS sia per i due GIS. Gli spettri di *background* sono stati ottenuti da aree adiacenti: per i GIS si è utilizzata nella fase di sottrazione sia una regione circolare di raggio simile a quella della sorgente, sia quelle fornite dal *team* di ASCA (*blank sky*) in cui compare come sorgente di contaminazione NGC 6552: con l'accortezza di evitare tale sorgente e con la volontà di verificare l'attendibilità del fondo-cielo originariamente estratto, si è constatato che le differenze apparse nell'analisi dei primi spettri sono state assai ridotte, perciò si è ritenuto di poter utilizzare il *background* estratto vicino ad **MCG-5-23-16** senza alcun problema.

Le matrici di risposta utilizzate sono quelle rilasciate dall'ASCA *team*. Per la preparazione e l'analisi dei dati si è utilizzata la versione 1.3 di XSELECT, mentre per l'analisi spettrale la versione 8.5 di XSPEC (Arnaud et al. 1991).

5.2 Analisi spettrale

5.2.1 Introduzione

L'analisi dei dati ottenuti da ASCA è apparsa subito alquanto complessa, anzitutto per la presenza di varie componenti spettrali che rendono difficile uno studio “in toto” dello spettro. Indubbiamente il fatto più significativo emerso dalla riduzione dei dati ha riguardato il comportamento differente dei quattro *detector* di cui ASCA è costituito e, più sorprendente ancora, è il fatto che i maggiori “contrastati” emergono proprio dagli strumenti gemelli, ossia dai due GIS e dai due SIS. Tali complicazioni si sono manifestate principalmente sotto forma di parametri spettrali alquanto differenti tra strumenti gemelli o nell'incapacità da parte di uno di riprodurre gli stessi parametri con analoga efficacia. A tale proposito è indicativo il comportamento della riga del ferro neutro: nel GIS2 e nel SIS1 essa è vista ad energie basse che, se da un lato possono far pensare ad un allargamento Doppler verso il rosso (ad esempio allargamento gravitazionale), dall'altro debbono far temere un qualche problema, come può essere un *offset* del guadagno. Sapendo del verificarsi di casi analoghi e della possibile presenza di un *offset* pari fino a ~ 30 eV per quanto riguarda i due SIS, si è applicata la procedura atta ad ottenere dai PHA (*Pulse Height Analysis*) i PI (*Pulse Invariant*) con il *gain offset* ricavato dal comando *gain fit* in XSPEC, ma si sono trovati risultati analoghi ai precedenti. L'elemento chiave dell'intera analisi spettrale risulta quindi connesso alla presenza o meno di una riga del ferro larga, la cui origine e larghezza equivalente sono strettamente correlati alla componente riflessa (Ghisellini et al. 1994; Guilbert & Rees 1988; Lightman & White 1988). Pur ammettendo che la differenza in certi parametri sia riconducibile ad una

diversa risoluzione e sensibilità degli strumenti verso certe strutture spettrali, si è preferito attuare prima l'analisi spettrale nella banda 3 – 10 keV, poi in quella 0.4 – 5 keV strumento per strumento; inoltre si sono verificate ulteriormente le differenti risposte dei rivelatori con alcuni sottocasi, ad esempio effettuando un *fit* combinato tra i dati degli strumenti che “vedono” la riga del ferro con ottima approssimazione a 6.4 keV e quelli che la individuano “spostata” verso più basse energie. Gli errori sui parametri sono dati al 90% di confidenza con un solo parametro di interesse (Avni 1976): questo sta a significare che, se si volesse attuare un'indagine più accurata, si dovrebbero calcolare i limiti inferiori e superiori tenendo conto di tutti i parametri che possono variare. In più occorre ricordare che il SIS0 ed il GIS3 sono gli strumenti a bordo di ASCA più vicini all'asse ottico e che, quindi, dovrebbero fornire le migliori risposte a parità di degrado dei *detector*, e questo potrebbe essere in parte responsabile delle “anomalie” riscontrate nell'analisi spettrale dei dati degli altri due rivelatori.

Per quanto riguarda l'assorbimento galattico, si è assunto nei modelli il valore fornito da Dickey & Lockman (1990), pari a $N_{H_{gal}} = 7.38 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, e si sono verificate le differenze che comportava la scelta di tale valore o di quello fornito da Stark (Stark et al. 1992), ovvero $N_{H_{gal}} = 8.9 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. La conclusione è che non si evidenziano significative preferenze tra un valore e l'altro, rimanendo perlopiù invariati sia il χ^2 che i valori dei parametri spettrali. Le sezioni d'urto per assorbimento e le abbondanze degli elementi sono tratte da Morrison e McCammon (1983).

5.3 Banda 3 – 10 keV

5.3.1 Introduzione

La scelta della banda 3 – 10 keV è avvenuta al fine di evitare la complessità di uno studio complessivo della sorgente. Come primo passo si sono effettuati dei *fit* preliminari con vari modelli a più componenti sull'intera banda per ogni

strumento, per verificarne l’attendibilità e per selezionare quelli che meglio potessero rappresentare i meccanismi di emissione della sorgente. Tramite modelli di doppia legge di potenza assorbita piú una riga del Fe ed una componente riflessa fissata ad 1 si sono trovati valori di N_{H} centrati intorno ad $1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ (analogamente a quanto trovato da Singh et al. (1992) dai dati EXOSAT), con una riduzione dell’errore statistico nel caso in cui si è fissata la pendenza spettrale ad 1.95. Per tale motivo e per il fatto che anche in altri modelli si sono trovati riscontri abbastanza in accordo con N_{H} pari a $1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, nel proseguo dell’analisi si è utilizzato spesso tale valore per l’assorbimento intrinseco.

Altro motivo che ha portato ad un’analisi separata dello spettro è la presenza di “difetti strumentali” sostanzialmente tra 1.8 e 2.5 keV, dovuti alla *edge* M dell’oro e a quella K del silicio e solo parzialmente rimossi tramite le matrici di risposta.

Per quanto riguarda i flussi e le luminosità estrapolati in banda 1 – 10 keV, si registra anzitutto una loro costanza al variare del modello; inoltre, appaiono delle differenze tra i quattro rivelatori, con quelli del SIS0 maggiori in assoluto. Differenze di flusso di $\sim 15 \div 20 \%$ tra i SIS ed i GIS non sono affatto nuove; i valori ritenuti piú attendibili sono quelli dei SIS, calibrati sulla sorgente 3C 273.

Le luminosità sono state mediate sui vari modelli e calcolate con l’assunzione di $\Omega_0 = 0$ ed $H_0 = 50 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ (tabella 1).

TABELLA 1: Flussi & Luminosità in banda 1 – 10 keV

Strumento	F_X^a ass.	F_X^a non ass.	L_X^b ass.	L_X^b non ass.
SIS0	9.4	14.2	2.8	4.2
SIS1	8.7	13	2.6	3.9
GIS2	7.9	11.5	2.3	3.4
GIS3	8.6	12.3	2.5	3.6

Nota: I valori dei flussi e delle luminosità sono da ritenersi valori medi tra i vari modelli, non presentando questi variazioni notevoli di tali parametri.

^a In unità di 10^{-11} ergs cm^{-2} s^{-1} .

^b In unità di 10^{43} ergs s^{-1} .

5.3.2 Modello di Legge di Potenza

Nel modello di legge di potenza con assorbimento fissato al valore $N_{\text{H}} = 1.70 \times 10^{22}$ cm^{-2} , l'indice spettrale Γ appare in accordo tra i vari strumenti entro gli errori, calcolati al 90% di confidenza per ogni parametro di interesse. Il valor medio ottenuto è $\langle \Gamma \rangle = 1.71 \pm 0.03$. Tale valore risulta essere inferiore al $\Gamma = 1.95$ ritenuto rappresentativo di un certo numero di Seyfert 1 (NP94). Il motivo di tale differenza è semplice: ipotizzando un modello di semplice legge di potenza senza una componente di riflessione non si tiene conto dell'effetto di quest'ultima, spesso associata alla riga del ferro. Ora, poiché la componente riflessa comporta un appiattimento dello spettro sopra i 7 – 8 keV, non è difficile comprendere come, in sua assenza, lo spettro appaia più piatto. Con questa avvertenza, pertanto, vanno letti ed interpretati i valori ottenuti da NP94 con il satellite GINGA, dai quali risulta, sempre nel caso di legge di potenza, un Γ piatto ($\Gamma = 1.55^{+0.05}_{-0.03}$ nella prima osservazione e $\Gamma = 1.32 \pm 0.08$ nella seconda). Evidente è la presenza di residui relativi a semplice *flickering* dei dati ed un eccesso oltre 7 keV (modello 1, fig. 5.1).

5.3.3 Modello di Legge di Potenza con Riga gaussiana

In tutti e quattro gli strumenti appare evidente, in termini di χ^2 , nonché di riduzione dei residui, il miglioramento a seguito dell'aggiunta di una riga gaussiana (modello 2, fig. 5.2), sia che essa risulti larga sia che venga fissata stretta, con un livello di confidenza > 99.99 % ($\langle \Delta\chi^2 \rangle \simeq 40$ con 3 gradi di libertà di differenza rispetto al modello di legge di potenza).

La larghezza o meno della riga comporta una certa modifica nella pendenza del continuo sottostante. Se la σ della riga del Fe è lasciata libera di variare, essa produce un irripidimento nello spettro del continuo, più evidente

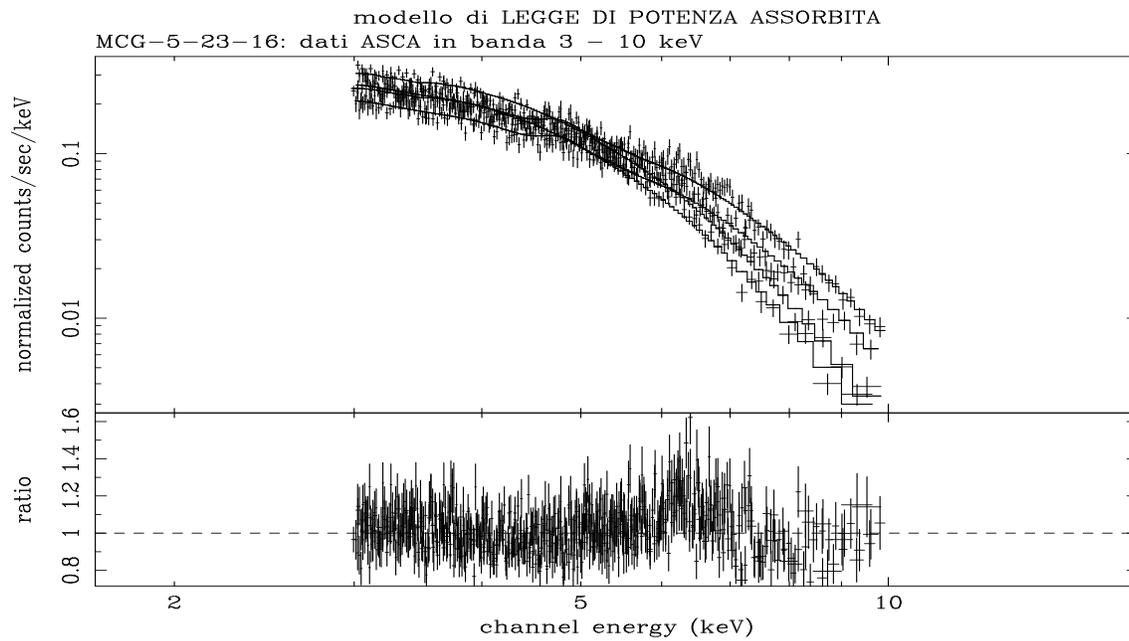


Figura 5.1: Spettro di *MCG-5-23-16* in banda 3 - 10 keV: modello di legge di potenza assorbita (Fit 1).

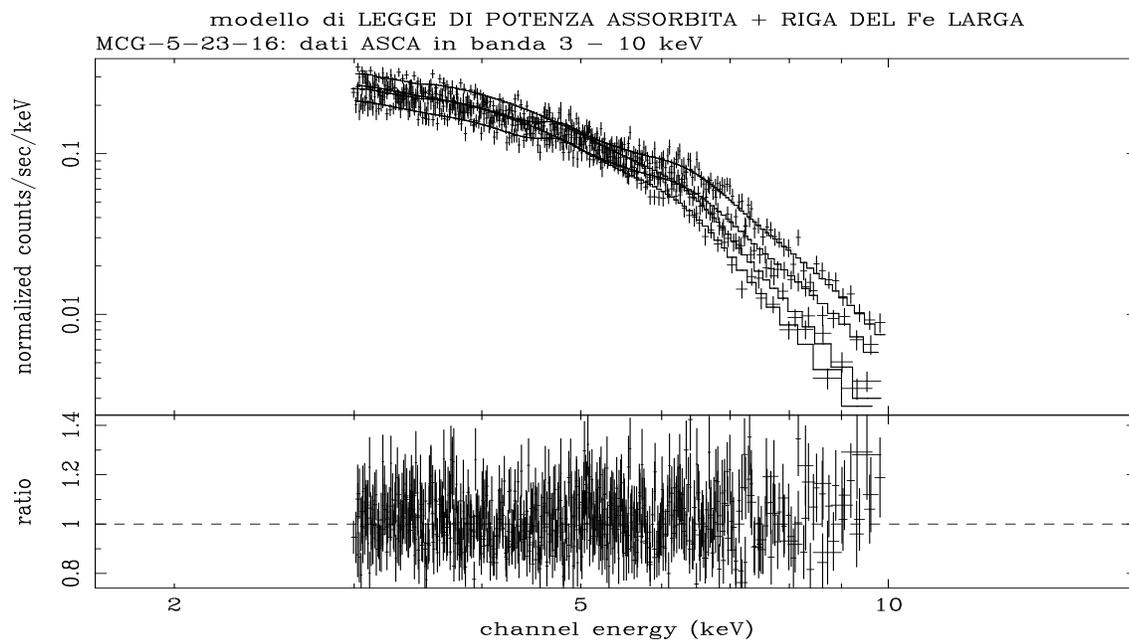


Figura 5.2: Modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe larga (Fit 2).

($\Delta\Gamma = 0.15$ rispetto ad un modello di riga stretta) nel SIS1 che, in effetti, fornisce anche il valore maggiore di larghezza ($\sigma = 0.74_{-0.23}^{+0.35}$ keV). Ad un livello di confidenza superiore al 99.9 % è possibile rigettare l'ipotesi di riga stretta ($\sigma = 0.01$ keV) per tutti gli strumenti, caratteristica, questa, del resto già evidenziata dall'analisi dettagliata di NP94, dalla quale emerge un miglioramento nel χ^2 con un modello che prevede una riga larga. Dall'analisi separata dei quattro rivelatori si ottiene, sempre nel caso di riga larga del Fe, $\langle E \rangle = 6.24 \pm 0.08$ keV, $\sigma = 0.50 \pm 0.11$ keV ed una larghezza equivalente (*Equivalent Width*) $EW = 294 \pm 74$ eV. Lo *shift* verso energie più basse rispetto al valore di 6.4 keV per la riga del Fe neutro (nel sistema di riferimento della sorgente), individuabile prevalentemente nel GIS2 e, in misura inferiore, nel SIS1, è spiegabile, almeno in parte, in vari modi:

- gli errori sono tabulati al 90% per un solo parametro di interesse, laddove andrebbero calcolati per tutti i parametri che variano;
- la riga, in quanto larga, può nascere da un disco relativistico che circonda la sorgente centrale dell'AGN in questione; in tal modo, pertanto, effetti di allargamento gravitazionale e Doppler porterebbero la riga ad essere *redshiftata*.

Anche l'analisi combinata dei due SIS e dei due GIS, nonché quella di tutti gli strumenti assieme, conferma la presenza di una riga larga ad un elevato livello di confidenza. Al proposito è opportuno considerare come i contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per la relazione $E_{K\alpha} - \sigma$ nelle analisi combinate dei due SIS (fig. 5.3) e dei due GIS (fig. 5.4), anche se intersecantisi, individuano caratteristiche diverse. I due GIS propendono per una riga larga con σ approssimativamente compreso tra 0.3 e 0.7 keV (al 90%), con l'energia media del centroide ad $E \simeq 6.3$ keV, mentre dai due SIS emerge un centroide ad $E \simeq 6.4$ keV ed una riga la cui larghezza varia da 0.1 a 0.9 keV.

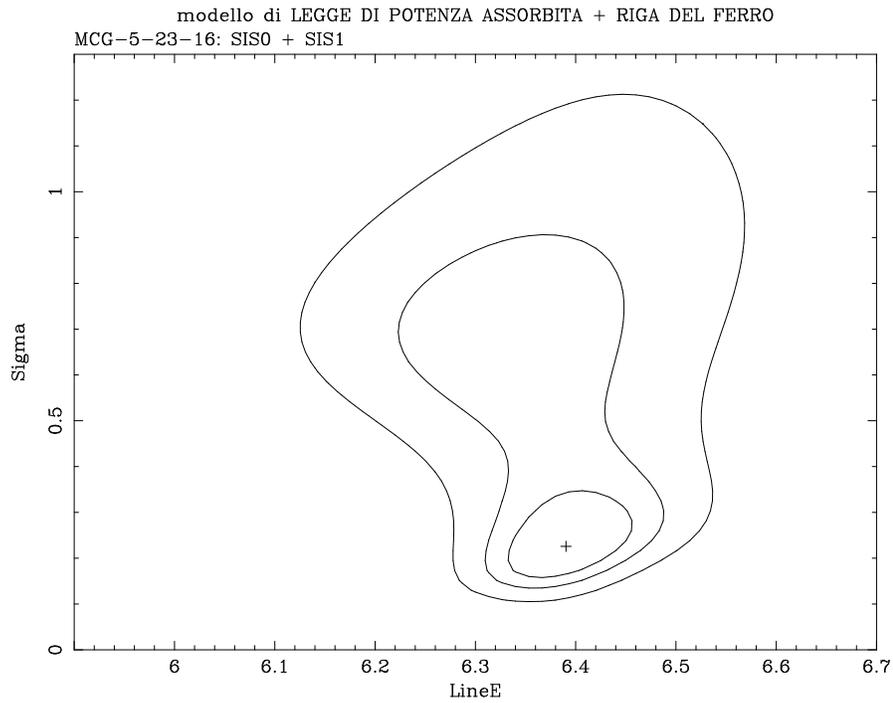


Figura 5.3: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal *fit* simultaneo dei dati dei due SIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe in banda 3 – 10 keV (Fit 2).

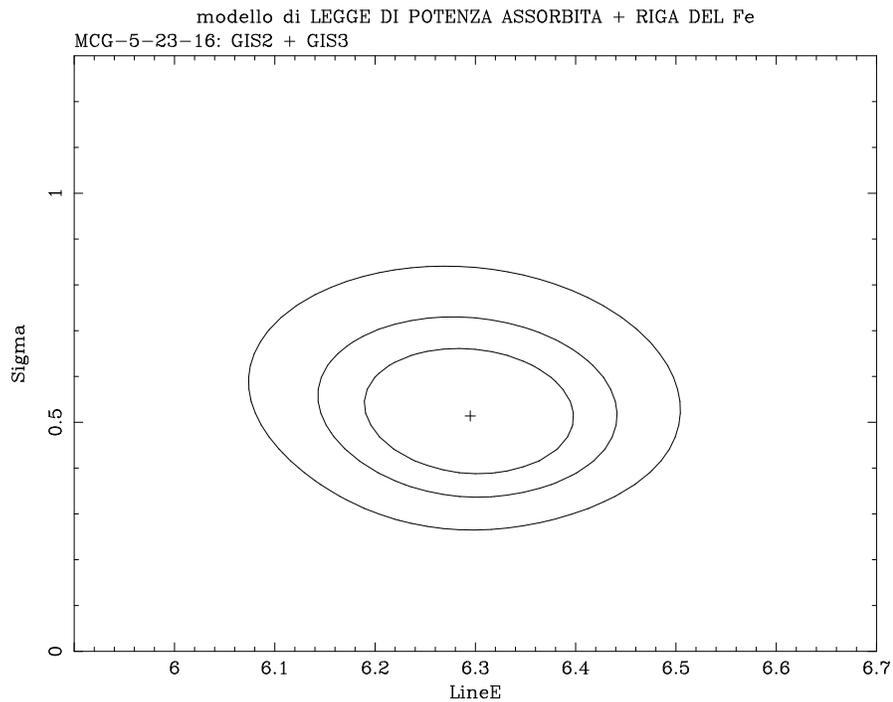


Figura 5.4: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal *fit* simultaneo dei dati dei due GIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe in banda 3 – 10 keV (Fit 2).

5.3.4 Modello di Legge di Potenza con Riga gaussiana e Componente riflessa

Allo scopo di considerare anche una componente riflessa, si è utilizzato il modello moltiplicativo *hrefl* presente in XSPEC, in cui si sono fissati, almeno inizialmente, tutti i parametri, ossia si è considerata l'emissione della sorgente isotropa, con un angolo medio di osservazione pari a 60° ed una componente di riflessione unitaria. Con tale scelta si è supposto, in pratica, che l'angolo sotteso dalla materia riflettente fredda (sia che essa sia un disco sia un toro molecolare) nei confronti della sorgente sia di 2π steradiani. Dal campione di NP94 è significativo notare quanto spesso, a parità di gradi di libertà, vi sia un miglioramento nella statistica del χ^2 con l'aggiunta della riflessione. Per quanto riguarda, in particolare, **MCG-5-23-16**, nelle due osservazioni di GINGA e nel *range* 2 - 18 keV il Γ intrinseco risulta essere $1.78_{-0.09}^{+0.15}$ e $1.59_{-0.18}^{+0.23}$, rispettivamente, con una densità di colonna comparabile con $N_H = 1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$. Il parametro di riflessione $R = A_{\text{ref}}/A$, dato dal rapporto tra la normalizzazione della componente riflessa e quella della legge di potenza originaria, varia nelle due osservazioni da ~ 1 a ~ 2 (NP94). Considerati, però, gli errori su A_{ref} , rimane la possibilità di un parametro di riflessione superiore. Ancora una volta ad un livello di confidenza $> 99.9\%$ si può rigettare l'ipotesi di riga stretta a parità di riflessione e, ad un livello ancora maggiore, è riscontrabile un miglioramento rispetto ai precedenti modelli di legge di potenza piú riga gaussiana. Con l'introduzione di una componente riflessa è riscontrabile un irripidimento dei Γ nell'analisi dei singoli strumenti, con $\langle \Gamma \rangle = 1.85 \pm 0.03$ nel caso di riga stretta e $\langle \Gamma \rangle = 1.92 \pm 0.04$ nel caso di riga larga. Il GIS2 ed il SIS1 possiedono ancora i valori piú bassi per la riga del Fe. Analizzando i contorni di confidenza $E_{K\alpha} - \sigma$ al 68, 90 e 99 % ricavati combinando i dati degli strumenti gemelli, si sono ottenuti i contorni al 90 % disgiunti, come da figura (figg. 5.5 e 5.6). I due SIS, infatti, evidenziano una riga la cui larghezza ha come limite superiore ~ 0.3 keV, laddove i due GIS individuano una σ compresa tra ~ 0.3 e ~ 0.7 keV. Il centroide è fisso al valore di ~ 6.4 keV per i due SIS e di ~ 6.3 keV per i due GIS.

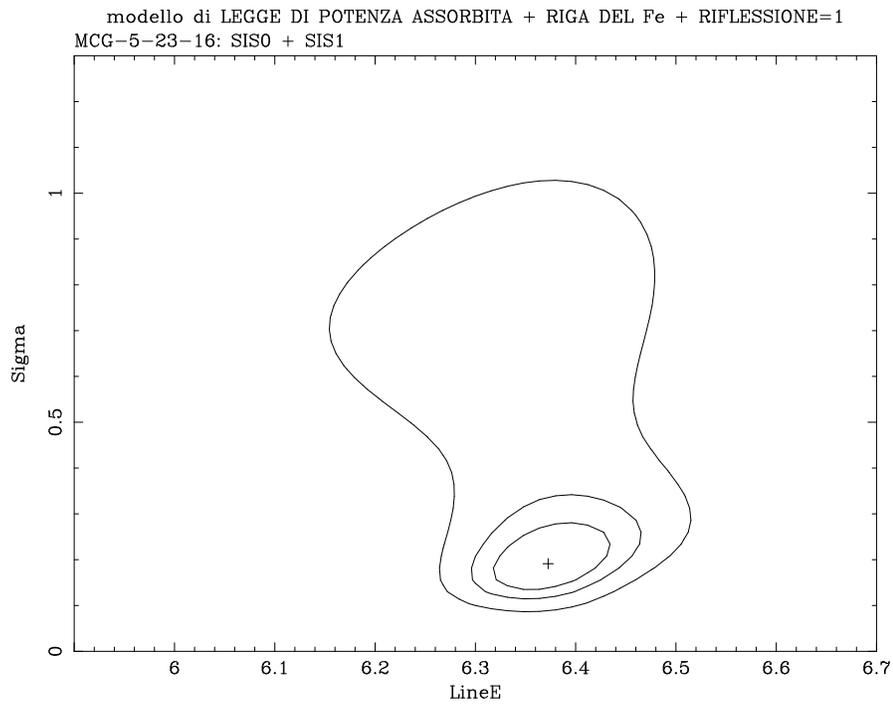


Figura 5.5: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal *fit* simultaneo dei dati dei due SIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria (Fit 5).

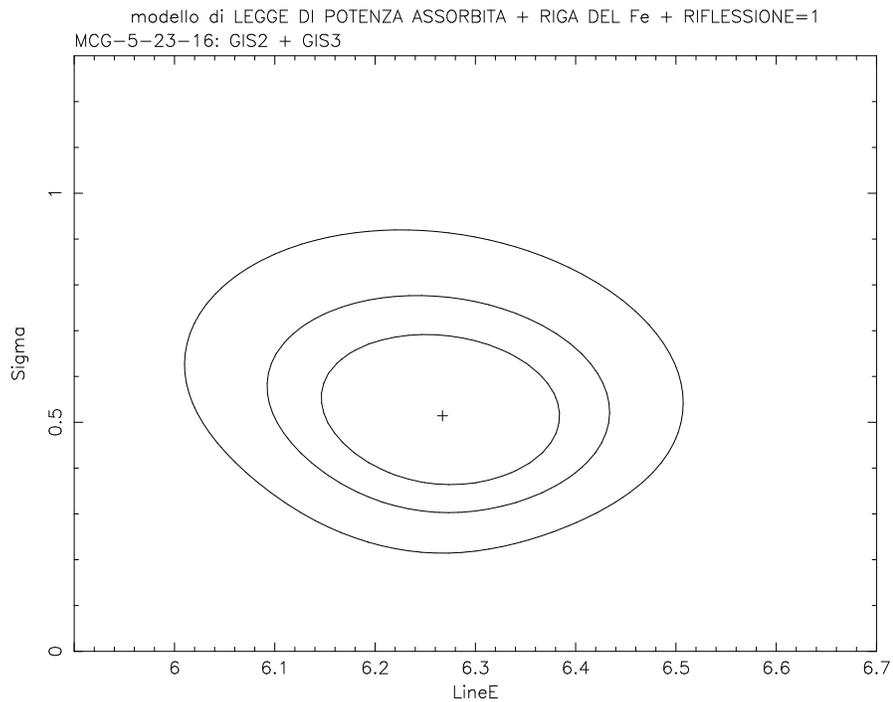


Figura 5.6: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal *fit* simultaneo dei dati dei due GIS per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria (Fit 5).

Al fine di verificare una presenza piú cospicua di riflessione, si è poi lasciato il parametro relativo ad essa libero di variare: ne è conseguito un naturale irripidimento dello spettro tanto piú sostenuto, sia nel caso di riga stretta, sia in quello di riga larga, quanto piú è elevato il valore di R . Il miglioramento è netto rispetto a tutti i modelli precedentemente verificati, ma valori tanto alti non sono fisicamente accettabili, se non (vedi Weaver et al. 1996) ipotizzando cause di non facile evidenza osservativa:

1. è possibile che si verifichi un'anisotropia del continuo ad alta energia (Ghisellini 1991), per cui l'assunzione di emissione isotropa deve essere rigettata; ne consegue, allora, la necessità di un modello capace di tener conto di tale anisotropia, come ad esempio un fenomeno di *beaming* della radiazione se l'oggetto è visto in posizione quasi frontale (nel qual caso non sarebbe facile spiegare l'elevato valore dell'assorbimento), oppure un modello in cui una sorgente di fotoni X duri, presente sopra e sotto un disco di fotoni X soffici, viene continuamente rifornita tramite Compton inverso dei fotoni *soft*: il campo di radiazione che ne risulterà ha un'elevata probabilità di risultare anisotropo (Haardt et al. 1994);

2. altra possibile spiegazione è fornita dall'angolo sotto cui osserviamo la sorgente, quindi imputabile ad effetti di tipo geometrico;

3. vi è, infine, la possibilità che esista un *time lag*, ossia il continuo varia in modo differente rispetto al materiale riflettente circostante alla sorgente; esso è in grado di spiegare, oltre a valori di riflessione elevati, anche la larghezza equivalente delle righe: nei modelli di riga larga, infatti, EW è di gran lunga superiore ai valori del *range* 110 - 150 eV caratteristici per una riga da disco visto frontalmente (NP94, tabelle 2-8). È pur sempre vero, d'altronde, che elevati valori di EW possono essere la conseguenza di piú componenti nella riga del ferro, ipotesi, questa, che si è verificata in seguito, di un disco parzialmente ionizzato (Matt et al. 1993, Piro et al. 1992, Pounds et al. 1994) o di una sovrabbondanza di ferro rispetto ai valori tipici solari. Ora, sulla base dell'energia media della riga del ferro, si è propensi a pensare ad un'altra possibile causa quale origine di larghezze equivalenti cosí elevate, come si

evidenzierà a proposito dell'ipotesi da disco relativistico. L'anisotropia, se da un lato riesce a spiegare valori di riflessione elevate, dall'altro è inefficiente nel giustificare eventuali variazioni nel tempo delle stesse (Cappi et al. 1996a); in tal caso, se dovesse emergere una significativa variazione nei dati, si dovrebbe far riferimento ad un *time lag*.

In presenza di un continuo riflesso appare evidente l'anticorrelazione che sussiste tra R e σ della riga, nel senso che una maggiore componente riflessa comporta una larghezza di riga minore e, associata ad essa, una pendenza spettrale maggiore. Come si può vedere dalle tabelle e dai contorni di confidenza che legano l'energia della riga del ferro con la sua larghezza, alla presenza di R i contorni tendono a spostarsi verso σ inferiori, mentre l'energia del centroide tende a mantenersi sempre su valori simili.

Il passo successivo nell'analisi spettrale consiste nel verificare l'insorgere o meno di miglioramenti dopo aver fissato il valore di Γ ad 1.95, che è considerato largamente rappresentativo di un gran numero di Sey 1. In linea generale è evidente che, a parità di modello, non c'è miglioramento in termine di minimizzazione dei residui ($\Delta\chi^2 \sim 0$ con un grado di libertà di differenza); del resto, questo è compatibile col fatto che $\Gamma = 1.95$ rientra tra i valori calcolati in precedenza nel modello ad $R = 1$, almeno entro gli errori al 90%. Nel caso, invece, di riflessione lasciata libera di variare, avendo fissato il Γ ad un valore mediamente inferiore a quanto calcolato prima con modelli a riflessione libera, si ottiene una minor componente riflessa, come ci si aspettava. I valori così ricavati per la riflessione sono indubbiamente più significativi da un punto di vista fisico, almeno entro gli errori. Anche nel modello con $\Gamma = 1.95$ ed $R = 1$ si è cercato di visualizzare i contorni di confidenza per il *fit* simultaneo di E e di σ con i due SIS ed i due GIS (vedi figg. 5.7 e 5.8). Oltre ad uno *shift* verso energie $E < 6.4$ keV per entrambe le coppie, si deve sottolineare come i profili dei due SIS tendano ad allargarsi sia verso energie maggiori che verso quelle minori e rientrino nei contorni dei due GIS.

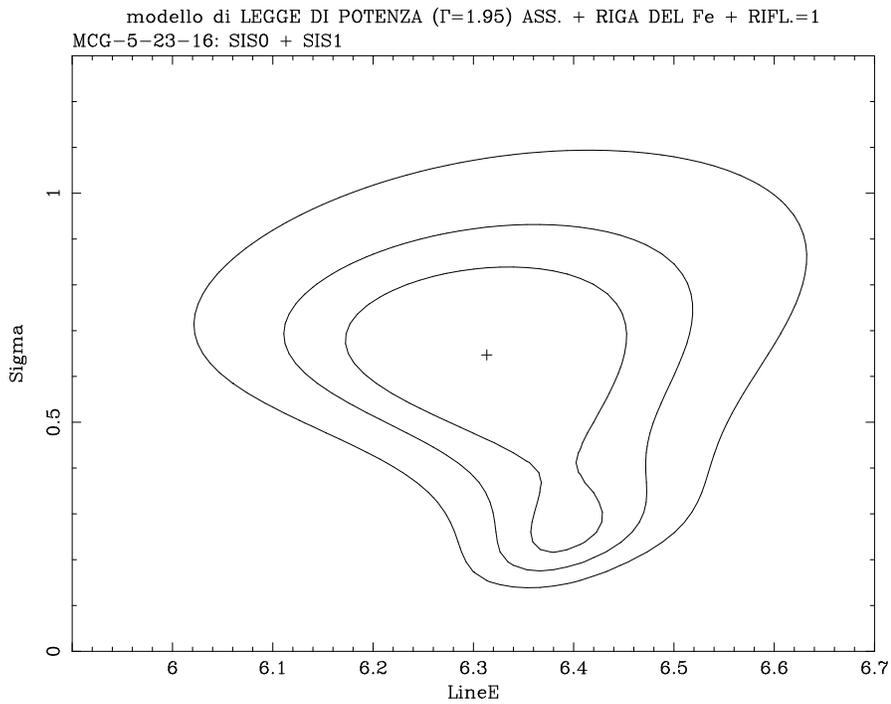


Figura 5.7: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per la coppia $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati derivano dal *fit* simultaneo dei dati dei due SIS per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.95$) assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria (Fit 8).

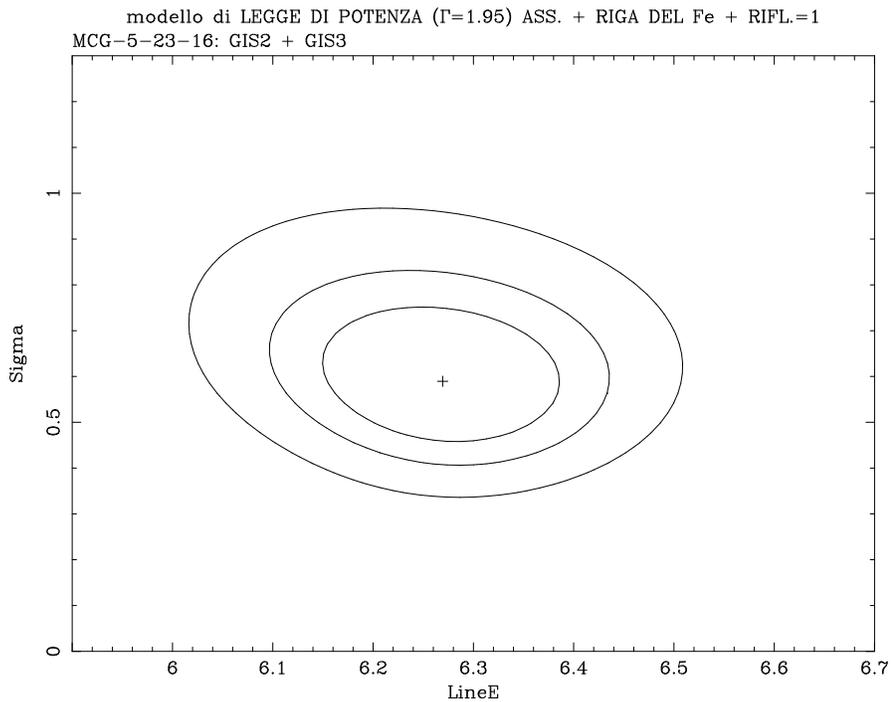


Figura 5.8: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per la coppia $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati derivano dal *fit* simultaneo dei dati dei due GIS per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.95$) assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria (Fit 8).

5.3.5 Modello di Legge di Potenza con $\Gamma = 1.95$ + Riga da disco relativistico + Componente riflessa

Un ulteriore modello preso in considerazione per quanto riguarda la parte *hard* dello spettro di **MCG-5-23-16** prevede, al posto della riga del Fe approssimata da una gaussiana, una riga da disco relativistico. Tale modello (Fabian et al. 1989 per una trattazione in metrica di Schwarzschild, Laor 1991 per una in metrica di Kerr) rappresenta una situazione fisica ben definita ed è stato utilizzato per *MCG-6-30-15* (Tanaka et al. 1995). Esistono, inoltre, altre sorgenti, quali IC 4329A (Cappi et al. 1996a), NGC 5548 (Mushotzky et al. 1995) per cui sembra plausibile lo stesso tipo di modello. Un modello di riga da disco prevede anzitutto un profilo di riga altamente asimmetrico, con la presenza spesso di un doppio picco. Si sono interpolati, pertanto, i dati con il modello *diskline* disponibile in XSPEC, che fornisce l'energia ed il profilo della riga da un disco di accrescimento geometricamente sottile ed otticamente spesso (Fabian et al. 1989). Per semplicità si sono fissati i parametri R_{in} ed R_{out} , ovvero il raggio interno e quello esterno del disco, a valori "standard" pari a 10 e 1000 rispettivamente (in unità di raggi gravitazionali R_g , ove $R_g = 1/2$ raggio di Schwarzschild), lasciando, però, variare l'inclinazione dello stesso. Il modello è stato verificato con tutti gli strumenti, ma ha fornito risultati solo con i due SIS. Un tentativo di trovare i parametri di interesse fissando i raggi a valori alternativi (Tanaka et al. 1995), $R_{in} = 6$ (minimo valore per un'orbita stabile nel caso di accrescimento su un buco nero di Schwarzschild) ed $R_{out} = 10$, non ha dato esiti positivi. Le righe di emissione da dischi relativistici debbono essere molto larghe, siccome la fluorescenza avviene in un regime in cui gli spostamenti Doppler e gravitazionale verso il rosso risultano notevoli. A differenza di *MCG-6-30-15*, nonostante si sia attuato un *rebinning* appropriato, non è evidente la presenza di una componente *redshiftata* della riga (*red wing*). Lo *shift* in energia presente sia nel GIS2 che nel SIS1, però, potrebbe essere una manifestazione plausibile di essa. Le righe più forti sono prodotte da una configurazione frontale (*face-on*, George & Fabian 1991), in cui gli effetti di Doppler trasversale e di allargamento gravitazionale dominano.

Per configurazioni di taglio (*edge-on*), viceversa, la riga è piú debole, con la cosiddetta *blue wing*, ovvero la coda verso il blue della riga, piú prominente (Fabian et al 1989; Chen et al. 1989). Un numero ulteriormente inferiore di canali nel *range* di interesse sarebbe andato a scapito della risoluzione nel resto della banda, laddove i conteggi sono inferiori in numero; inoltre, da un punto di vista teorico, non è significativo avere piú di 3 *bin* in un intervallo di ampiezza pari ad 1σ di risoluzione. Combinando i due SIS il risultato netto è stato un'accresciuta capacità nel calcolo dei limiti, seppur al 68% di confidenza e con il valore del $\Gamma = 1.95$ fissato. Anzitutto si è verificato se anche con un modello di riga da disco relativistico fosse necessaria una componente riflessa: essa risulta significativa ad un livello di confidenza superiore al 99.99 %. Fissando, pertanto, $R = 1$ quale valore “caratteristico” e mantenendo sempre $\Gamma = 1.95$, si trova un significativo miglioramento rispetto al corrispondente modello con riga gaussiana ($\Delta\chi^2 \simeq 6$ con $\Delta\nu = 0$): il disco risulta inclinato di $42.1^{+5.0}_{-4.6}$ gradi, l'energia $E = 6.30^{+0.03}_{-0.05}$ keV e la larghezza equivalente della riga $EW = 270^{+31}_{-29}$ eV. L'energia della riga non è consistente al 68 % con quella del ferro allo stato neutro: una causa potrebbe essere il fatto che la sorgente possiede un complesso di righe, il cui “baricentro” è posto ad $E < 6.4$ keV (cfr. paragrafo successivo). Lasciando libero il valore della componente riflessa, esso tenderà ad aumentare e si avrà una minor inclinazione del disco ($26.1^{+16.2}_{-6.50}$ gradi), come da teoria (Ghisellini et al. 1994). Non si sono registrati, però, miglioramenti rispetto al caso di riga gaussiana larga. Da ultimo si è provato a fissare il valore di R a quello piú probabile del *fit* precedente, ma i parametri spettrali sono rimasti invariati. Il fatto che la riga di fluorescenza da materia fredda sia larga per **MCG–5-23-16** comporta l'esclusione dell'ipotesi che essa sia originata da un toro; il valore di N_H ottenuto (10^{22} cm^{-2}) è difatti inferiore al tipico valore per un toro molecolare ($N_H > 10^{23} \text{ cm}^{-2}$), a meno che esso non sia otticamente sottile o sia visto sotto una particolare angolazione (Mulchaey et al. 1992, Krolik et al. 1994). Nel momento in cui venisse avvalorata l'ipotesi di riga da disco relativistico, occorrerebbe tenere nella giusta considerazione anche gli effetti relativistici che agiscono sul continuo riflesso della sorgente.

5.3.6 Modello di Doppia Riga gaussiana

Come ultimo modello per la riga del ferro si è utilizzato per i dati del SIS0 e del SIS1 un modello a doppia riga gaussiana. L'idea alla base di questo tentativo deriva, tra l'altro, dal fatto che rimangono certi residui intorno a 6.4 keV nonostante l'aggiunta della riga del ferro alla legge di potenza. Da un punto di vista teorico, una doppia riga può essere spiegata quale somma di due contributi, una riga larga da disco ed una stretta da toro, quest'ultima osservata sotto una particolare inclinazione in modo tale da contenere l'assorbimento ad un valore prossimo ad $N_{\text{H}} = 1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$. In tale modello si è assunto per Γ il valore 1.88 ed 1.87 rispettivamente per il SIS0 ed il SIS1, come è emerso dall'analisi spettrale nella banda 2.5 – 5.5 keV, in cui l'effetto della componente gaussiana e della riflessione dovrebbero pesare relativamente sulla pendenza del continuo. Per avere un'idea più precisa del livello di miglioramento di tale modello rispetto ai precedenti, si è provato un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.87$ fisso) più riga gaussiana larga, onde ricavare un raffronto con l'analogo modello ad una sola componente larga. Sia nel SIS0 che nel SIS1 si è fissata l'energia della riga stretta al valore $E = 6.4$ keV valido per la riga del ferro $K\alpha$ neutro (nel sistema di riferimento della sorgente), poiché essa, se proveniente dal toro molecolare, dovrebbe risentire meno della vicinanza alla sorgente e quindi dei suoi effetti di allargamento gravitazionale. Soltanto il SIS0 ha fornito buoni esiti col modello in cui si è lasciata libera anche l'energia della riga stretta. Sempre nel SIS0 il modello a doppia riga gaussiana fornisce un miglioramento nei confronti dell'analogo ad una sola riga larga di $\Delta\chi^2 = 18$ con un grado di libertà di differenza, che corrisponde ad una significatività di oltre il 99.9 %.

Se l'energia della riga stretta è lasciata libera di variare non si riscontra alcun miglioramento degno di nota, con l'energia media del centroide posta a $6.42_{-0.04}^{+0.03}$ keV. In ogni caso si deve evidenziare come la riga larga venga posta ad energie superiori a 6.4 keV. I contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % della coppia

di parametri $E_{K\alpha} - \sigma$ della riga larga sottolineano come questa sia realmente ampia, nonché con una evidente coda verso le alte energie (fig. 5.9).

Il SIS1, al contrario, mostra la riga larga ad energie decisamente inferiori (intorno a 6 keV), con larghezza equivalente mediamente inferiore rispetto al SIS0 (anche se entro gli errori al 90 %). In tal caso non è avvertibile alcun miglioramento rispetto al corrispondente modello ad una componente larga ($\Delta\chi^2 = 0$ con un grado di libertà di differenza). Ammettendo, però, sulla base della maggior vicinanza all'asse ottico, che il SIS0 sia meglio calibrato intorno all'energia della riga del ferro, si è portati a credere che effettivamente una doppia riga o una struttura più complessa di una semplice riga larga debba essere presente in **MCG-5-23-16**.

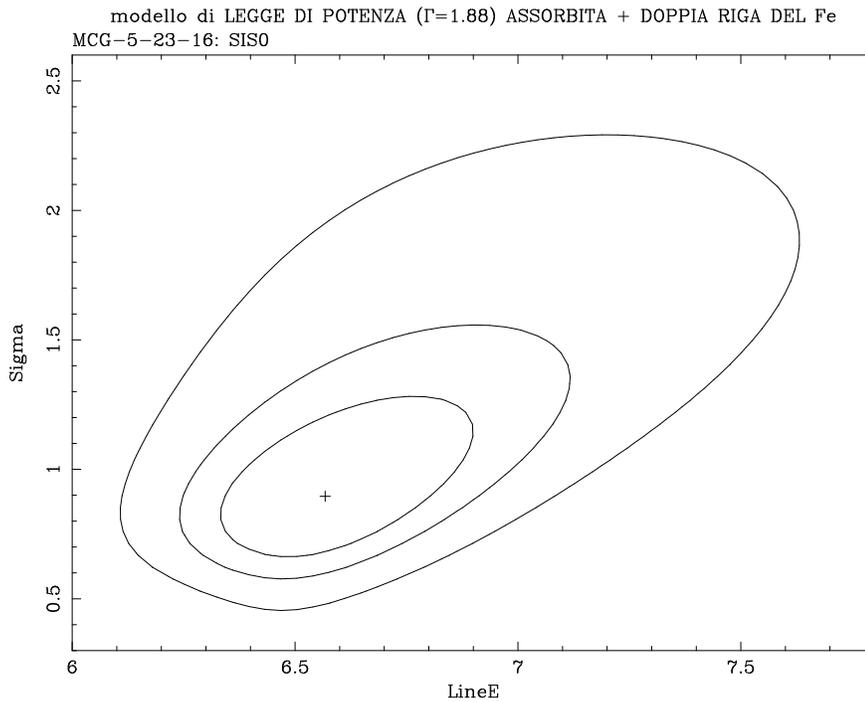


Figura 5.9: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi al SIS0 in banda 3 - 10 keV per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.88$) assorbita + doppia riga del Fe (Fit 17_1).

Nel modello successivo si aggiunta la riflessione, con R fissato ad 1. A differenza del SIS1, per cui non si è riusciti a trovare un *fit* adeguato, nel SIS0

si sono ricavati valori analoghi al caso precedente ($\Delta\chi^2 = 0$) e, comunque, migliori in termini di minimizzazione dei residui rispetto al modello ad una sola componente larga con $R = 1$ ($\Delta\chi^2 = 8$ con un grado di libertà di differenza, pari un livello di rigetto dell'ipotesi di un'unica riga del 99.9 %). Anche in tal caso la riga larga appare favorevole a code verso le energie e le larghezze maggiori, con $\langle E \rangle = 6.52_{-0.31}^{+0.44}$ keV. Pur provando poi a lasciar variare l'energia della riga stretta il χ^2 non migliora ed i valori risultano ugualmente ben confinati.

Nell'ultimo modello di doppia riga gaussiana si è lasciata la riflessione libera; poiché Γ è stato fissato ad un valore non certo elevato (1.88 ed 1.87 rispettivamente), i valori di R sono decisamente inferiori rispetto al modello con Γ libero; inoltre, mentre il SIS1 non fornisce ancora alcun genere di miglioramento, anzi tende a vedere una componente mediamente stretta ($\sigma = 0.06_{-0.06}^{+0.13}$ keV), nel SIS0 si registra un $\Delta\chi^2 = 6$ (con un grado di libertà di differenza), con una componente di riflessione dal valore fisicamente accettabile ($R = 0.34_{-0.34}^{+1.14}$). Risultati simili si ottengono lasciando l'energia della riga stretta libera ($E = 6.40_{-0.02}^{+0.05}$ keV). I contorni di confidenza $E_{K\alpha} - \sigma$ per il SIS0 mostrano, ancora una volta, un'elongazione più marcata verso energie e larghezze di riga ancora maggiori.

In definitiva, dunque, l'analisi dei dati del SIS0 è compatibile con la presenza di una doppia componente gaussiana, di cui quella larga è posta ad energie centrate a valori superiori a 6.4 keV. Al contrario, il SIS1, quando si utilizza una doppia componente, non dà riscontro a miglioramenti in termini di χ^2 e tende a porre la componente larga ad $E < 6.4$ keV, confermando la tendenza già riscontrata nei precedenti *fit*.

5.3.7 Correlazione $\Gamma - E_{K\alpha}$

Una verifica effettuata per chiarire il motivo per cui il SIS1 mediamente dia origine a pendenze spettrali piú elevate e ad energie della riga del ferro inferiori rispetto al SIS0 consiste nel grafico $\Gamma - E_{K\alpha}$, ove i contorni rappresentano, al solito, rispettivamente il 68, 90 e 99 % di confidenza. Si è inteso giusto *plottare* i due parametri non solo nel caso di modello di legge di potenza con l'aggiunta di una riga larga gaussiana, ma anche nel caso di presenza di riflessione. In tal modo è stato possibile giudicare l'influenza della componente riflessa sia sull'energia media della riga del Fe, sia su Γ . Ad un primo sguardo emerge chiaramente che nel caso piú semplice (modello 2, fig. 5.10) il SIS0 mostra il contorno al 99 % che "punta" verso Γ ed energie maggiori, mentre sostanzialmente al 68 e al 90 % al variare dell'energia Γ risulta essere pressoché costante.

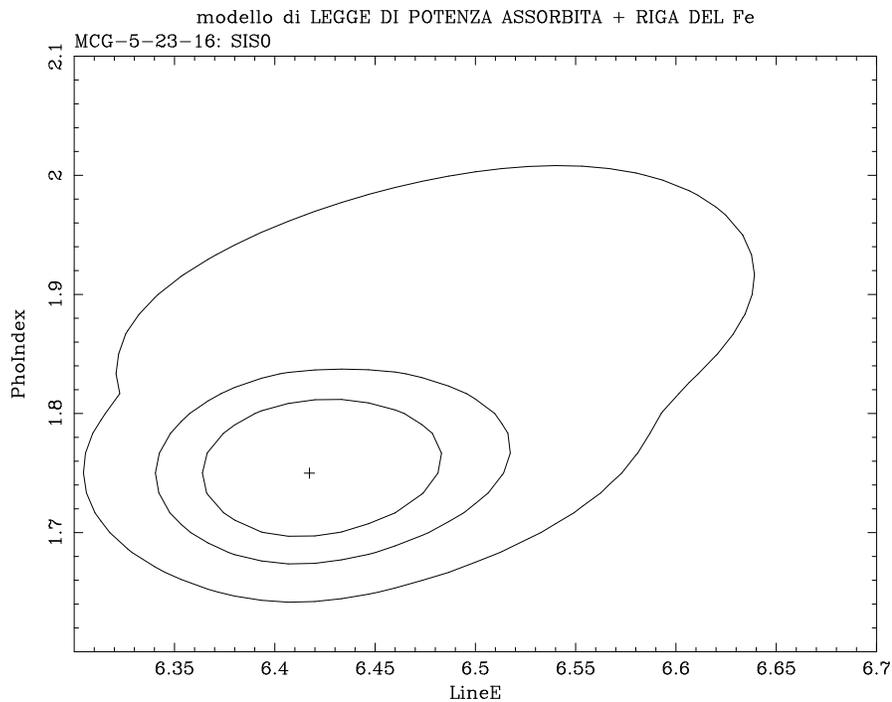


Figura 5.10: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \Gamma$ relativi al SIS0 in banda 3 – 10 keV per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe (Fit 2).

A parità di modello è differente il comportamento del SIS1, il cui contorno

al 99 % chiaramente evidenzia una tendenza verso Γ maggiori ed energie della riga minori, venendo così a confermare quanto verificato in precedenza. Si deve tener conto, però, che nei contorni di confidenza al 68 ed al 90 % non c'è evidenza di variazione nella pendenza spettrale al variare dell'energia della riga.

Se al modello di legge di potenza più riga larga gaussiana si aggiunge una componente riflessa unitaria, si può notare un aumento del Γ medio di $\Delta\Gamma = 0.1$ sia per il SIS0 (modello 5, fig. 5.11) che per il SIS1, con un minimo spostamento del centroide verso energie inferiori. Anche in tal caso i due strumenti mostrano un comportamento analogo al caso precedente, con il SIS1 propenso nel suo contorno al 99 % di confidenza verso Γ più ripidi ed energie più basse. L'aumento del valor medio dell'indice spettrale è riconducibile alla presenza di riflessione, senza la quale lo spettro appare più piatto.

Nell'ultimo caso preso in considerazione per questo confronto si è lasciato libero il parametro R. Ciò comporta un aumento di $\Delta\Gamma = 0.4 \div 0.5$ nei due SIS e, solo nel SIS1, un considerevole incremento nell'energia media del centroide. Questa evidenza osservativa è sommariamente riconducibile al fatto che uno spettro più ripido, che a sua volta tende a “bilanciare” il maggior valore della riflessione, “taglia” la componente della riga a più bassa energia, facendo così risaltare quella ad energia maggiore. L'elongazione dei contorni al 68, 90 e 99 % presente nel SIS0 (modello 11, fig. 5.12) indica che, a parità di energia della riga del Fe, è possibile un'ampia gamma di indici spettrali. Ciò evidenzia ulteriormente l'effetto che la riflessione ha su uno spettro, nonché la probabile maggior affidabilità del SIS0, in cui in generale si è potuto notare che non sussiste una coda verso Γ maggiori ed energie inferiori. La verifica è stata effettuata solo per tali tre modelli, in quanto ritenuti rappresentativi dei vari casi analizzati in sede di analisi spettrale. Il *test*, inoltre, non è stato ripetuto per i due GIS data la loro minore risoluzione nel *range* dell'energia della riga del ferro e per il fatto che i contorni di confidenza $E_{K\alpha} - \sigma$ non avevano fornito per essi strutture strane o di particolare interesse.

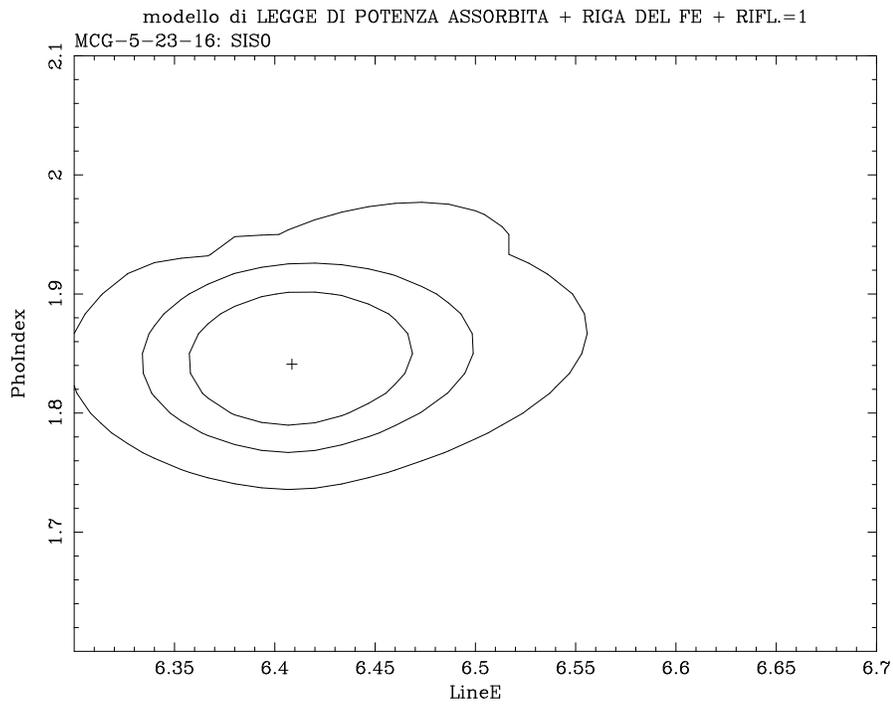


Figura 5.11: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \Gamma$ relativi al SIS0 in banda 3 – 10 keV per un modello di legge di potenza assorbita + riga del Fe + riflessione unitaria (Fit 5).

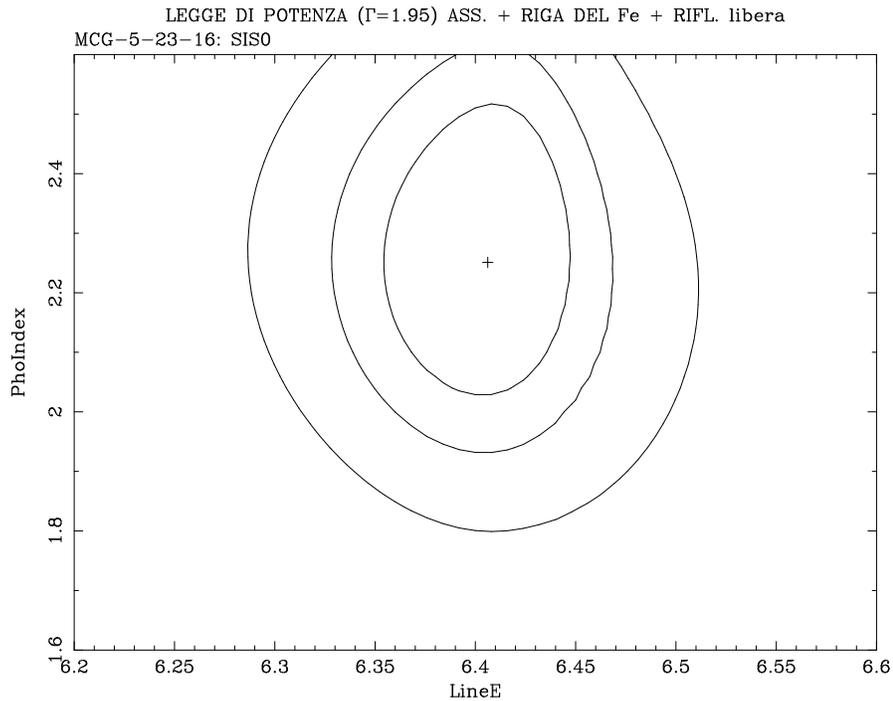


Figura 5.12: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \Gamma$ relativi al SIS0 in banda 3 – 10 keV per un modello di legge di potenza ($\Gamma = 1.95$) assorbita + riga del Fe + riflessione libera (Fit 6).

TABELLA 2: **SIS0**: Analisi spettrale

Fit	Γ	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	$1.66^{+0.05}_{-0.06}$	200/125
2	$1.75^{+0.07}_{-0.06}$	$6.42^{+0.07}_{-0.06}$	$0.20^{+0.13}_{-0.08}$	223^{+87}_{-62}	145/122
2_1	1.88 fisso	$6.47^{+0.17}_{-0.14}$	$0.64^{+0.25}_{-0.32}$	523^{+150}_{-164}	152/123
3	1.70 ± 0.05	6.42 ± 0.03	0.01 fisso	$116^{+28}_{-29.5}$	157 / 123
4	$1.80^{+0.06}_{-0.05}$	6.42 ± 0.03	0.01 fisso	$110^{+27}_{-29.2}$	1 fisso	149/123
5	$1.84^{+0.07}_{-0.06}$	6.41 ± 0.06	$0.17^{+0.11}_{-0.08}$	189^{+75}_{-55}	1 fisso	141/122
5_1	1.88 fisso	$6.41^{+0.07}_{-0.06}$	$0.20^{+0.10}_{-0.08}$	217^{+64}_{-90}	1 fisso	142/123
6	$2.25^{+0.29}_{-0.24}$	$6.41^{+0.04}_{-0.06}$	$0.09^{+0.12}_{-0.09}$	$112^{+100}_{-56.3}$	$6.77^{+5.73}_{-3.63}$	133/121
6_1	1.88 fisso	6.41 ± 0.06	$0.14^{+0.11}_{-0.09}$	158^{+91}_{-56}	$1.72^{+0.62}_{-0.74}$	139/122
7	$2.32^{+0.25}_{-0.24}$	$6.41^{+0.04}_{-0.03}$	0.01 fisso	88^{+42}_{-35}	$8.11^{+5.39}_{-3.73}$	134/122
8	1.95 fisso	$6.42^{+0.16}_{-0.07}$	$0.24^{+0.57}_{-0.08}$	274^{+248}_{-65}	1 fisso	149/123
9	1.95 fisso	$6.42^{+0.02}_{-0.03}$	0.01 fisso	132^{+31}_{-28}	1 fisso	169/124
10	1.95 fisso	6.42 ± 0.03	0.01 fisso	$96.4^{+31.6}_{-28}$	$2.87^{+0.63}_{-0.61}$	141/123
11	1.95 fisso	$6.40^{+0.06}_{-0.05}$	$0.12^{+0.12}_{-0.08}$	$145^{+87}_{-51.9}$	$2.52^{+0.68}_{-0.78}$	137/122
12	1.95 fisso	6.29	587	157/123
13	1.95 fisso	6.31	329	1 fisso	147/123
14	1.95 fisso	$6.42^{+0.02}_{-0.05}$	167^{+26}_{-35}	$2.44^{+0.41}_{-0.39}$	137/122
15	1.95 fisso	$6.42^{+0.02}_{-0.05}$	163^{+23}_{-26}	2.44 fisso	137/123

Fit 1: legge di potenza.

Fit 2: legge di potenza + riga gaussiana larga.

Fit 3: legge di potenza + riga gaussiana stretta.

Fit 4: legge di potenza + riga gaussiana stretta + componente riflessa unitaria.

Fit 5: legge di potenza + riga gaussiana larga + componente riflessa unitaria.

Fit 6: legge di potenza + riga gaussiana larga + componente riflessa libera.

Fit 7: legge di potenza + riga gaussiana stretta + componente riflessa libera.

Fit 8: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga gaussiana larga + componente riflessa unitaria.

Fit 9: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga gaussiana stretta + componente riflessa unitaria.

Fit 10: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga gaussiana stretta + componente riflessa libera.

Fit 11: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga gaussiana larga + componente riflessa libera.

Fit 12: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga da disco.

Fit 13: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga da disco + componente riflessa unitaria.

Fit 14: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga da disco + componente riflessa libera.

Fit 15: legge di potenza con $\Gamma = 1.95$ + riga da disco + componente riflessa pari al valore

precedente.

Nota: nei fit riguardanti il modello di riga da disco gli errori, ove è stato possibile calcolarli, sono tabulati al 68% di confidenza per un parametro di interesse, mentre in tutti i rimanenti casi gli errori risultano al 90% di confidenza, sempre per un parametro.

TABELLA 2_bis: Modelli di **Doppia Riga gaussiana**

$$(\Gamma = 1.88, N_H = 1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2})$$

Fit	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
17_1	$6.57^{+0.37}_{-0.26}$	$0.90^{+0.43}_{-0.26}$	467^{+168}_{-128}	6.40 fisso	0.01 fisso	$77.2^{+26.8}_{-30.5}$	134/122
17_2	$6.56^{+0.26}_{-0.24}$	$0.90^{+0.24}_{-0.16}$	459^{+93}_{-100}	$6.42^{+0.03}_{-0.04}$	0.01 fisso	$79.9^{+25.1}_{-27.4}$	133/121
18_1	$6.52^{+0.44}_{-0.31}$	$0.72^{+0.44}_{-0.37}$	244^{+116}_{-93}	6.40 fisso	0.01 fisso	$74.9^{+27.1}_{-31.0}$	1 fisso	134/122
18_2	$6.50^{+0.34}_{-0.30}$	$0.73^{+0.29}_{-0.13}$	244^{+64}_{-79}	$6.41^{+0.04}_{-0.03}$	0.01 fisso	$74.4^{+26.6}_{-22.8}$	1 fisso	134/121
19_1	$6.55^{+0.38}_{-0.29}$	$0.84^{+0.56}_{-0.41}$	381^{+250}_{-242}	6.40 fisso	0.01 fisso	$74.9^{+31.1}_{-30.2}$	$0.34^{+1.14}_{-0.34}$	133/121
19_2	$6.55^{+0.27}_{-0.28}$	$0.84^{+0.24}_{-0.03}$	381^{+90}_{-92}	$6.40^{+0.05}_{-0.02}$	0.01 fisso	$74.9^{+24.8}_{-25.5}$	$0.34^{+0.44}_{-0.34}$	133/120

Nota: gli errori, laddove sono presenti, sono al 90 % di confidenza per ogni parametro.

Fit 17_1: legge di potenza + doppia riga del ferro, di cui quella stretta ad energia fissata.

Fit 17_2: legge di potenza + doppia riga del ferro ad energie libere.

Fit 18_1: legge di potenza + doppia riga del ferro (quella stretta ad energia fissata) + componente riflessa unitaria.

Fit 18_2: legge di potenza + doppia riga del ferro + componente riflessa unitaria.

Fit 19_1: legge di potenza + doppia riga del ferro (quella stretta ad energia fissa) + componente riflessa libera.

Fit 19_2: legge di potenza + doppia riga del ferro + componente riflessa libera.

TABELLA 3: **SIS1**: Analisi spettrale

Fit	Γ	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	$1.75^{+0.05}_{-0.06}$	148/112
2	$1.92^{+0.13}_{-0.10}$	$6.08^{+0.24}_{-0.22}$	$0.74^{+0.35}_{-0.23}$	382^{+297}_{-172}	127/109
2_1	1.87 fisso	6.07 ± 0.25	$0.68^{+0.24}_{-0.19}$	298^{+111}_{-96}	127/110
3	$1.77^{+0.06}_{-0.05}$	$6.23^{+0.07}_{-0.06}$	0.01 fisso	$62.1^{+27.7}_{-26}$	133/110
4	$1.87^{+0.06}_{-0.05}$	$6.23^{+0.07}_{-0.06}$	0.01 fisso	$60.6^{+24.8}_{-28.3}$	1 fisso	128/110
5	$2.00^{+0.12}_{-0.09}$	6.02 ± 0.27	$0.73^{+0.39}_{-0.17}$	322^{+282}_{-160}	1 fisso	125/109
6	$2.47^{+0.39}_{-0.34}$	6.24 ± 0.08	$0.05^{+0.10}_{-0.05}$	$47.6^{+57.4}_{-32.7}$	$9.79^{+7.77}_{-5.74}$	116/108
6_1	1.87 fisso	$6.25^{+0.09}_{-0.38}$	$0.08^{+0.12}_{-0.08}$	$76.1^{+51.9}_{-39.2}$	$1.09^{+0.63}_{-0.60}$	126/109
7	$2.49^{+0.37}_{-0.33}$	$6.23^{+0.08}_{-0.07}$	0.01 fisso	$39.1^{+41.6}_{-25.8}$	$10.3^{+10.2}_{-4.80}$	117/109
8	1.95 fisso	$6.00^{+0.30}_{-0.28}$	$0.67^{+0.28}_{-0.20}$	243^{+107}_{-90}	1 fisso	125/110
9	1.95 fisso	$6.23^{+0.07}_{-0.06}$	0.01 fisso	$67.1^{+27.7}_{-25.7}$	1 fisso	133/111
10	1.95 fisso	$6.23^{+0.07}_{-0.06}$	0.01 fisso	$51^{+29.7}_{-24.9}$	$2.05^{+0.65}_{-0.62}$	125/110
11	1.95 fisso	$6.25^{+0.08}_{-0.07}$	$0.08^{+0.72}_{-0.08}$	$69.6^{+49.4}_{-36.2}$	$1.93^{+0.68}_{-0.65}$	123/109
12	1.95 fisso	6.28	305	136/110
13	1.95 fisso	6.23	154	1 fisso	128/110
14	1.95 fisso	$6.26^{+0.04}_{-0.07}$	87.2	$1.83^{+0.42}_{-0.40}$	124/109
15	1.95 fisso	6.26 ± 0.04	$87.3^{+24.7}_{-23.6}$	1.83 fisso	124/110

Nota: i *fit* sono numerati analogamente al caso del S0.

Gli errori sono tabulati al 90% di confidenza per un parametro, eccetto che nel caso di riga da disco relativistico, in cui sono forniti al 68%.

TABELLA 3-bis: Modelli di **Doppia Riga gaussiana**

$$(\Gamma = 1.87, N_{\text{H}} = 1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2})$$

Fit	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
17_1	$6.03^{+0.28}_{-0.30}$	$0.68^{+0.27}_{-0.18}$	283^{+114}_{-104}	6.40 fisso	0.01 fisso	$17.4^{+24.4}_{-17.4}$	127/109
19_1	$6.23^{+0.11}_{-0.07}$	$0.06^{+0.13}_{-0.06}$	$64.2^{+58.8}_{-36.1}$	6.40 fisso	0.01 fisso	$10.2^{+33.6}_{-10.2}$	$1.09^{+0.59}_{-0.58}$	126/108

TABELLA 4: **SISO+SIS1**: Analisi spettrale

Fit	Γ	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	1.70 ± 0.04	352/239
2	$1.78^{+0.10}_{-0.05}$	$6.39^{+0.07}_{-0.06}$	$0.23^{+0.47}_{-0.08}$	190^{+69}_{-52}	288/236
3	1.73 ± 0.04	$6.36^{+0.07}_{-0.06}$	0.01 fisso	$71.8^{+19.3}_{-20.1}$	316/237
4	1.83 ± 0.04	6.36 ± 0.07	0.01 fisso	$66.7^{+18.8}_{-19.9}$	1 fisso	302/237
5	$1.87^{+0.05}_{-0.04}$	$6.37^{+0.07}_{-0.06}$	$0.19^{+0.10}_{-0.06}$	156^{+52}_{-43}	1 fisso	280/236
6	2.34 ± 0.21	$6.34^{+0.07}_{-0.06}$	0.13 ± 0.06	87^{+55}_{-39}	$7.65^{+4.51}_{-3.23}$	264/235
7	2.42 ± 0.20	$6.36^{+0.07}_{-0.09}$	0.01 fisso	$45.7^{+24.9}_{-20.4}$	$9.62^{+4.60}_{-3.45}$	272/236
8	1.95 fisso	$6.31^{+0.16}_{-0.15}$	$0.65^{+0.21}_{-0.28}$	341 ± 91	1 fisso	286/237
9	1.95 fisso	6.36 ± 0.06	0.01 fisso	$83.7^{+19.3}_{-20.9}$	1 fisso	328/238
10	1.95 fisso	6.36 ± 0.07	0.01 fisso	$57.6^{+19.4}_{-20}$	$2.59^{+0.46}_{-0.44}$	289/237
11	1.95 fisso	6.36 ± 0.06	$0.16^{+0.08}_{-0.05}$	$123^{+40}_{-39.6}$	$2.15^{+0.51}_{-0.49}$	274/236
12	1.95 fisso	6.30	479	302/237
13	1.95 fisso	$6.30^{+0.03}_{-0.05}$	270^{+31}_{-29}	1 fisso	280/237
14	1.95 fisso	$6.31^{+0.05}_{-0.04}$	150	$2.03^{+0.30}_{-0.51}$	275/236
15	1.95 fisso	$6.31^{+0.05}_{-0.04}$	150	2.03 fisso	275/237

Nota: i *fit* sono stati numerati analogamente al caso del S0.

Gli errori sono tabulati al 90% di confidenza per un parametro di interesse, eccetto che nel caso di riga da disco relativistico, per cui sono forniti al 68% di confidenza.

TABELLA 5: **GIS2**: Analisi spettrale

Fit	Γ	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rif.	χ^2/dof
1	$1.75^{+0.05}_{-0.04}$	216/177
2	1.86 ± 0.07	$6.04^{+0.19}_{-0.20}$	$0.58^{+0.28}_{-0.21}$	272^{+152}_{-106}	185/174
3	1.79 ± 0.05	$6.05^{+0.22}_{-0.15}$	0.01 fisso	$96.4^{+29.6}_{-42.7}$	198/175
4	1.89 ± 0.05	$6.05^{+0.21}_{-0.15}$	0.01 fisso	$82.6^{+35.4}_{-34.9}$	1 fisso	195/175
5	$1.95^{+0.07}_{-0.06}$	$5.98^{+0.21}_{-0.23}$	$0.58^{+0.35}_{-0.24}$	241^{+164}_{-103}	1 fisso	
6	$1.88^{+0.38}_{-0.09}$	$6.03^{+0.20}_{-0.37}$	$0.58^{+0.34}_{-0.25}$	266^{+164}_{-181}	$0.19^{+4.92}_{-0.19}$	185/173
6_1	1.78 fisso	$6.03^{+0.20}_{-0.22}$	$0.47^{+0.24}_{-0.21}$	183^{+79}_{-68}	$0^{+0.21}_{-0.00}$	189/174
7	2.34 ± 0.01	$5.98^{+0.24}_{-0.78}$	0.01 fisso	$50.7^{+67.3}_{-43.2}$	$7.31^{+8.39}_{-5.56}$	191/174
8	1.95 fisso	$5.98^{+0.21}_{-0.23}$	$0.58^{+0.30}_{-0.21}$	243^{+109}_{-82}	1 fisso	185/175
9	1.95 fisso	$6.11^{+0.15}_{-0.21}$	0.01 fisso	$97.5^{+34.5}_{-32.6}$	1 fisso	199/176
10	1.95 fisso	$6.04^{+0.22}_{-0.19}$	0.01 fisso	$74.2^{+36.8}_{-35.3}$	$1.73^{+0.53}_{-0.52}$	194/175
11	1.95 fisso	$5.98^{+0.21}_{-0.24}$	$0.58^{+0.33}_{-0.25}$	243^{+193}_{-122}	$0.98^{+0.73}_{-0.77}$	185/174

Nota: i *fit* sono stati numerati analogamente al caso del S0.

Gli errori sono tabulati al 90% di confidenza per un parametro.

TABELLA 6: **GIS3**: Analisi spettrale

Fit	Γ	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	1.69 ± 0.04	283/225
2	$1.80^{+0.06}_{-0.05}$	$6.44^{+0.12}_{-0.13}$	$0.46^{+0.17}_{-0.14}$	298^{+107}_{-86}	229/222
3	1.74 ± 0.04	$6.34^{+0.09}_{-0.08}$	0.01 fisso	131^{+34}_{-35}	245/223
4	1.84 ± 0.04	6.34 ± 0.08	0.01 fisso	$118^{+34.0}_{-34.3}$	1 fisso	239/223
5	$1.90^{+0.05}_{-0.06}$	6.43 ± 0.14	$0.46^{+0.20}_{-0.16}$	264^{+109}_{-86}	1 fisso	228/222
6	$2.02^{+0.36}_{-0.25}$	$6.42^{+0.22}_{-0.19}$	$0.45^{+0.30}_{-0.45}$	217^{+216}_{-190}	$2.55^{+8.79}_{-2.55}$	227/221
6_1	1.86 fisso	$6.43^{+0.13}_{-0.14}$	$0.45^{+0.18}_{-0.16}$	266^{+131}_{-100}	$0.68^{+0.57}_{-0.58}$	228/222
7	$2.31^{+0.24}_{-0.25}$	$6.33^{+0.12}_{-0.14}$	0.01 fisso	$65.1^{+59.9}_{-41.9}$	$7.66^{+4.94}_{-3.78}$	229/222
8	1.95 fisso	6.44 ± 0.14	$0.55^{+0.20}_{-0.15}$	344^{+93}_{-81}	1 fisso	230/223
9	1.95 fisso	$6.34^{+0.08}_{-0.07}$	0.01 fisso	152^{+33}_{-34}	1 fisso	256/224
10	1.95 fisso	$6.34^{+0.08}_{-0.09}$	0.01 fisso	$100^{+38}_{-35.9}$	2.36 ± 0.50	235/223
11	1.95 fisso	$6.42^{+0.16}_{-0.15}$	$0.45^{+0.22}_{-0.19}$	239^{+137}_{-100}	$1.67^{+0.66}_{-0.65}$	228/222

Nota: i *fit* sono stati numerati analogamente al caso del S0.

Gli errori sono tabulati al 90% di confidenza per un parametro di interesse.

TABELLA 7: **GIS2+GIS3**: Analisi spettrale

Fit	Γ	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	1.72 ± 0.03	501/404
2	$1.82^{+0.05}_{-0.04}$	$6.29^{+0.12}_{-0.11}$	$0.52^{+0.16}_{-0.14}$	275^{+88}_{-72}	427/401
3	1.76 ± 0.03	6.27 ± 0.08	0.01 fisso	$108^{+25.0}_{-25.1}$	452/402
4	1.86 ± 0.03	$6.26^{+0.08}_{-0.07}$	0.01 fisso	$96.8^{+25.2}_{-24.9}$	1 fisso	443/402
5	$1.91^{+0.05}_{-0.04}$	$6.27^{+0.12}_{-0.13}$	$0.52^{+0.19}_{-0.17}$	240^{+92}_{-72}	1 fisso	426/401
6	$1.97^{+0.51}_{-0.18}$	$6.25^{+0.14}_{-0.13}$	$0.51^{+0.24}_{-0.51}$	212^{+158}_{-192}	$1.72^{+8.43}_{-1.72}$	426/400
7	$2.36^{+0.20}_{-0.19}$	$6.22^{+0.12}_{-0.23}$	0.01 fisso	$48.1^{+41.5}_{-31.6}$	$8.26^{+4.68}_{-3.70}$	428/401
8	1.95 fisso	6.27 ± 0.13	$0.59^{+0.18}_{-0.14}$	295^{+72}_{-62}	1 fisso	428/402
9	1.95 fisso	$6.26^{+0.08}_{-0.07}$	0.01 fisso	$123^{+24.0}_{-24.5}$	1 fisso	464/403
10	1.95 fisso	6.26 ± 0.08	0.01 fisso	$83.5^{+27.5}_{-26.2}$	$2.10^{+0.37}_{-0.36}$	438/402
11	1.95 fisso	$6.26^{+0.13}_{-0.15}$	$0.51^{+0.20}_{-0.19}$	220^{+111}_{-85}	$1.43^{+0.51}_{-0.52}$	426/401

Nota: i *fit* sono stati numerati analogamente al caso del S0.

Gli errori sono tabulati al 90% di confidenza per un parametro di interesse.

TABELLA 8: **SISO+SIS1+GIS2+GIS3**: Analisi spettrale

Fit	Γ	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	1.71±0.03	859/645
2	1.83±0.04	6.32 ^{+0.08} _{-0.09}	0.53±0.15	297 ^{+83.5} _{-71.5}	723/642
3	1.75 ^{+0.02} _{-0.03}	6.34 ^{+0.06} _{-0.05}	0.01 fisso	80.0 ^{+20.4} _{-12.0}	778/643
4	1.85 ^{+0.02} _{-0.03}	6.34±0.06	0.01 fisso	81.4 ^{+10.9} _{-21.3}	1 fisso	755/643
5	1.92±0.04	6.29±0.10	0.54 ^{+0.17} _{-0.22}	259 ^{+87.5} _{-83.0}	1 fisso	718/642
6	2.33 ^{+0.14} _{-0.15}	6.31±0.06	0.12 ^{+0.07} _{-0.05}	68.2 ^{+36.8} _{-28.9}	7.54 ^{+2.66} _{-2.34}	699/641
7	2.40 ^{+0.14} _{-0.12}	6.33 ^{+0.06} _{-0.08}	0.01 fisso	45.7 ^{+17.1} _{-19.9}	9.07 ^{+1.13} _{-1.97}	705/642
8	1.95 fisso	6.28 ^{+0.03} _{-0.09}	0.60 ^{+0.12} _{-0.11}	301±40.5	1 fisso	719/643
9	1.95 fisso	6.33 ^{+0.07} _{-0.03}	0.01 fisso	95.5 ^{+15.5} _{-14.6}	1 fisso	804/644
10	1.95 fisso	6.33 ^{+0.07} _{-0.05}	0.01 fisso	65.0 ^{+14.9} _{-15.3}	2.32 ±0.27	738/643
11	1.95 fisso	6.34±0.06	0.21 ^{+0.03} _{-0.07}	128 ^{+62.5} _{-37.5}	1.95 ^{+0.36} _{-0.38}	715/642
12	1.95 fisso
13	1.95 fisso	6.25	278 ⁺³³ ₋₂₃	1 fisso	721/643
14	1.95 fisso	6.26±0.04	187 ^{+27.5} _{-27.0}	1.69 ^{+0.21} _{-0.20}	710/642

Nota: i *fit* sono stati numerati analogamente al caso del S0.

Gli errori sono tabulati al 90% di confidenza, eccetto che nel caso di riga da disco relativistico, per cui sono forniti al 68% sempre per un parametro di interesse.

5.4 Banda 0.4 – 5 keV

5.4.1 Analisi spettrale: Introduzione

L'analisi dello spettro nella banda 0.4 – 5 keV è stato anticipata da un esame della pendenza spettrale nel *range* 2.5 – 5.5 keV al fine di determinare per ogni strumento il Γ di miglior *fit* in un semplice modello di legge di potenza assorbita. Per l'assorbimento alla sorgente è stato scelto il valore $1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$. I valori così ricavati sono in ottimo accordo per quanto riguarda gli strumenti SIS0, SIS1, GIS3, mentre il Γ del GIS2 risulta essere inferiore, ma entro gli errori al 90% (tabella 9). Nel *range* 2.5 – 5.5 keV selezionato dovrebbero essere minimizzati i fattori di modifica dell'indice spettrale da parte della componente *hard* riflessa, nonché della riga del ferro. Quale assorbimento da parte della nostra Galassia si è assunto il valore trovato da Dickey & Lockman (1990) pari ad $N_{\text{H}} = 7.38 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, con errori del 30 % circa, quindi non dissimile dal valore $N_{\text{H}} = 8.90 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ ricavato da Stark et al. (1992). I flussi sono stati calcolati direttamente nella banda 0.4 – 1 keV e, tramite estrapolazione, in quella 1 – 10 keV. Il valore di N_{H} galattico è tale da incidere sostanzialmente solo nella banda a più basse energie e per un 38 % circa, compatibile a quanto risulta dai dati ROSAT. I valori, riportati in tabella 10, sono mediati sui vari modelli. Come si è potuto osservare in precedenza, i flussi ricavati dai *fit* dei dati del SIS0 sono, alle alte energie e a parità di modello, quelli più elevati, mentre quelli del GIS2 i più bassi, secondo i noti problemi che affliggono i dati sui flussi di ASCA.

TABELLA 9: Legge di potenza assorbita nella banda 2.5 – 5.5 keV

Strumento	Γ	Norm. ^a	χ^2/dof
<i>SIS0</i>	$1.88^{+0.05}_{-0.06}$	$3.06^{+0.24}_{-0.22}$	124/100
<i>SIS1</i>	1.87 ± 0.06	$2.90^{+0.23}_{-0.21}$	138/100
<i>GIS2</i>	1.78 ± 0.06	$2.30^{+0.18}_{-0.16}$	163/167
<i>GIS3</i>	$1.86^{+0.05}_{-0.06}$	$2.72^{+0.19}_{-0.18}$	210/190

Nota: $N_{\text{H}} = 1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$.

^a la normalizzazione è in unità di 10^{-2} fotoni $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ad 1 keV nel sistema di riferimento dell'osservatore.

TABELLA 10: Flussi & Luminosità

Strumento	Banda 0.4 – 1 keV				Banda 1 – 10 keV			
	ass.		non ass.		ass.		non ass.	
	F_X^a	L_X^b	F_X^a	L_X^b	F_X^c	L_X^d	F_X^e	L_X^d
SIS0	3.5	1.0	5.4	1.6	9.1	2.7	1.3	3.8
SIS1	4.9	1.4	8.1	2.4	8.6	2.6	1.2	3.6
GIS2	8.3	2.4	13	3.8	8.1	2.4	1.1	3.3
GIS3	5.3	1.6	8.2	2.4	8.4	2.5	1.2	3.5

Nota: i valori tabulati sono il risultato di medie sui vari modelli, non dissimili tra loro a livello di flussi e luminosità.

Le luminosità sono state calcolate con l'assunzione di $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ e $\Omega_0 = 0$.

^a In unità di $10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

^b In unità di $10^{41} \text{ ergs s}^{-1}$.

^c In unità di $10^{-11} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

^d In unità di $10^{43} \text{ ergs s}^{-1}$.

^e In unità di $10^{-10} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

5.4.2 Modelli non termici: Doppia Legge di Potenza – *Partial Covering*

Il primo modello analizzato è stato una doppia legge di potenza. Evidenti sono certe strutture tra 1.8 e 2.5 keV, quasi certamente di natura strumentale. Nei due SIS si è provato un *fit* con Γ fissato ed N_{H} libero ed entrambi fissati, mentre con i due GIS solo quest'ultimo modello è stato possibile al fine di ottenere un confinamento ai parametri spettrali. La pendenza dello spettro alle basse energie è notevolmente piú ripida nei due SIS e, benché mediamente maggiore nel SIS1, compatibile entro il 90% di confidenza ($\Gamma_{\text{SIS0}} = 2.67_{-0.87}^{+0.94}$, $\Gamma_{\text{SIS1}} = 3.77_{-0.88}^{+0.76}$). A parità di modello, ovvero con il Γ ad alte energie fissato rispettivamente ad 1.88 e ad 1.87 per il SIS0 ed il SIS1, si sono ricavati valori analoghi di N_{H} ($N_{\text{H}} = 1.61 \pm 0.03 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ per il SIS0 e $N_{\text{H}} = 1.58 \pm 0.03 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ per il SIS1), con χ^2 simili. Non è stato possibile ridurre i residui sotto 1 keV con l'introduzione di righe di emissione e non si è verificato un miglioramento neppure quando si è fissato nei due SIS anche il valore della densità di colonna ad $1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$. In tal caso i *fit* hanno visto un appiattimento dello spettro alle basse energie ed un peggioramento nel χ^2 ($\Delta\chi^2 = 21$ e $\Delta\chi^2 = 29$ per il SIS0 ed il SIS1 con un grado di libertà di differenza), il che fa dedurre la presenza di una densità di colonna prossima ad $1.6 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$.

Nei due GIS il modello è stato provato dopo aver fissato sia il valore di Γ che quello di N_{H} . Il risultato è stato una pendenza spettrale di $1.74_{-0.28}^{+0.36}$ e di $1.82_{-0.45}^{+0.62}$ per il GIS2 ed il GIS3 rispettivamente, quindi abbondantemente compatibili con i valori degli stessi modelli provati con i due SIS. Dagli spettri del SIS1 e dei due GIS emerge, non solo in tale modello, una sorta di *edge* a ~ 0.8 keV. Laddove è stato possibile inserire una *edge*, come nel caso del GIS2, questa è risultata essere ad $E \simeq 0.72$, giusto, entro gli errori, all'energia della *edge* dell'OVII ($E = 0.74$ keV), ma nel *fit* si è trovato un valore eccessivo della profondità ottica τ ($8_{-2.5}^{+2.0}$), accompagnato da un notevole irripidimento spettrale alle basse energie ($\Gamma = 2.45$). Il basso numero di dati nella parte *soft* dello spettro, unito a fenomeni di *flickering* dei dati, non forniscono

sicuramente un buon punto di partenza per il *fit* di una *edge*. Residui, laddove sono presenti, verso i 0.6 keV sono certamente in parte di natura strumentale (Guainazzi, comunicazione privata, Guainazzi & Piro 1994). In definitiva, nel modello di doppia legge di potenza, di cui la prima rappresenta la parte “scatterata” (col solo assorbimento galattico) e la seconda quella assorbita (sia a livello della nostra Galassia, sia a livello della sorgente), si è ricavato, assumendo per ogni strumento la propria pendenza spettrale nel *range* 2.5 – 5.5 keV ed $N_{\text{H}} = 1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, un $\Gamma = 1.80 \pm 0.24$.

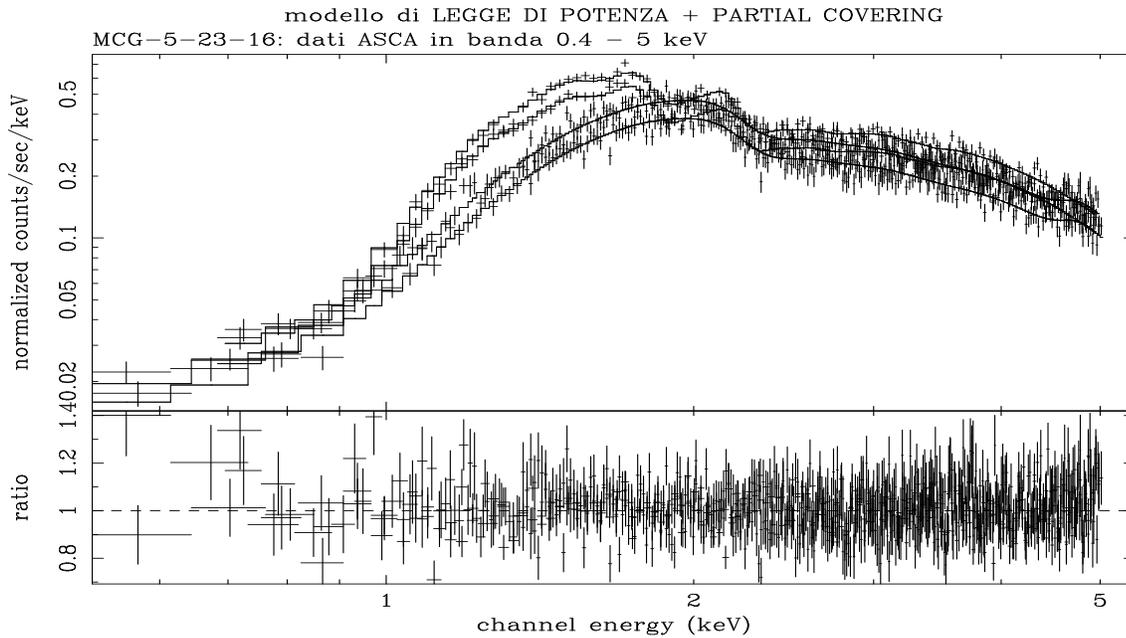


Figura 5.13: Spettro di *MCG-5-23-16* in banda 0.4 – 5 keV: modello di legge di potenza + *partial covering*.

Il modello di *partial covering* (Holt et al 1980, vedi capitolo introduttivo) fornisce complessivamente risultati significativi (fig. 5.13), con una chiara preferenza verso un modello avente Γ ed N_{H} liberi di variare ($\Gamma = 1.97 \pm 0.03$, $N_{\text{H}} = 1.71 \pm 0.04 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$). La percentuale di radiazione primaria capace di penetrare attraverso la materia che assorbe varia sostanzialmente dallo 0 % al 2 %, con i valori piú bassi fatti registrare dai due GIS in corrispondenza di

Γ ed N_{H} liberi. È importante anche sottolineare come i due SIS vedano una densità di colonna mediamente superiore a quella dei due GIS, con un indice spettrale piú ripido dei valori assunti. Almeno in parte questo è imputabile ad incertezze di calibrazione presenti nei due SIS, che si manifestano con una sovrastima della densità di colonna dell'ordine di $2\div 4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ (Hayashida et al. 1995, Cappi et al. 1996b). Nel *fit* simultaneo Γ è in ottimo accordo con quello trovato da NP94, nonché $N_{\text{H}} = 1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ rientra nel *range* di validità di NP94.

5.4.3 Modelli termici

Per quanto riguarda il modello di corpo nero piú legge di potenza gli unici *fit* significativi derivano dai due SIS, i quali rivelano, a parità di gradi di libertà rispetto al modello precedente di doppia legge di potenza con Γ ed N_{H} fissati, un miglioramento di $\Delta\chi^2 = 18$ e di 4 rispettivamente. I valori ottenuti sono compatibili entro gli errori al 90 % ed $N_{\text{H}} = 1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ è intermedio tra quello del SIS0 e quello del SIS1. Il modello con Γ ed N_{H} fissati può essere rigettato ad un alto livello di confidenza, superiore al 99.9 %; tra l'altro, è avvertibile un'incapacità da parte del modello di interpolare i dati a bassissime energie. Si é provato anche l'utilizzo di un modello di corpo nero piú legge di potenza con tutti e quattro gli strumenti insieme e con un valore di Γ pari ad 1.87, ottenuto da una media degli indici del SIS0, SIS1 e GIS3. Dall'analisi combinata tale modello non ha fornito esiti positivi, con i residui che si sono tradotti in un valore del χ^2 inaccettabile ($\chi^2 = 1045$ con 832 gradi di libertà).

Altro modello sottoposto a verifica, sulla base, tra l'altro, dei buoni risultati che ha permesso di raggiungere per certe galassie di Seyfert 1 (Turner et al. 1992), é stato quello di plasma termico otticamente sottile descritto da Raymond e Smith (Raymond & Smith 1977) per le basse energie (con il solo assorbimento galattico), piú la solita legge di potenza assorbita ad alte energie. Il modello, oltre a presentare residui sotto 1 keV, fornisce energie da plasma estremamente elevate. La temperatura media che deriva dall'analisi

individuale degli strumenti, infatti, è $\langle kT \rangle = 6.67 \pm 3.95$ keV, a cui non è facile dare una spiegazione, soprattutto se si considera la mancanza delle tipiche righe da plasma termico negli spettri. Nel SIS0, rispetto ad un modello di corpo nero più legge di potenza, si registra un peggioramento del χ^2 di 16 a parità di gradi di libertà, mentre nel SIS1 esso risulta di 5.

Un modello che ben si addice ai dati, sia per quanto riguarda il *fit* dei singoli strumenti sia a livello di *fit* combinato dei quattro, è quello di bremsstrahlung termica per l'emissione alle basse energie, e di legge di potenza assorbita alle alte. Come si può vedere dalle tabelle, il modello in questione vede un buon accordo tra gli strumenti. Nei SIS, in corrispondenza di Γ ed N_H fissati, si ha $\langle kT \rangle_{\text{SIS}} = 2.47 \pm 1.00$ keV. Il modello è più significativo ($> 99.9\%$) se si lasciano liberi di variare nel SIS1 sia la pendenza spettrale sia l'assorbimento, che al 90% sono, però, compatibili con i valori 1.87 e 1.70×10^{20} cm⁻². Complessivamente dai quattro strumenti si ricava $\langle kT \rangle = 2.60 \pm 1.34$ keV, mentre dal *fit* combinato e con Γ ed N_H liberi $kT = 0.51^{+0.46}_{-0.18}$ keV, $\Gamma = 1.96^{+0.03}_{-0.04}$ e $N_H = 1.67 \pm 0.05 \times 10^{22}$ cm⁻², con un χ^2 analogo al modello di doppia legge di potenza.

5.4.4 Modello di *Warm Absorber* + Legge di Potenza

Dall'analisi dei dati GINGA effettuata da NP94 e da altri studi è emersa la presenza di un assorbitore caldo in alcuni nuclei galattici attivi. Si è tentato, pertanto, di spiegare l'assorbimento ed il *soft excess*, ovvero la presenza di un eccesso di conteggi ad energie ≤ 1 keV, con un *warm absorber*. Il parametro rappresentativo di tale modello è quello di ionizzazione $U = L/(n R^2)$, connesso all'attività del "motore" della sorgente. Il modello utilizzato per rappresentare gli effetti del *warm absorber* è quello CLOUDY (Ferland & Mushotzky 1982), secondo le modifiche apportate da Yaqoob (1989). Con i due SIS non si è ottenuto un buon *fit* dei dati e, comunque, se da un lato sono stati ridotti alcuni residui intorno ad 1 keV, dall'altro ne sono stati evidenziati altri ad $E \sim 0.5 \div 0.8$ keV. Le colonne di densità della materia ionizzata (N_W), nel caso di Γ libero, sono elevate sia nel SIS1 che nel GIS2, superiori ai valori della

densità di colonna di idrogeno neutro (N_{H}) ricavati nei precedenti modelli. Fissando, invece, la pendenza spettrale della legge di potenza, si ottengono risultati discreti nel GIS2. Rispetto ad un modello di *partial covering*, quello di assorbitore caldo è rigettabile sempre ad un livello di confidenza superiore al 99.9 %.

In definitiva, il miglior *fit* dei dati ASCA sembra fornito da un modello di *partial covering*; dai quattro strumenti si ricavano $\langle \Gamma \rangle = 1.95 \pm 0.07$ ed $N_{\text{H}} = 1.67 \pm 0.09 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$.

TABELLA 11: **SISO**: Analisi spettrale

Modello	N° Mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_{H} (10^{22} cm^{-2})	Cvr Frac (%)	Log(U) ($U=L/nR^2$)	χ^2/dof
po+po^b	1.1	$2.67_{-0.87}^{+0.94}$	1.88 fisso	1.61 ± 0.03	181/136
po+po	1.2	$1.70_{-0.57}^{+0.44}$	1.88 fisso	1.70 fisso	202/137
bb+po^c	2.1	$0.20_{-0.05}^{+0.18}$	2.04 ± 0.05	1.77 ± 0.06	159/135
bb+po	2.2	$0.61_{-0.15}^{+0.12}$	1.88 fisso	1.70 fisso	184/137
br+po^d	3.2	$2.69_{-1.26}^{+5.02}$	1.88 fisso	1.70 fisso	196/137
rs+po^e	4.1	$6.79_{-3.08}^{+12}$	1.88 fisso	1.70 fisso	200/137
pc+po^f	5.1	$2.04_{-0.06}^{+0.05}$	1.78 ± 0.06	$99.2_{-0.2}^{+0.1}$	160/136
pc+po	5.2	1.88 fisso	1.70 fisso	$98.9_{-0.2}^{+0.1}$	202/138

Nota: gli errori sono forniti al 90 % di confidenza per ogni parametro che varia.

kT è misurato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b Modello di doppia legge di potenza, di cui quella a più alte energie è assorbita e, “scatterata”, dà origine a quella a più basse energie.

^c Modello di corpo nero + legge di potenza.

^d Modello di bremsstrahlung termica + legge di potenza.

^e Modello di plasma termico descritto da Raymond & Smith + legge di potenza.

^f Modello di *partial covering*.

TABELLA 12: **SIS1**: Analisi spettrale

Modello	N° Mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H/N_W^b (10^{22} cm^{-2})	Cvr Frac (%)	Log(U) ($U=L/nR^2$)	χ^2/dof
po+po	1_1	$3.77^{+0.76}_{-0.88}$	1.87 fisso	1.58 ± 0.03	187/139
po+po	1_2	$1.93^{+0.54}_{-0.45}$	1.87 fisso	1.70 fisso	216/140
bb+po	2_1	$0.13^{+0.03}_{-0.02}$	1.93 ± 0.06	$1.62^{+0.08}_{-0.06}$	183/138
bb+po	2_2	$0.54^{+0.16}_{-0.14}$	1.87 fisso	1.70 fisso	212/140
br+po	3_1	$0.33^{+0.34}_{-0.09}$	$1.94^{+0.06}_{-0.05}$	$1.65^{+0.08}_{-0.07}$	182/138
br+po	3_2	$2.25^{+3.87}_{-1.06}$	1.87 fisso	1.70 fisso	212 /140
rs+po	4_1	$50.9^{+13.1}_{-29}$	2.01 ± 0.07	$1.77^{+0.09}_{-0.08}$	193/138
rs+po	4_2	$7.64^{+15.8}_{-2.86}$	1.87 fisso	1.70 fisso	217/140
pc+po	5_1	$1.99^{+0.05}_{-0.06}$	$1.74^{+0.07}_{-0.06}$	$98.9^{+0.2}_{-0.1}$	187/139
pc+po	5_2	1.87 fisso	1.70 fisso	$98.6^{+0.2}_{-0.1}$	216/141
wa+po^c	6_2	$2.07^{+0.02}_{-0.04}$	$2.49^{+0.03}_{-0.01}$	$-0.58^{+0.02}_{-0.08}$	214/139

Nota: gli errori sono tabulati al 90 % per ogni singolo parametro capace di variare.

kT è misurato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b A seconda che la colonna sia di idrogeno neutro o di materia ionizzata.

^c Modello di assorbitore ionizzato + legge di potenza.

TABELLA 13: **GIS2**: Analisi spettrale

Modello	N° Mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H/N_W^b (10^{22} cm^{-2})	Cvr Frac (%)	Log(U) ($U=L/nR^2$)	χ^2/dof
po+po	1	$1.74^{+0.36}_{-0.28}$	1.78 fisso	1.70 fisso	346/260
br+po	2	$2.84^{+2.58}_{-1.03}$	1.78 fisso	1.70 fisso	333/260
rs+po	3	$4.70^{+5.21}_{-2.16}$	1.78 fisso	1.70 fisso	338/260
pc+po	4_1	1.87 ± 0.08	$1.53^{+0.14}_{-0.12}$	$99.3^{+0.7}_{-1.0}$	280/259
pc+po	4_2	1.78 fisso	1.70 fisso	$96^{+0.6}_{-0.5}$	346/261
wa+po	5_1	1.78 fisso	$1.58^{+0.04}_{-0.12}$	$-1.33^{+0.90}_{-1.67}$	300/260
wa+po	5_2	$2.05^{+0.04}_{-0.06}$	$2.39^{+0.26}_{-0.68}$	$-0.60^{+0.08}_{-0.94}$	282/259

Nota: gli errori sono dati al 90 % per ogni parametro di interesse.

kT è misurato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b A seconda che la colonna sia di idrogeno neutro o di materia ionizzata.

TABELLA 14: **GIS3**: Analisi spettrale

Modello	N° Mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H/N_W^b (10^{22} cm^{-2})	Cvr Frac (%)	Log(U) ($U=L/nR^2$)	χ^2/dof
po+po	1	$1.82^{+0.62}_{-0.45}$	1.86 fisso	1.70 fisso	381/287
br+po	2	$2.60^{+4.91}_{-1.27}$	1.86 fisso	1.70 fisso	376/287
rs+po	3	$7.54^{+14.4}_{-4.81}$	1.86 fisso	1.70 fisso	380/287
pc+po	4_1	$1.89^{+0.08}_{-0.06}$	$1.57^{+0.14}_{-0.08}$	$99.8^{+0.2}_{-0.9}$	352/286
pc+po	4_2	1.86 fisso	1.70 fisso	98 ± 0.4	381/288
wa+po	5_2	$2.02^{+0.05}_{-0.08}$	$1.89^{+0.16}_{-0.21}$	$-1.46^{+0.32}_{-0.63}$	359/286

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per un parametro di interesse.

kT è misurato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b A seconda che la colonna sia di idrogeno neutro o di materia ionizzata.

TABELLA 15: **SIS0+SIS1+GIS2+GIS3**: Analisi spettrale

Modello	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H/N_W^b (10^{22} cm^{-2})	Cvr Frac (%)	Log(U) ($U=L/nR^2$)	χ^2/dof
po+po	$2.74^{+0.65}_{-0.71}$	1.96 ± 0.03	$1.68^{+0.38}_{-0.05}$	996/831
bb+po	$0.53^{+0.05}_{-0.06}$	1.87 fisso	1.67 ± 0.03	1045/832
br+po	$0.51^{+0.46}_{-0.18}$	$1.96^{+0.03}_{-0.04}$	1.67 ± 0.05	996/831
rs+po	$9.55^{+7.35}_{-2.10}$	1.87 fisso	$1.60^{+0.02}_{-0.01}$	1045/832
pc+po	1.97 ± 0.03	1.71 ± 0.04	99.1 ± 0.1	999/832
pc+po	1.87 fisso	1.60	99	1032/833
wa+po	2.03	1.92	-1.32	1180/832
wa+po	1.87 fisso	1.67	-1.52	1265/833

Nota: gli errori, laddove sono forniti, rappresentano il 90 % di confidenza per un parametro di interesse.

kT è misurato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b A seconda che la colonna sia di idrogeno neutro o di materia ionizzata.

5.5 Variabilità della sorgente nell'osservazione ASCA

MCG-5-23-16 è riconosciuta come una sorgente variabile (Schnopper et al. 1978) su scale temporali differenti. Dai dati raccolti da ASCA emerge un fenomeno di variabilità, che si è analizzato con il chiaro intento di verificare se, associata ad essa, vi sia anche una variabilità di tipo spettrale. A tal fine si sono utilizzati i dati dal SIS0, suddividendoli in più bande spettrali:

1. nel *range* 0.5 – 1 keV, selezionato tenendo conto della relazione canali – energia per i dati *BRIGHT2* del *chip* 1 del SIS0, non è presente una chiara forma di variabilità, essendo tale banda fortemente assorbita;
2. nel *range* 1 – 2 keV già emerge la variabilità, che si presenta sotto forma di variazioni in un tempo caratteristico di $\sim 5 \times 10^4$ secondi, in cui il numero di conteggi raggiunge un massimo, mentre in un tempo pressoché analogo il *count rate* subisce un fenomeno di minimo. Tra punto di massimo e punto di minimo vi è una differenza percentuale di conteggi di $\sim 50\%$.
3. la stessa differenza, in termini percentuali, è presente anche nella banda 2 – 10 keV, da cui risulta, con maggior nitidezza, l'andamento quasi sinusoidale dei conteggi. In tale *range* un modello di flusso costante può essere escluso ad un alto valore di significatività, essendo il χ^2 estremamente elevato ($\chi^2_{\text{red}} = 270/37 \simeq 7.30$).

Dopo aver verificato l'esistenza di una variazione, si è controllato se sussistesse o meno una differente variazione nella banda 5.5 – 7.5 keV, ossia quella di interesse per la riga del ferro, in confronto a quella 2.5 – 5.5 keV, ovvero la banda da cui si è valutata la pendenza del continuo. Il risultato è stato che i conteggi nel *range* 5.5 – 7.5 keV presentano parecchio *flickering* e, in ogni caso, non appare evidente alcun indizio di ritardo rispetto alla variazione del continuo. L'eventuale presenza di tale ritardo avrebbe permesso di approfondire gli studi sulle dimensioni della materia che riprocesa la radiazione del continuo e, di conseguenza, sulla sua natura (disco di accrezione, toro molecolare).

Successivamente dall'intero pacchetto di dati relativo al SIS0 sono stati estratti due spettri, uno inerente alla zona di *high-state* della sorgente, ovvero

di maggior luminosità, ed uno riguardante lo stato di *low-state*, ossia di minimo. Dopo aver effettuato le opportune correzioni per il *background* si sono controllate eventuali variazioni nello spettro intercorse tra i due stati tramite alcuni modelli semplici, già utilizzati in precedenza nel *range* 3 – 10 keV. Sia dal modello di legge di potenza assorbita, sia dallo stesso con l'aggiunta di una riga larga o stretta, non sono emerse differenze spettrali tra i vari indici calcolati al 90% di confidenza, permettendo così di escludere, almeno sulla base dei dati a disposizione, variazioni spettrali. Le differenze in flussi, calcolate con i modelli di cui sopra, sono risultate dell'ordine del 17 —18 %, come in tabella 16.

TABELLA 16: **MCG–5-23-16**: Variabilità

Fit	Γ_{HIGH}	Γ_{LOW}	A_{HIGH}^a	A_{LOW}	Fl_{HIGH}^b	Fl_{LOW}	L_{HIGH}^c	L_{LOW}
1	$1.64_{-0.08}^{+0.07}$	1.68 ± 0.07	$2.42_{-0.25}^{+0.29}$	$2.19_{-0.22}^{+0.25}$	8.19	6.83	2.43	2.03
2	$1.71_{-0.08}^{+0.11}$	$1.79_{-0.08}^{+0.09}$	$2.68_{-0.31}^{+0.43}$	$2.52_{-0.28}^{+0.34}$	8.12	6.75	2.40	2.00
3	1.68 ± 0.08	1.72 ± 0.07	$2.57_{-0.28}^{+0.32}$	$2.34_{-0.24}^{+0.27}$	8.18	6.80	2.42	2.02

Nota: gli errori sono al 90 % di confidenza per ogni parametro di interesse.

^a La normalizzazione è calcolata in unità di 10^{-2} fotoni $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{keV}^{-1}$ ad 1 keV nel sistema di riferimento dell'osservatore.

^b Il flusso è tabulato in unità di 10^{-11} ergs $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ nella banda 3 – 10 keV.

^c La luminosità è tabulata in unità di 10^{43} ergs s^{-1} nello stesso *range* del flusso e con l'assunzione di $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ e $\Omega_0 = 0$).

5.6 Riduzione dei dati di ROSAT. Introduzione

MCG-5-23-16 è stata osservata dal PSPC di ROSAT (Pfeffermann et al. 1987) il 27 Novembre 1991 con un tempo di esposizione di 3886 secondi. I conteggi provenienti dalla sorgente sono stati estratti da una regione di $3'$, per un totale di ~ 1130 fotoni, mentre il *background* è stato scelto in una regione esterna all'oggetto di nostro interesse per evitare eventuali forme di contaminazione. A tale scopo è stata selezionata una regione circolare di $\sim 12'$ priva di sorgenti limitrofe ed è stata opportunamente applicata la correzione per gli effetti del *vignetting*. I canali selezionati vanno da 13 a 240 (corrispondenti a $\sim 0.13 - 2.40$ keV) per la presenza piú volte riscontrata di incertezze per i primi e gli ultimi canali; i conteggi sono stati raggruppati in modo da avere un rapporto segnale - rumore pari a 5. Si è ritenuto giusto, infine, non considerare i dati oltre 2 keV per via dell'avvenuta diminuzione dell'area efficace oltre tale soglia.

La riduzione e l'analisi spettrale dei dati sono state compiute rispettivamente tramite la versione JAN95 del *software* MIDAS/EXSAS (Zimmermann 1993) e la versione 8.5 di XSPEC (Arnaud et al. 1991).

Quale primo passo nell'analisi dei dati ROSAT si sono ripetuti alcuni modelli utilizzati in precedenza nella banda 0.4 - 5 keV di ASCA, escludendo a priori il modello di pura legge di potenza assorbita, in quanto decisamente inefficiente nel rappresentare la struttura *soft* della sorgente. Per un utile verifica si è tenuta in considerazione, oltre a NP94, l'analisi dei dati effettuata da Mulchaey et al. (1993). In un primo tempo si è fissato il valore del *photon index* ad 1.56, come ricavato sostanzialmente da NP94 nel loro modello piú semplice e come utilizzato da Mulchaey et al. (1993). L'accordo, in linea generale ed entro gli errori (tabulati al 90 %) è buono, eccetto che per il *fit* in cui un eccesso nei conteggi alle basse energie è ridotto con una riga gaussiana a $0.66^{+0.12}_{-0.16}$ keV. Essendo la statistica modesta ad energie inferiori ad 1 keV, anzi essendo presente un solo *bin* nel *range* della presunta riga, non si è in grado di ottenere vincoli sulla stessa. Premessa questa analisi, al fine di verificare la

scelta del *background* e delle correzioni apportate in sede di riduzione dati, si è passati a modelli aventi un Γ maggiore, piú inerenti alla realtà e capaci di tenere conto della maggiore complessità spettrale della sorgente.

5.7 Analisi spettrale e primo raffronto con l'analisi dei dati ASCA

Un modello con doppia legge di potenza, con la pendenza della seconda fissata ad 1.87, fornisce buoni riscontri in termini di χ^2 . Il Γ alle basse energie appare ripido, ma compatibile, entro gli errori al 90 %, con $\Gamma = 1.87$. L' N_{H} , infine, risulta in accordo con il valore $N_{\text{H}} = 1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, pur variando, al 90 %, entro un *range* decisamente superiore rispetto ai modelli provati sui dati ASCA (modello 1a, fig. 5.14).

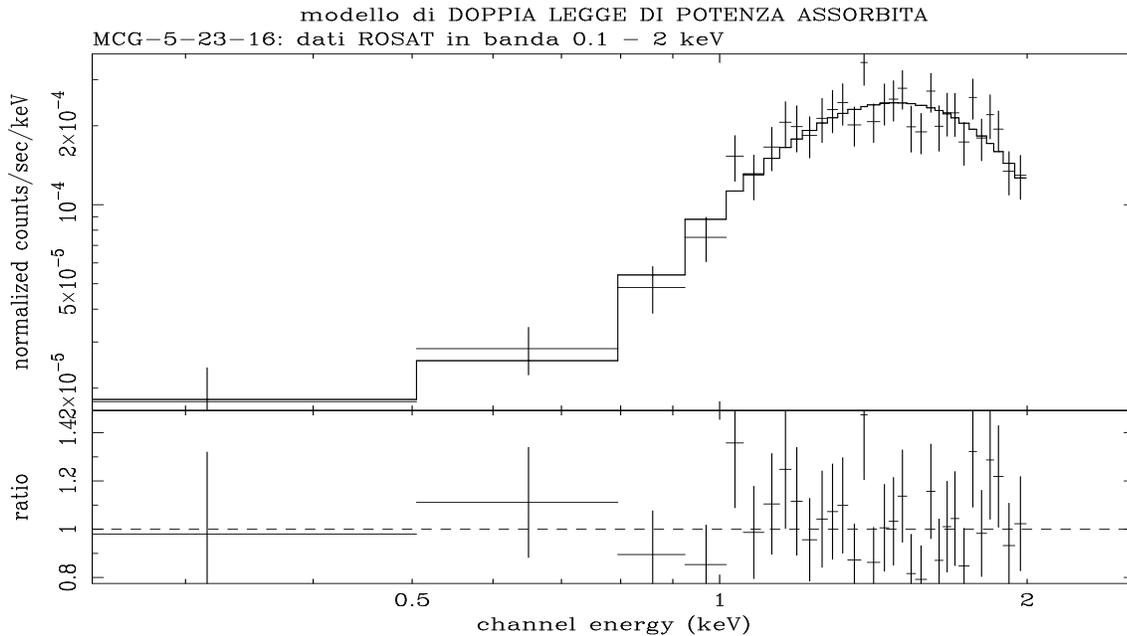


Figura 5.14: Spettro di *MCG-5-23-16* in banda 0.1 - 2 keV: modello di doppia legge di potenza assorbita (Modello 1a).

Per tener conto dell'eccesso di conteggi alle basse energie presente in

MCG-5-23-16 risulta necessario un $\langle \Gamma \rangle > 3$. Anche nell'analisi spettrale effettuata da Mulchaey et al. (1993) è presente il tentativo di interpolare i dati alle basse energie con un Γ assai ripido ($\Gamma = 4.8_{-1.6}^{+1.8}$) o con una temperatura $kT < 1$ keV, in analogia a quanto riportato dalle tabelle. Se si ipotizza che la complessità strutturale della sorgente derivi da una componente *hard* più una *soft* dovuta a *scattering*, aventi la medesima pendenza spettrale intrinseca, allora può risultare interessante un *fit* dei dati con un modello di *partial covering* (Holt 1980), in cui solo parte della radiazione esce dal complesso di “nubi” od altro che circonda la sorgente. In tale modello si è tentato ora di lasciare libero N_H con $\Gamma = 1.87$, ora di fissare N_H con Γ libero di variare. Di significativo emerge anzitutto la percentuale di sorgente “coperta”, pari a ~ 99 %, in buon accordo complessivo con quanto ricavato da ASCA. Il *photon index*, pari a $\Gamma = 1.94_{-0.77}^{+0.58}$, appare poco definito rispetto ai valori forniti da ASCA. Un problema può essere costituito dal valore del χ^2 superiore rispetto agli altri modelli ($\chi^2 = 23 \div 23.2$ con 29 gradi di libertà), nonché dalla presenza di notevoli residui alle più basse energie.

Nei modelli termici è complessivamente evidente una sottostima di kT da parte di ROSAT rispetto ad ASCA, sia nel modello di bremsstrahlung che in quello di corpo nero o di Raymond-Smith (Raymond & Smith 1977). In particolar modo, nel modello in cui per lo spettro *soft* si utilizza un'emissione di corpo nero, si ottengono temperature particolarmente basse ($kT \simeq 9 \times 10^{-2}$ keV), anche se c'è da considerare che gli stessi GIS, per cui si hanno riscontri in tali modelli, forniscono valori di kT mediamente bassi. In linea generale sia il valore di $\Gamma = 1.87$ sia quello di $N_H = 1.70 \times 10^{22}$ cm $^{-2}$ sono entro gli errori ricavati nei modelli in cui sono lasciati liberi di variare, anche se i notevoli errori che si hanno al 90 % con ROSAT non permettono uno studio significativo su eventuali differenze con ASCA. In ogni caso, **MCG-5-23-16** non sarebbe l'unica sorgente il cui *soft excess* sia ben rappresentato da un modello termico (nel caso di corpo nero, Kaastra et al. 1991, Turner et al. 1992, Matsuoka et al. 1994, Ceballos & Barcons 1996).

Un caso a parte è il modello di *warm absorber*, che sia in ASCA che in ROSAT lascia dei notevoli residui sotto 1 keV. I valori dei parametri ricavati dall'analisi dei dati ROSAT sono in accordo, entro gli errori, con quanto trovato dal SIS1 e dal GIS2, anche se nel caso di ROSAT è stato necessario tenere Γ fissato ad 1.87. Il valore elevato della densità di colonna della materia ionizzata (N_W) risulta nei limiti di ASCA. I dubbi su tale modello rimangono, data la presenza, nonostante tutto, di certi residui e dal fatto che un modello di riflessione ionizzata (Magdziarz & Zdziarski 1995) non fornisce alcun vincolo ai parametri nell'analisi alle alte energie dei dati ASCA.

Per quanto riguarda i flussi, mediamente in banda 0.4 – 1 keV quelli di ROSAT sono inferiori alla metà di quelli di ASCA. Il flusso assorbito risulta essere $F_X = 1.9 \times 10^{-13}$ ergs cm $^{-2}$ s $^{-1}$ ($L_X = 5.5 \times 10^{40}$ ergs s $^{-1}$), mentre quello non assorbito è di 3×10^{-13} ergs cm $^{-2}$ s $^{-1}$ ($L_X = 8.9 \times 10^{40}$ ergs s $^{-1}$).

TABELLA 17: **ROSAT**: Analisi spettrale

Modello	N° mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	$N_H(N_W)^b$ (10^{22} cm $^{-2}$)	Cvr Frac (%)	Log(U) (U=L/nR 2)	χ^2/dof
po+po	1a	$3.19_{-1.55}^{+1.23}$	1.87 fisso	$1.65_{-0.21}^{+0.27}$	20.8/28
po+po	1b	$3.15_{-1.49}^{+1.09}$	$1.97_{-0.62}^{+0.56}$	1.7 fisso	20.8/28
bb+po	2a	$9.05_{-2.14}^{+5.51} \times 10^{-2}$	1.87 fisso	1.57 ± 0.18	20.3/28
bb+po	2b	$9.26_{-2.17}^{+5.74} \times 10^{-2}$	$2.18_{-0.54}^{+0.51}$	1.7 fisso	20.6/28
br+po	3a	$0.24_{-0.10}^{+0.94}$	1.87 fisso	$1.61_{-0.20}^{+0.24}$	20.5/28
br+po	3b	$0.25_{-0.10}^{+0.97}$	$2.08_{-0.49}^{+0.48}$	1.7 fisso	20.6/28
rs+po	4a	$0.13_{-0.04}^{+0.07}$	1.87 fisso	$1.53_{-0.15}^{+0.20}$	20/28
rs+po	4b	$0.14_{-0.05}^{+0.07}$	$2.26_{-0.55}^{+0.47}$	1.7 fisso	20.4/28
pc+po	5a	1.87 fisso	$1.77_{-0.24}^{+0.26}$	99.0 ± 0.4	23/29
pc+po	5b	$1.94_{-0.77}^{+0.58}$	1.7 fisso	$99.1_{-1.2}^{+0.5}$	23.2/29
wa+po	6a	1.87 fisso	$3.07_{-0.70}^{+0.49}$	$-0.67_{-0.12}^{+0.07}$	22.5/29

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b N_W viene utilizzato nel caso di assorbitore caldo.

La lettera **a** indica il modello con Γ fissato ad 1.87 ed N_H libero di variare, mentre la lettera **b** rappresenta il modello con Γ libero ed N_H fissato ad $1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$.

1: Modello di doppia legge di potenza, di cui quella a piú alte energie è assorbita e, “scatterata”, dà origine a quella a piú basse energie.

2: Modello di corpo nero + legge di potenza.

3: Modello di bremsstrahlung termica + legge di potenza.

4: Modello di plasma termico descritto da Raymond & Smith + legge di potenza.

5: Modello di *partial covering*.

6: Modello di assorbitore ionizzato + legge di potenza.

5.8 Variabilità della sorgente nell’osservazione ROSAT

La durata del puntamento di ROSAT, inferiore ai 4000 secondi, non ha permesso uno studio della variabilità riscontrata in ASCA; in ogni caso, si è potuto approfondire il discorso inerente a variazioni di **MCG-5-23-16** su scale temporali minori. A causa del *wobble* del puntamento (cfr. capitolo introduttivo su ROSAT) si sono raggruppati gli eventi in intervalli di 400 secondi. Si sono potute, cosí, notare una modesta variabilità di un fattore ~ 1.2 su un tempo di 400 secondi, ed una di maggiore entità (fattore ~ 1.5) su scale temporali di ~ 6000 secondi, quest’ultima connessa sia ad un incremento nel numero dei conteggi, sia ad una diminuzione degli stessi.

5.9 Conclusioni: l'analisi separata dei dati ASCA e ROSAT

L'analisi compiuta sui dati di ROSAT in banda 0.1 – 2.0 keV se da un lato non ha permesso la determinazione dei valori dei parametri in gioco con errori statistici piccoli, dall'altro ha fornito un utile raffronto per i dati di ASCA. In virtù di una certa disomogeneità riscontrata nell'analisi dei quattro strumenti di ASCA è risultato difficile individuare un modello che si accordasse a tutti i *dataset*. A tal proposito un buon *fit* è stato ottenuto con un modello di *partial covering*, capace di fornire valori analoghi per ASCA e per ROSAT, anche se per quest'ultimo permangono dei residui alle basse energie. Di interessante vi è da sottolineare come tale modello presenti un buon *fit* per i dati di tutti e quattro i rivelatori di ASCA analizzati singolarmente, nonché per il loro *fit* simultaneo, a differenza di altri modelli che forniscono risposte positive solo per i SIS (modello di corpo nero più legge di potenza o modello di doppia legge di potenza). In corrispondenza del *partial covering* si ricavano valori $\Gamma = 1.97 \pm 0.03$ per ASCA e $\Gamma = 1.94_{-0.77}^{+0.58}$ per ROSAT, entrambi assai vicini al valore $\Gamma = 1.95 \pm 0.05$ di NP94 per un campione di Seyfert 1, mentre le colonne di densità, $N_{\text{H}} = 1.71 \pm 0.04 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ed $N_{\text{H}} = 1.77_{-0.24}^{+0.26} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ rispettivamente, mostrano come la scelta di $N_{\text{H}} = 1.70 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ possa trovare un'ulteriore giustificazione. In aggiunta, anche il valore della frazione di sorgente coperta da materiale oscurante è simile.

Un'altra possibilità, ammessa sia da ROSAT ($\chi^2 = 20.8/28$) che da ASCA ($\chi^2 = 996/831$) è un modello di doppia legge di potenza. La parte *hard* sembra ben rappresentata da un Γ di poco inferiore a 2 ($\Gamma = 1.96 \pm 0.03$ per ASCA e $\Gamma = 1.97_{-0.62}^{+0.56}$ per ROSAT) e da un assorbimento intrinseco simile e di notevole entità ($N_{\text{H}} = 1.65 \div 1.68 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$), mentre per quella *soft* Γ appare mediamente più ripido.

Sia dall'analisi dei dati ASCA che da quella dei dati ROSAT si evidenzia un buon *fit* complessivo con un modello di bremsstrahlung termica più legge di potenza, con il maggior contributo in tal senso fornito dal SIS1; i valori dei

parametri risultano compatibili con quelli di ROSAT.

Per quanto riguarda, invece, la parte *hard* dello spettro, una semplice legge di potenza non è sufficiente. Di sicura rilevanza, in quanto capace di modificare la pendenza del continuo sottostante, vi è una riga compatibile con quella del Fe neutro o debolmente ionizzato, che appare estremamente larga sia nell'analisi dei singoli strumenti che globalmente. Un buon modello prevede anche l'aggiunta di una componente stretta, presumibilmente derivante da un toro molecolare, la cui presenza può essere parzialmente giustificata dal notevole assorbimento intrinseco e dal fatto che, come visto in precedenza, un modello di *partial covering* è in discreto accordo con i dati. L'origine della riga larga (Kriss et al. 1996) è probabilmente da riferirsi alla presenza di materia fredda circostante alla sorgente e sotto forma di un disco di accrescimento (Lightman & White 1988, Guilbert & Rees 1988, Matt et al. 1991, Ross et al. 1992). Associata a tale riga è la componente di riflessione che, se in misura limitata, oltre ad essere fisicamente di facile giustificazione, è pure richiesta per ottenere un migliore *fit*. I contorni di confidenza $E_{K\alpha} - \sigma$, specialmente per i due SIS, lasciano aperto il campo ad ulteriori indagini, oltre alle già citate di riga larga gaussiana, di componente da disco relativistico e di doppia riga, da disco e da toro.

Sulla base di svariate osservazioni di **MCG-5-23-16** è possibile effettuare un interessante raffronto sulle variazioni a cui è andata incontro la sorgente. Dati EXOSAT riferiti a due periodi distanziati di ~ 6 mesi (Singh et al. 1992) hanno evidenziato un decremento del flusso in banda 0.1 – 2 keV del 40 % circa e del 25 % in banda 2 – 10 keV, accompagnato da un appiattimento spettrale ($\Delta\Gamma \sim 0.1$) e da un aumento della densità di colonna ($\Delta N_{\text{H}} \sim 0.24 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$). Un fenomeno di variabilità in banda 2 – 10 keV sembra presente anche tra le due osservazioni effettuate da GINGA a distanza di 5 giorni (30/11/1988 e 05/12/1988), di circa un fattore 2, mentre il successivo puntamento di ROSAT (27/11/1991) fornisce valori compatibili con la prima osservazione di EXOSAT, venendo in tal modo a chiudere un periodo di ~ 8 anni in cui la sorgente sembra aver attraversato una fase di minimo. Da ultimo, i dati ricavati da

ASCA rivelano un aumento del flusso di un fattore ≥ 2 in banda 0.4 – 1 keV rispetto a ROSAT in un arco temporale di ~ 30 mesi (nel sistema di riferimento dell'osservatore)

5.10 Risultati del *fit* simultaneo dei dati ASCA e ROSAT in banda 0.1 – 10 keV

In ultima analisi, nello studio delle proprietà spettrali di **MCG-5-23-16**, si è provveduto, diversamente da quanto effettuato prima, ad un *fit* contemporaneo dei dati di ASCA e di ROSAT in banda 0.1 – 10 keV, con un duplice scopo: anzitutto si intende verificare quanto possa aver inciso nella determinazione dei parametri il fatto di aver considerato due bande distinte (0.4 – 5.0 keV, 3 – 10 keV) per ASCA; inoltre si cerca di ottenere un miglioramento nella determinazione dei valori di Γ o di kT alle basse energie. I modelli a cui si è fatto ricorso sono quelli dai quali si erano ricavati i *fit* migliori in precedenza, in ogni caso modelli a doppia componente. Per ognuno di questi si è effettuato il *fit* con la riga del Fe larga e con la presenza o meno di una componente riflessa (con il valore di R fissato ad 1). Per ogni modello analizzato si è sempre verificato un miglioramento nel χ^2 di ~ 20 in presenza di riflessione, con un corrispondente e prevedibile aumento del valore medio di Γ di ~ 0.06 .

L'energia della riga del Fe risulta essere solo marginalmente compatibile (al 90 %) con il valore $E = 6.40$ keV del Fe neutro, ma questo fatto è spiegabile considerando quanto verificato dai dati del SIS1 e del GIS2 in precedenza. La riga, oltre ad essere particolarmente larga ($\text{FWHM} \simeq 77000 \text{ km s}^{-1}$), risulta possedere un larghezza equivalente notevole, il che può implicare la presenza di materia fredda che sottende una parte condiderevole della sorgente o materia parzialmente ionizzata. Se fosse quest'ultimo il caso, però, il centroide relativo all'energia della riga del Fe dovrebbe porsi ad E maggiori. Altre possibili spiegazioni di una tale larghezza equivalente di riga, tra l'altro presente in ogni modello, sono state prese in considerazione in precedenza.

Dai *fit* simultanei dei dati ASCA e ROSAT si ricava che il modello che si addice maggiormente è quello di doppia legge di potenza assorbita (fig. 5.15). Se, infatti, da un lato tutti i modelli forniscono circa lo stesso valore di χ^2 , dall'altro solo quello di doppia legge di potenza presenta pochi residui alle basse energie, laddove sia il modello di corpo nero, sia quello di *partial covering*

lasciano evidenti residui. In ogni caso, si conferma una pendenza spettrale per la parte *hard* dello spettro assai vicina al valore di NP94.

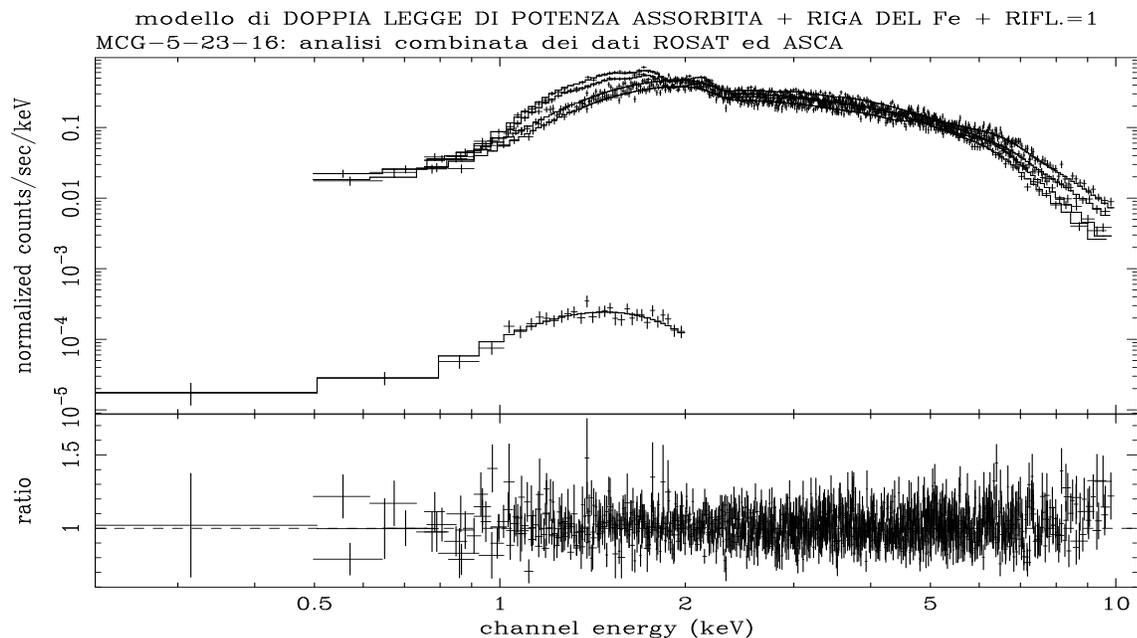


Figura 5.15: *Fit* simultaneo dei dati ROSAT ed ASCA: modello di doppia legge di potenza assorbita + riga larga del Fe + riflessione unitaria (Modello 1_1).

Anche un modello di bremsstrahlung termica (fig. 5.16) sembra in buon accordo con i dati, producendo un buon χ^2 , pochi residui nella parte *soft* e dei parametri che non si discostano dagli analoghi negli altri modelli.

Con la correzione di incertezze strumentali presenti tra 5 e 6 keV, attualmente oggetto di studio dell'ASCA *team*, si potrà meglio definire la complessità della riga (o più righe) del Fe e delinearne con maggior precisione la struttura e l'origine.

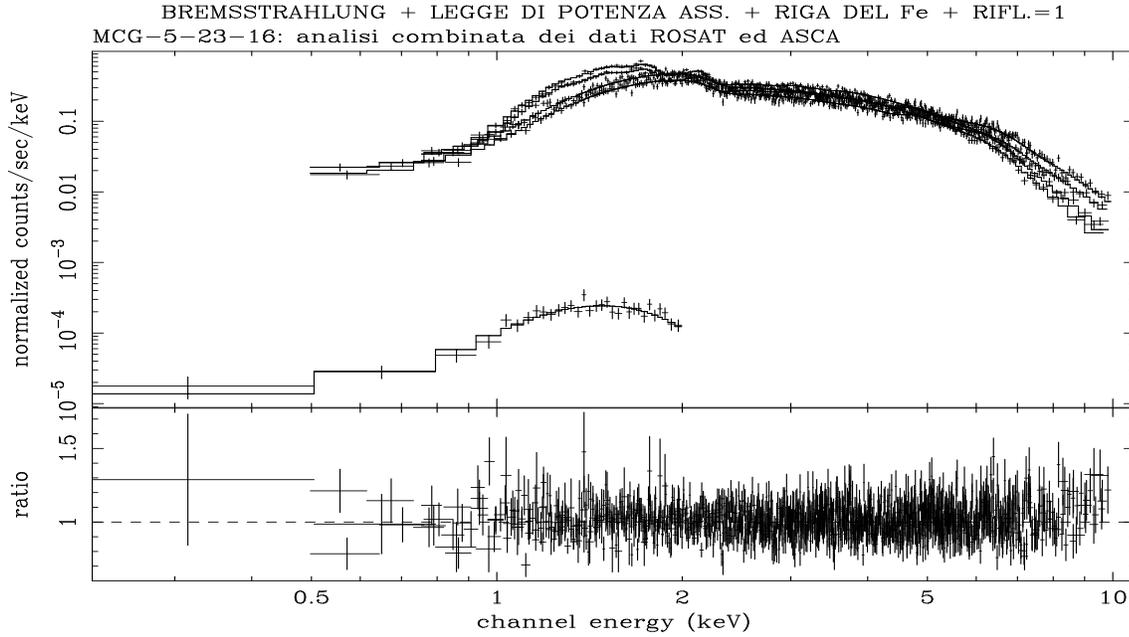


Figura 5.16: *Fit* simultaneo dei dati ROSAT ed ASCA: modello di bremsstrahlung + legge di potenza assorbita + riga larga del Fe + riflessione unitaria (Mod. 4_1).

TABELLA 18: Dati **ASCA** + Dati **ROSAT**: Analisi spettrale

Mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H (10^{22} cm^{-2})	Cvr Frac (%)	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl. ^b	χ^2/dof
1	$3.05^{+0.49}_{-0.57}$	1.92 ± 0.03	1.63 ± 0.03	$6.32^{+0.08}_{-0.09}$	$0.70^{+0.14}_{-0.12}$	447^{+101}_{-81}	1339/1139
1_1	$2.90^{+0.50}_{-0.59}$	1.98 ± 0.03	$1.67^{+0.04}_{-0.03}$	$6.29^{+0.09}_{-0.10}$	0.67 ± 0.15	354^{+93}_{-74}	1	1320/1139
2	$1.94^{+0.04}_{-0.03}$	1.68 ± 0.04	99.1 ± 0.1	$6.32^{+0.09}_{-0.08}$	$0.75^{+0.16}_{-0.13}$	503^{+120}_{-93}	1341/1140
2_1	$2.00^{+0.04}_{-0.03}$	$1.71^{+0.04}_{-0.03}$	99.1 ± 0.1	$6.29^{+0.10}_{-0.09}$	$0.71^{+0.17}_{-0.14}$	393^{+104}_{-83}	1	1321/1140
3	$0.13^{+0.02}_{-0.01}$	1.91 ± 0.03	1.60 ± 0.03	$6.31^{+0.09}_{-0.08}$	$0.68^{+0.14}_{-0.12}$	428^{+96}_{-68}	1337/1139
3_1	0.14 ± 0.02	$1.97^{+0.04}_{-0.02}$	$1.64^{+0.04}_{-0.03}$	$6.29^{+0.09}_{-0.10}$	$0.65^{+0.16}_{-0.14}$	342^{+87}_{-74}	1	1320/1139
4	$0.35^{+0.22}_{-0.08}$	$1.91^{+0.04}_{-0.03}$	$1.61^{+0.05}_{-0.04}$	$6.32^{+0.08}_{-0.09}$	$0.68^{+0.15}_{-0.11}$	433^{+104}_{-76}	1338/1139
4_1	$0.41^{+0.32}_{-0.11}$	1.98 ± 0.03	$1.66^{+0.05}_{-0.04}$	$6.29^{+0.09}_{-0.10}$	$0.66^{+0.16}_{-0.14}$	349^{+91}_{-74}	1	1320/1139

Nota: gli errori, laddove sono forniti, rappresentano il 90 % di confidenza per un parametro di interesse.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b Laddove è stata aggiunta una componente riflessa, le si è assegnato il valore unitario.

Modello 1: doppia legge di potenza + assorbimento intrinseco + riga del ferro.

Modello 1_1: doppia legge di potenza + assorbimento intrinseco + riga del ferro + componente riflessa unitaria.

Modello 2: *partial covering* + legge di potenza + riga del ferro.

Modello 2_1: *partial covering* + legge di potenza + riga del ferro + componente riflessa unitaria.

Modello 3: corpo nero + legge di potenza + assorbimento intrinseco + riga del ferro.

Modello 3_1: corpo nero + legge di potenza + assorbimento intrinseco + riga del ferro + componente riflessa unitaria.

Modello 4: bremsstrahlung + legge di potenza + assorbimento intrinseco + riga del ferro.

Modello 4_1: bremsstrahlung + legge di potenza + assorbimento intrinseco + riga del ferro + componente riflessa unitaria.

Capitolo 6

IC 5063

IC 5063 (PKS 2048-57) è una radiogalassia di media potenza radio (Log $L_{1.4GHz} \simeq 23.8 \text{ W Hz}^{-1}$, Simpson et al. 1994). Associata ad una ellittica gigante o S0 ($z = 0.011$), è dotata di una magnitudine superiore di un fattore ~ 2 rispetto a quella tipica delle galassie di Seyfert vicine (Ulvestad & Wilson 1984), il che ha portato ad una sua classificazione sia quale Sey 2 che *Narrow line radio galaxy* (NLRG, Caldwell & Phillips 1981). La sua struttura ottica mostra una pronunciata fascia di polvere che passa attraverso il nucleo della galassia ospite (Colina et al. 1991), mentre studi fotometrici in infrarosso hanno rivelato una forte emissione IR (Axon et al. 1982), interpretabile in termini di emissione da un nucleo attivo oscurato da gas e polvere, in linea con quanto asserito dal modello degli schemi unificati (Antonucci 1993 per una rassegna). La presenza di polvere, supportata anche da studi effettuati con il Telescopio Spaziale Hubble, induce a pensare ad un fenomeno di collisione galattica recente (Colina et al. 1991).

La scoperta in flusso polarizzato di una debole ed ampia riga $H\alpha$ in emissione, avente *Full Width Zero Intensity (FWZI, ampiezza ad intensità zero)* pari a $\sim 6000 \div 9000 \text{ Km s}^{-1}$ (Bergeron et al. 1983, Colina et al. 1990, Inglis et al. 1993, Axon et al. 1994), è un ulteriore punto a sostegno dell'ipotesi che il nucleo sia sostanzialmente quello di una Sey 1, parte della cui radiazione viene "scatterata" da materia che circonda la sorgente. A tale proposito, è stata scoperto che il campo di radiazione ionizzante è altamente anisotropo, con

conseguente formazione di una morfologia tipica ad “X” o conica, con angolo di apertura di $\sim 50^\circ$ ed estensione di ~ 22 Kpc. Esso è dovuto, con buona probabilità, proprio alla presenza di polvere e gas che oscurano la radiazione nucleare stessa (Colina et al. 1991).

Altra peculiarità di **IC 5063** è la presenza di una *narrow line region* non centrata nel *core* galattico (Wagner & Appenzeller 1990), nonché particolarmente estesa.

6.1 Riduzione dei dati ASCA

Per **IC 5063** si hanno a disposizione due osservazioni di ASCA, effettuate a distanza ravvicinata. Nell’analisi spettrale e di variabilità successiva si è utilizzata, però, soltanto la seconda, in quanto la prima manca dei dati del SIS1 e presenta, piú in generale, dati di bassa significatività.

Per la riduzione dei dati si sono ripetute le procedure descritte in precedenza per *MCG-5-23-16*, con utilizzo sempre del fondo-cielo locale, dopo aver effettuato delle verifiche in cui si è accertata la compatibilità dei risultati ottenuti con sottrazione del fondo locale e di quello fornito dall’*ASCA Team*. Dopo la fase di *screening*, sono rimasti utilizzabili ~ 20900 e 24300 secondi rispettivamente per i due SIS e per i due GIS. I raggi di estrazione dei fotoni provenienti dalla sorgente sono stati di $3'$ per i SIS e di $6'$ per i GIS, il che ha portato ad un totale di ~ 10000 fotoni utili complessivi. Gli eventi così ricavati sono stati raggruppati con un rapporto $S/N = 30$ per il SIS0, il SIS1 ed il GIS2, e con un $S/N = 40$ per il GIS3, al fine di avere dati sufficientemente significativi nella parte *soft* dello spettro.

Per la riduzione si sono utilizzati i pacchetti XSELECT versione 1.3, mentre per l’analisi spettrale il pacchetto XSPEC nella versione 9.0 (Arnaud 1996).

6.2 Analisi spettrale: introduzione

IC 5063 mostra chiaramente la presenza di una doppia componente spettrale e di un assorbimento in eccesso rispetto al valore galattico pari a $6.75 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ (Dickey & Lockman 1990). L'elevata densità di colonna presente nella sorgente, $N_{\text{H}} > 10^{23} \text{ cm}^{-2}$, caratterizza la forma dello spettro, facendolo "piegare" a $\sim 2.5 \text{ keV}$, pertanto appena sopra la banda di ROSAT, in cui infatti compare solo la componente a più bassa energia. È proprio grazie a ROSAT che si rende possibile un vincolo ai parametri spettrali che caratterizzano lo spettro *soft* e che in ASCA non sono ben limitati data la bassa significatività dei dati sotto 3 keV.

6.2.1 Modelli non termici

Un modello di semplice legge di potenza assorbita fornisce, eccezion fatta per il GIS3, uno spettro estremamente piatto ($\Gamma \sim 1.2 \div 1.3$) e dei *fit* non accettabili, dai quali risulta evidente la presenza di una componente *soft* ad energie inferiori a 2.5 keV.

Sia modelli di doppia legge di potenza assorbita che di *partial covering* garantiscono un buon *fit* dei dati, per tutti e quattro gli strumenti. La bassa significatività dei dati alle basse energie, nonostante il *rebinning* opportunamente scelto elevato, nonché la mancanza di un numero appropriato di canali (conseguenza, questa, anche della scelta precedente), impediscono di ottenere vincoli significativi sui parametri spettrali. Un risultato che, comunque, si evidenzia dai dati del SIS0, del GIS2 e del GIS3, è la compatibilità, entro gli errori, tra il Γ delle basse energie e quello della parte *hard* dello spettro, il che significa che la radiazione *soft* può essere originata da fenomeni di *scattering*. Se, infatti, si ipotizza la presenza di materia otticamente sottile sopra il toro molecolare, dal momento che la sezione d'urto Thomson non dipende a basse energie dall'energia del fotone incidente, a seguito dello *scattering* la forma spettrale non viene modificata, ovvero risulta che le leggi di potenza *soft* e *hard* hanno identico Γ . Nel SIS1 l'incompatibilità

tra Γ_{soft} e Γ_{hard} al 90 % si mostra sotto forma di notevoli residui ad energie inferiori ad 1 keV presenti nel modello di *partial covering*.

Per quanto riguarda il *range* a piú alte energie, è possibile un confronto significativo con i dati GINGA, sia nell'analisi di Koyama et al. (1992) che in quella di Smith e Done (1996). In linea generale, il quadro che emerge dalla componente *hard* dello spettro è che risulta caratterizzata da un Γ piatto, con $\Gamma \simeq 1.7$ nel SIS0, 1.4 nel SIS1, 1.3 nel GIS2 ed 1.9 nel GIS3, il quale, a parità di modello, individua sempre una pendenza spettrale *hard* piú ripida. Il Γ differente tra i vari strumenti, anche se i relativi valori rientrano entro gli errori al 90 %, è parzialmente da imputarsi alle differenze nelle colonne di densità: nel SIS1 e nel GIS2, in cui Γ risulta inferiore, N_{H} assume i valori minori.

Un Γ piatto emerge anche dai dati GINGA ($\Gamma = 1.48 \pm 0.14$, Koyama et al. 1992), accompagnato da una densità di colonna $N_{\text{H}} = 23.4^{+3.5}_{-3.0} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, entro i valori di ASCA al 90 %.

Sempre in tali modelli, si è poi aggiunta una riga del Fe a 6.4 keV, già presente nei dati GINGA (Koyama et al. 1992, Smith & Done 1996) e percettibile da alcuni residui presenti nel GIS2 (ma non modellabili con una riga) e soprattutto nei due SIS. In particolare, la riga del Fe, la cui energia è compatibile con lo stato neutro, risulta stretta ($\sigma_{\text{SIS1}} = 0.07^{+0.32}_{-0.07} \text{ keV}$, $\sigma_{\text{SIS0}} = 0.01^{+5.19}_{-0.01} \text{ keV}$), ma presenta limiti superiori elevati. Essa appare piú significativa nel SIS1 (> 99.9 %) che nel SIS0 (< 95 %). In piú, si può sottolineare, sia dai dati delle tabelle che dai contorni di confidenza (fig. 6.1), che la riga del Fe risulta stretta forse a causa della bassa statistica disponibile. La larghezza equivalente, $EW \simeq 180^{+150}_{-110} \text{ eV}$ in vari modelli del SIS1, rientra nel *range* dei valori forniti da GINGA ($EW = 230 \pm 100 \text{ eV}$, Koyama et al. 1992, $EW = 550^{+230}_{-260} \text{ eV}$, Smith & Done 1996), al pari della bassa pendenza spettrale. Nel complesso, quindi, la riga appare altamente significativa solo nel SIS1, ma per uno studio dettagliato della stessa occorrono tempi di esposizione superiori.

Dall'analisi dei dati, inoltre, non emerge la presenza della *edge* del Fe associata al suo stato neutro ($E = 7.1 \text{ keV}$), contrariamente ai dati GINGA (Koyama et

al. 1992).

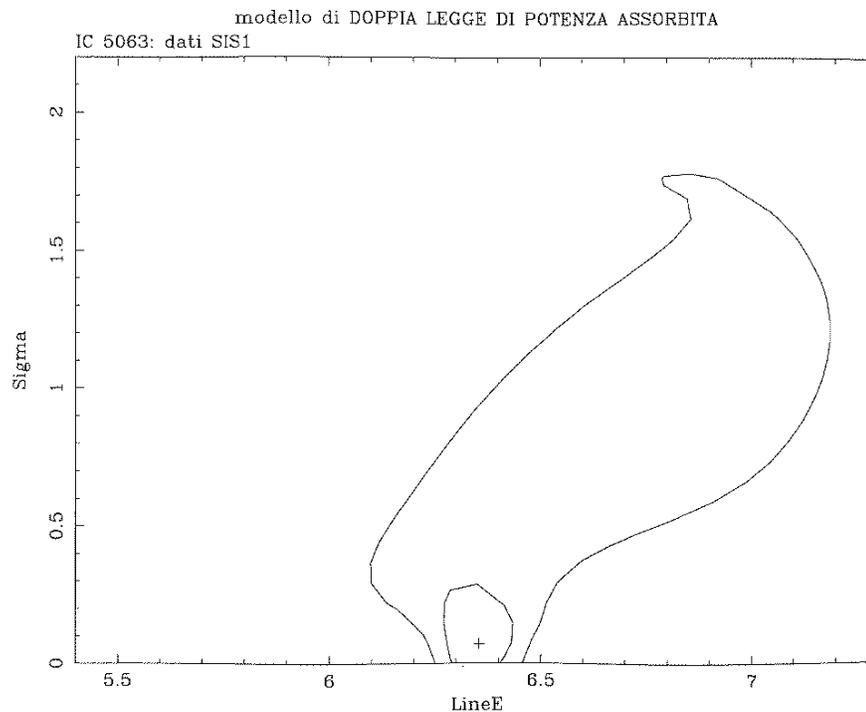


Figura 6.1: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per i parametri $E - \sigma$ relativi alla riga del Fe. I dati sono ricavati dal modello di doppia legge di potenza per il SIS1.

Il discorso inerente alla riga del ferro non può essere distinto da quello relativo alla presenza di una componente di riflessione. A tal proposito, al fine di verificare le variazioni indotte sul continuo dall'assunzione della riflessione, la si è aggiunta al modello di doppia legge di potenza assorbita. Lasciando libero R si ottengono limiti superiori estremamente elevati, specialmente nel GIS3 ($R \gg 23$), con irripidimento spettrale medio di contenuta entità ($\Delta\Gamma \simeq 0.01 \div 0.08$, $\Delta\Gamma \simeq 0.7$ per il GIS3). Con l'aggiunta di questa componente, non si registra in genere alcun miglioramento nel *fit*, il che è in accordo col fatto che, a parte il GIS3, per gli altri strumenti la riflessione è sempre compatibile con 0.

Fissare R ad 1 comporta un discreto irripidimento nello spettro, ma senza alcun miglioramento, se non nel GIS3, di una certa importanza. L'incertezza nella determinazione del Γ_{hard} già con un modello di doppia legge di potenza

assorbita si manifesta qui ulteriormente, in quanto non è ancora possibile valutare con sicurezza se la piattezza del Γ sia imputabile ad un fattore intrinseco alla sorgente, oppure all'effetto della riflessione. Sia in presenza di R , che in sua assenza, infatti, Γ rientra al 90 % nel *range* 1.95 ± 0.05 ritenuto rappresentativo per un campione di Seyfert 1 da NP94.

Nel GIS2 fissare Γ ad 1.95, ossia ad un valore superiore a quanto ricavato in precedenza, comporta un valore della riflessione elevato, mentre negli altri casi è sufficiente una modesta componente riflessa ($R < 0.25$) per ottenere $\Gamma = 1.95$. Anche in tal caso non si registrano miglioramenti.

Analogamente, dall'analisi di Smith e Done (1996) sui dati GINGA é evidente un irripidimento dello spettro allorché si consideri il contributo di una componente di riflessione. In un modello di legge di potenza assorbita con riga del ferro stretta e riflessione, quest'ultima è pari ad $R = 2.7^{+1.4}_{-1.7}$ e tende a migliorare il *fit*.

6.2.2 Modelli termici

Contrariamente ai modelli precedenti, quelli termici non sono in grado di riprodurre i dati di tutti e quattro i rivelatori di ASCA. Anzitutto si può escludere quale meccanismo di emissione *soft* della sorgente il modello di plasma caldo otticamente sottile (Raymond & Smith 1977), in quanto ampiamente insoddisfacente nel ridurre i residui e nel fornire valori fisicamente rilevanti. Tanto nel SIS0 quanto nei due GIS, inoltre, da un modello di bremsstrahlung termica, che pur fornisce discreti riscontri (nei GIS), si ricavano valori di kT poco limitati superiormente. Rispetto ad un modello di doppia legge di potenza assorbita, quello di bremsstrahlung fornisce un χ^2 analogo, mentre un peggioramento, comunque di lieve entità ($\Delta\chi^2 \simeq 1 \div 3$), si registra con un modello di corpo nero, a causa di residui sotto $1 \div 2$ keV. La bassa significatività dei dati a disposizione, d'altronde, non fornisce alcun chiarimento definitivo sul tipo di emissione *soft*, se non che un modello di Raymond – Smith (1977) non interpola bene i dati. L'ipotesi che il *soft excess* derivi da emissione di corpo nero o di bremsstrahlung per **IC 5063** è già stata

avanzata da Smith e Done (1996) sulla base dei dati GINGA, in cui il modello di *partial covering* fornisce valori di Γ troppo piatti per i dati.

Per ottenere un miglior vincolo sui parametri relativi all'emissione *soft* e per cercare di comprenderne meglio il meccanismo, si è provveduto ad analizzare i dati dei quattro strumenti insieme, laddove le differenze evidenziate in precedenza riguardavano principalmente i dati del GIS3. Un modello di singola legge di potenza assorbita fornisce un valore di $\Gamma = 1.43_{-0.18}^{+0.19}$ e necessita la presenza di una seconda componente con una significatività superiore al 99.99%.

Un modello di doppia legge di potenza assorbita fornisce un buon accordo con i dati, pur permanendo cospicui residui sotto 3 keV, sia per la notevole incertezza dei dati, sia, soprattutto, perché nel *fit* simultaneo si sommano tutti i residui individuati in precedenza. Con tale modello si ottengono parametri spettrali confrontabili con quelli dell'analisi di Awaki et al. (1996). Lo spettro *soft* sembra ben rappresentato da un $\Gamma = 1.94 \pm 0.55$ ($\Gamma = 1.9_{-0.4}^{+0.5}$ per Awaki et al. 1996), quello *hard* da $\Gamma = 1.60 \pm 0.20$, entro gli errori di quanto trovato da Awaki et al. (1996), così come la densità di colonna ($N_{\text{H}} = 21.8_{-2.0}^{+2.2} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$). La riga del Fe è ora difficile da inserire nel modello, in quanto la sistematicità dei dati dei SIS intorno a 6.4 keV viene a perdersi nel *flickering* dei dati dei GIS. In seguito, pertanto, verranno analizzati anche gli altri modelli in assenza di riga. Un modello di *partial covering* fornisce un Γ medio piatto ($\Gamma = 1.60$), con una frazione di sorgente coperta del $99_{-0.4}^{+0.2} \%$.

Un modello di bremsstrahlung termica produce un kT non ancora superiormente limitato, pur fornendo un *fit* ed un valore del χ^2 nel complesso analoghi ai precedenti, mentre un modello di corpo nero presenta più residui alle basse energie, oltre ad un χ^2 superiore ($\Delta\chi^2 = 9$ con un grado di libertà di differenza). In ogni caso, il Γ_{hard} che ne risulta è piatto, assestato intorno al valore 1.6.

L'aggiunta di una componente riflessa ad un modello non termico ne migliora il χ^2 di ~ 5.5 con un solo grado di libertà di differenza, fornendo un valore $R = 6.45$ non compatibile, al 90 %, con riflessione nulla. Il notevole valore di

R, sulla cui origine valgono i ragionamenti fatti per *MCG-5-23-16*, comporta un irripidimento nei valori medi di Γ di ~ 0.5 . Fissare R ad 1 porta ad un peggioramento in termini di χ^2 di ~ 3 (con un grado di differenza), mentre l'assunzione di $\Gamma = 1.95$ fornisce un $R = 4.41^{+3.34}_{-2.30}$, quindi ancora incompatibile con 0.

Nel complesso, quindi, la riflessione tende a migliorare il *fit* e a fornire, se fissata ad 1, un $\Gamma = 1.72 \pm 0.20$ in accordo, al 90 %, con $\Gamma = 1.95 \pm 0.05$ (NP94). Se, dunque, **IC 5063** è una sorgente fortemente assorbita, ma con un nucleo di Seyfert 1, come sembra dalla presenza della riga H α in emissione in flusso polarizzato, allora la sua pendenza spettrale tendenzialmente piatta può essere dovuta ad una componente di riflessione, come sembrano suggerire anche i dati di GINGA (Smith & Done 1996).

6.3 Variabilità della sorgente nei dati ASCA

Nell'esame delle curve di luce di **IC 5063**, sia in banda 0.4 – 2 keV che in quella 2 – 10 keV, non sembra presente alcuna forma di variabilità, anche se i dati GINGA (Koyama et al. 1992) facevano intravedere una variazione su un tempo scala di ~ 12 ore. Il flusso assorbito ricavato dai dati GINGA ed estrapolato in banda 0.2 – 3.5 keV, è $F_X \simeq 2 \times 10^{-13}$ ergs cm $^{-2}$ s $^{-1}$, quindi un fattore 2 inferiore al valore ottenuto da *Einstein* (Fabbiano et al. 1992). Dati ASCA nella stessa banda forniscono un flusso di poco superiore al valore di *Einstein* ed un fattore 3 maggiore rispetto ai dati GINGA, con un intervallo temporale tra le osservazioni dei due satelliti giapponesi di ~ 5 anni. Analogo discorso sembra valere per il flusso in banda 2 - 10 keV, il che permetterebbe di avvalorare l'ipotesi che l'emissione *soft*, variando come quella *hard*, abbia origine da fenomeni di *scattering*.

TABELLA 19: **SISO**: Analisi spettrale

Mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H ($\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$)	Cvr Frac (%)	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	$1.30^{+0.46}_{-0.41}$	$19.8^{+4.1}_{-3.5}$	121/54
2	$1.14^{+0.86}_{-0.83}$	$1.71^{+0.56}_{-0.48}$	$25.8^{+6.1}_{-4.9}$	54.5/52
2_1	$1.20^{+0.23}_{-0.40}$	$1.70^{+0.10}_{-0.11}$	$25.2^{+2.0}_{-1.9}$	$6.32^{+0.09}_{-0.40}$	$0.01^{+5.19}_{-0.01}$	$77.1^{+963}_{-67.8}$	51.1/49
4	$0.62^{+0.45}_{-0.20}$	$1.65^{+0.54}_{-0.44}$	$24.7^{+6.1}_{-4.6}$	57.6/52
5	1.48 ± 0.35	$20.5^{+2.7}_{-2.6}$	$98.9^{+0.5}_{-0.9}$	55.1/53
6	$1.14^{+0.86}_{-0.83}$	$1.72^{+0.90}_{-0.49}$	$25.9^{+6.1}_{-5.0}$	$0^{+11.9}_{-0}$	54.5/51
7	$1.16^{+0.86}_{-0.84}$	$1.83^{+0.56}_{-0.49}$	$25.7^{+6.1}_{-4.8}$	1 fisso	54.6/52
8	$1.09^{+0.81}_{-0.76}$	1.95 fisso	$26.9^{+2.6}_{-2.3}$	1 fisso	54.8/53
9	$1.09^{+0.90}_{-0.82}$	1.95 fisso	$26.7^{+4.0}_{-5.0}$	$1.17^{+6.34}_{-1.17}$	54.8/52

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

Modello 1: legge di potenza assorbita.

Modello 2: doppia legge di potenza assorbita.

Modello 2_1: doppia legge di potenza assorbita + riga del ferro.

Modello 4: corpo nero + legge di potenza assorbita.

Modello 5: partial covering + legge di potenza.

Modello 6: doppia legge di potenza assorbita + riflessione libera.

Modello 7: doppia legge di potenza assorbita + riflessione unitaria.

Modello 8: doppia legge di potenza assorbita con $\Gamma_2 = 1.95$ + riflessione unitaria.

Modello 9: doppia legge di potenza assorbita con $\Gamma_2 = 1.95$ + riflessione libera.

TABELLA 20: **SIS1**: Analisi spettrale

Mod.	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H ($\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$)	Cvr Frac (%)	$E_{K\alpha}$ (keV)	$\sigma_{K\alpha}$ (keV)	EW (eV)	Rifl.	χ^2/dof
1	$1.23^{+0.44}_{-0.40}$	$17.1^{+3.4}_{-3.1}$	86.3/44
2	$3.34^{+1.27}_{-1.08}$	$1.34^{+0.40}_{-0.41}$	$18.3^{+3.4}_{-3.2}$	36.4/42
2_1	$3.37^{+1.29}_{-1.07}$	$1.40^{+0.47}_{-0.43}$	$18.2^{+3.5}_{-3.3}$	$6.35^{+0.10}_{-0.11}$	$0.07^{+0.32}_{-0.07}$	128^{+105}_{-78}	27.8/39
3	$0.68^{+0.99}_{-0.31}$	$1.32^{+0.44}_{-0.42}$	$18^{+3.6}_{-3.2}$	37.3/42
3_1	$0.67^{+0.90}_{-0.30}$	$1.38^{+0.47}_{-0.43}$	$17.8^{+3.6}_{-3.2}$	$6.35^{+0.10}_{-0.13}$	$0.07^{+0.33}_{-0.07}$	180^{+164}_{-110}	28.5/39
4	$0.25^{+0.10}_{-0.07}$	$1.28^{+0.44}_{-0.40}$	$17.5^{+3.5}_{-3.0}$	39/42
4_1	$0.25^{+0.09}_{-0.07}$	$1.35^{+0.46}_{-0.43}$	$17.4^{+3.5}_{-3.1}$	$6.35^{+0.10}_{-0.13}$	$0.07^{+0.35}_{-0.07}$	182^{+148}_{-111}	30.2/39
5	$1.68^{+0.42}_{-0.40}$	$19.1^{+2.9}_{-2.7}$	$99.1^{+0.5}_{-0.6}$	43.9/43
5_1	$1.76^{+0.45}_{-0.42}$	$18.9^{+2.9}_{-2.6}$	$99.2^{+0.4}_{-0.7}$	$6.36^{+0.09}_{-0.11}$	$0.07^{+0.32}_{-0.07}$	180^{+149}_{-111}	35.3/40
6_1	$3.38^{+1.27}_{-1.06}$	$1.48^{+1.12}_{-0.51}$	$18.2^{+3.8}_{-3.3}$	$6.35^{+0.10}_{-0.12}$	$0.07^{+0.30}_{-0.07}$	173^{+165}_{-142}	$0.55^{+21.5}_{-0.55}$	27.8/38
7_1	$3.38^{+1.28}_{-1.07}$	$1.54^{+0.44}_{-0.45}$	$18.4^{+3.4}_{-3.3}$	$6.35^{+0.09}_{-0.11}$	$0.07^{+0.24}_{-0.07}$	168^{+138}_{-105}	1 fisso	27.8/39
9_1	$3.37^{+1.30}_{-1.07}$	1.95 fisso	$19.1^{+3.2}_{-3.3}$	$6.35^{+0.09}_{-0.10}$	$0.05^{+0.20}_{-0.05}$	145^{+213}_{-105}	$4.73^{+9.12}_{-4.48}$	28.2/39

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

In piú o di diverso, rispetto al caso del SIS0, vi sono i seguenti modelli:

Modello 3: bremsstrahlung + legge di potenza assorbita.

Modello 3_1: bremsstrahlung + legge di potenza assorbita + riga del ferro.

Modello 4_1: corpo nero + legge di potenza assorbita + riga del ferro.

Modello 5_1: partial covering + legge di potenza + riga del ferro.

Modello 6_1: doppia legge di potenza assorbita + riflessione libera + riga del ferro.

Modello 7_1: doppia legge di potenza assorbita + riflessione unitaria + riga del ferro.

Modello 9_1: doppia legge di potenza assorbita con $\Gamma_2 = 1.95$ + riflessione + riga del ferro.

TABELLA 21: **GIS2**: Analisi spettrale

Modello	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H ($\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$)	Cvr Frac (%)	Rifl.	χ^2/dof
1	$1.23^{+0.34}_{-0.32}$	$15.8^{+3.2}_{-2.9}$	91.1/78
2	$2.92^{+1.79}_{-1.73}$	$1.33^{+0.36}_{-0.33}$	$17.3^{+3.8}_{-3.3}$	69.4/76
3	$0.97^{+1.99}_{-0.59}$	1.33 ± 0.35	$17.1^{+4.0}_{-3.3}$	69.7/76
4	$0.30^{+0.27}_{-0.12}$	$1.28^{+0.36}_{-0.32}$	$16.4^{+3.6}_{-3.0}$	70.5/76
5	$1.40^{+0.33}_{-0.32}$	$16.6^{+2.8}_{-2.7}$	$98.4^{+0.7}_{-1.1}$	71.8/77
6	$2.95^{+1.85}_{-1.75}$	$1.41^{+0.74}_{-0.41}$	$17.2^{+3.9}_{-3.2}$	$0.72^{+12.7}_{-0.72}$	69.3/75
7	$2.96^{+1.82}_{-1.71}$	$1.44^{+0.35}_{-0.33}$	$17.2^{+3.7}_{-3.2}$	1 fisso	69.3/76
8	$2.27^{+1.76}_{-2.67}$	1.95 fisso	$21.9^{+3.0}_{-1.9}$	1 fisso	74.5/77
9	$3.03^{+1.84}_{-1.80}$	1.95 fisso	$17.6^{+4.0}_{-3.7}$	$6.68^{+10.1}_{-4.93}$	70.7/76

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

I modelli per i quali sono stati calcolati i parametri sono definiti come nelle due precedenti tabelle.

TABELLA 22: **GIS3**: Analisi spettrale

Modello	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H ($\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$)	Cvr Frac (%)	Rifl.	χ^2/dof
1	$1.73^{+0.35}_{-0.32}$	$22^{+3.8}_{-3.4}$	100/66
2	$1.52^{+1.32}_{-1.30}$	$1.92^{+0.45}_{-0.36}$	$25.7^{+5.9}_{-4.4}$	72.1/64
3	$8.84^{+1.91}_{-7.79}$	$1.91^{+0.42}_{-0.36}$	$25.6^{+5.2}_{-4.5}$	72.1/64
4	$0.52^{+0.91}_{-0.20}$	1.90 ± 0.37	$24.7^{+5.8}_{-4.3}$	72.8/64
5	$1.79^{+0.31}_{-0.30}$	$21.3^{+3.0}_{-2.8}$	$99.1^{+0.4}_{-0.6}$	71/65
7	$1.59^{+1.31}_{-1.30}$	$2.01^{+0.43}_{-0.35}$	$25.2^{+5.8}_{-4.1}$	1 fisso	70.5/64
8	$1.66^{+1.26}_{-1.13}$	1.95 fisso	$24.6^{+2.4}_{-2.0}$	1 fisso	70.6/65
9	$1.99^{+1.33}_{-1.24}$	1.95 fisso	$21.8^{+4.2}_{-4.0}$	$3.96^{+6.34}_{-3.80}$	69.2/64

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

I modelli per i quali sono stati calcolati i parametri sono definiti come nelle precedenti tabelle.

TABELLA 23: **SIS0 + SIS1 + GIS2 + GIS3**

Modello	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H ($\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$)	Cvr Frac (%)	Rifl.	χ^2/dof
1	$1.43^{+0.19}_{-0.18}$	$19^{+1.8}_{-1.6}$	410/251
2	1.94 ± 0.55	1.61 ± 0.20	$21.8^{+2.2}_{-2.0}$	253/249
3	$3.05^{+30.1}_{-1.69}$	$1.61^{+0.19}_{-0.20}$	$21.8^{+2.2}_{-2.1}$	254/249
4	$0.41^{+0.12}_{-0.08}$	$1.56^{+0.20}_{-0.19}$	$20.8^{+2.0}_{-1.9}$	262/249
5	$1.60^{+0.17}_{-0.16}$	$19.4^{+1.4}_{-1.3}$	$99^{+0.2}_{-0.4}$	253/250
6	$2.09^{+0.57}_{-0.56}$	$2.10^{+0.37}_{-0.39}$	21.1 ± 2.2	$6.45^{+10.5}_{-5.02}$	247/248
7	1.97 ± 0.55	1.72 ± 0.20	$21.8^{+2.1}_{-2.0}$	1 fisso	251/249
8	1.79 ± 0.54	1.95 fisso	23.9 ± 1.0	1 fisso	254/250
9	2.08 ± 0.56	1.95 fisso	$21.1^{+2.0}_{-2.1}$	$4.41^{+3.34}_{-2.30}$	248/249

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

I modelli per i quali sono stati calcolati i parametri sono definiti come nelle precedenti tabelle.

6.4 Riduzione dei dati ROSAT

IC 5063 è stata puntata da ROSAT in modalità *wobble on* per un tempo di osservazione di ~ 19300 secondi. Al fine di eliminare una certa contaminazione dalla regione circostante ad **IC 5063**, si è preferito sottrarre il contributo di un settore di ampiezza pari a $\sim 90^\circ$ e centrato nelle immediate vicinanze della sorgente. I fotoni provenienti da essa sono stati estratti da una regione circolare di raggio $\sim 3'$, mentre il *background* è stato scelto in una regione esterna del *detector* e priva di *ribs* ($R \sim 15'$), quindi corretta per il fenomeno del *vignetting*. I dati, estratti dai canali 20 – 200, sono stati raggruppati in modo da avere un rapporto $S/N = 4$.

Per la riduzione dei dati si è fatto uso della versione JAN95 del *software* MIDAS/EXSAS (Zimmermann 1993), mentre per l'analisi spettrale del pacchetto XSPEC (versione 9.0, Arnaud 1996).

6.5 Analisi spettrale dei dati ROSAT

Nella banda di ROSAT è possibile uno studio solo dello spettro *soft* di **IC 5063**, caratterizzato in ASCA da dati di modesta significatività.

Un modello di Raymond – Smith (1977) è stato subito rigettato per via dei notevoli residui alle basse energie.

Un modello di legge di potenza con assorbimento libero fornisce un valore della densità di colonna elevato ($N_H = 45.3_{-38.3}^{+58} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$), ma compatibile con quello galattico, e notevoli residui alle basse energie. Un *fit* decisamente migliore si ottiene allorché si fissi N_H a $6.75 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, il che fornisce $\Gamma_{\text{soft}} = 2.23_{-0.36}^{+0.33}$. Per ultimo si è posto Γ pari al valore ottenuto dal *fit* simultaneo dei dati ASCA: la densità di colonna che ne deriva è compatibile col valore galattico ($N_H = 5.98_{-1.74}^{+3.79} \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$) ed il *fit*, nel complesso, appare buono ($\chi^2 = 10.4/10$).

Gli stessi tipi di *fit* si sono ripetuti con un modello di bremsstrahlung; N_H fissato a quello galattico garantisce, con ROSAT, un limite superiore al valore di kT ($kT = 0.98_{-0.29}^{+0.62} \text{ keV}$), mentre $kT = 3.05 \text{ keV}$, come ricavato da ASCA,

peggiora notevolmente il *fit* ($\Delta\chi^2 = 10$ a parità di gradi di libertà).

Infine, un modello di corpo nero ($kT = 0.26^{+0.04}_{-0.06}$ keV) è quello che fornisce i riscontri migliori, con un abbassamento dei residui alle basse energie ($\chi^2 = 4.88/11$).

In un modello con N_H pari al valore galattico, quindi, ROSAT sembra preferire un meccanismo di tipo termico per il *soft* di **IC 5063**.

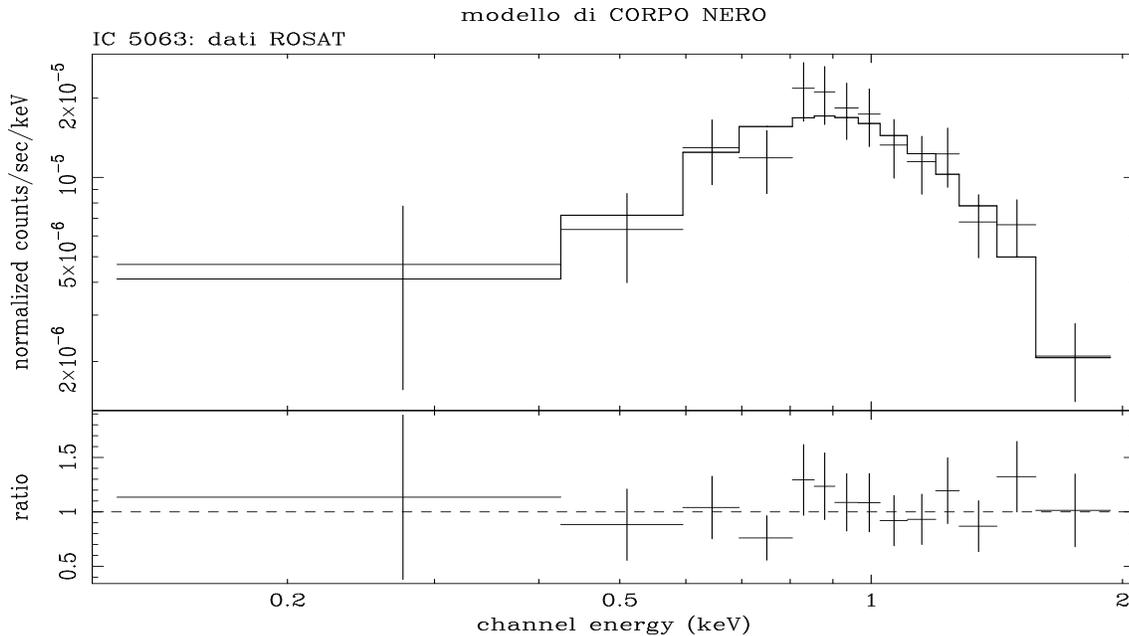


Figura 6.2: Modello di corpo nero con assorbimento libero.

6.6 Variabilità della sorgente nei dati ROSAT

I flussi dedotti dai vari *fit* sui dati ROSAT non mostrano alcuna variazione rispetto a quelli di ASCA. Nel periodo di osservazione di **IC 5063** sembra presente una forma di variabilità di un fattore $\sim 2.7 \div 3$ in un intervallo di ~ 20 ore, ma la bassa statistica, nonché il fatto che il trend più evidente di variabilità appare concentrarsi nell'ultima fase del puntamento, con tutti i possibili problemi che ne possono derivare, non permettono di credere pienamente al processo di cui sopra. In aggiunta, le curve di luce in banda 0.4 – 2 keV dei

dati ASCA, sia della prima osservazione (non considerata in sede di analisi spettrale), sia della seconda, non evidenziano nulla del genere.

IC 5063: Dati ROSAT

TABELLA 24: Analisi spettrale

Modello	Γ/kT^a	N_H ($\times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$)	χ^2/dof	Banda 0.4 – 2 keV			
				ass.		non ass.	
				F_X	L_X	F_X	L_X
wa + po^b	$4.66^{+3.38}_{-2.46}$	$45.3^{+58}_{-38.3}$	5.90/11	1.71	8.93	19.9	10.7
.....	$2.23^{+0.33}_{-0.36}$	6.75 fisso	8.79/12	1.93	10.1	2.56	1.35
.....	1.94 fisso	$5.98^{+3.79}_{-1.74}$	10.4/12	1.90	9.91	2.38	1.25
wa + brem^c	$0.51^{+1.11}_{-0.11}$	$22.2^{+32.8}_{-18}$	5.91/11	1.72	8.98	4.61	2.44
.....	$0.98^{+0.62}_{-0.29}$	6.75 fisso	6.50/12	1.88	9.85	2.49	1.31
.....	3.05 fisso	$4.03^{+3.04}_{-1.42}$	12.4/12	1.85	9.62	2.12	1.11
wa + bbody^d	$0.26^{+0.04}_{-0.08}$	$2.35^{+24.5}_{-2.20}$	4.88/11	1.73	9.07	1.89	0.99
.....	0.24 ± 0.03	6.75 fisso	5.58/12	1.69	8.85	2.18	1.14

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV, i flussi in unità di $10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ e le luminosità in unità di 10^{40} (*assorbite*) e 10^{41} (*non assorbite*) ergs s^{-1} (con i consueti valori di H_0 e di Ω_0).

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

^b Modello di legge di potenza assorbita.

^c Modello di bremsstrahlung termica assorbita.

^d Modello di corpo nero assorbito.

6.7 Analisi combinata dei dati ASCA e ROSAT

In ultima analisi si sono analizzati combinati i dati ROSAT ed ASCA. I primi, anche se in numero limitato, permettono una conoscenza più indicativa dello spettro *soft*, mentre i secondi garantiscono la definizione dello spettro ad energie maggiori. Nei *fit* non si è tenuto conto della riga del ferro, ma si ritiene che abbia, in quanto stretta, un peso relativo nella determinazione della pendenza del continuo. Con ogni modello, lo spettro *hard* di IC 5063

è rappresentato da una legge di potenza piatta ($\langle \Gamma \rangle = 1.58 \pm 0.18$), non compatibile con $\Gamma = 1.95$ di NP94, a meno di non includere una componente di riflessione. Il Γ_{soft} che ne deriva risulta più ripido ($\Gamma = 2.15_{-0.31}^{+0.29}$) e non rientra nel *range* di variazione del Γ_{hard} al 90 %, da cui consegue un peggioramento con un modello di *partial covering* ($\Delta\chi^2 = 6$ con un grado di differenza). L'aggiunta di una componente riflessa tende a migliorare il *fit*, ma il valore ricavato ($R = 6.74_{-5.14}^{+10.6}$) comporta anche un notevole irripidimento dello spettro ($\Delta\Gamma \sim 0.5$). Significativo è il valore $\Gamma = 1.70_{-0.19}^{+0.18}$ che si ricava fissando il valore della riflessione ad 1, in quanto marginalmente compatibile con NP94.

I dati ROSAT lasciano notevoli residui sotto 1 keV allorché si cerchi di rappresentare lo spettro *soft* con un modello di corpo nero, probabilmente a causa del maggior peso nel *fit* dei dati ASCA. Un modello di bremsstrahlung ($kT = 1.42_{-0.43}^{+1.07}$ keV), sia in termini di χ^2 che di interpolazione dei dati, è comparabile con un modello non termico.

Un modello di *warm absorber* non ha dato risultati accettabili, pertanto non lo si è incluso in tabella.

In definitiva, un chiarimento sull'origine dello spettro *soft* di **IC 5063** potrà venire solo da ulteriori considerazioni di tipo osservativo, quali sono state negli ultimi anni la scoperta di un cono di fotoionizzazione ad "X" (Colina et al. 1991) o della riga $H\alpha$ in flusso polarizzato (Bergeron et al. 1983, Colina et al. 1990, Inglis et al. 1993, Axon et al. 1994), oppure da studi di variabilità. Dall'analisi dei dati a disposizione si evince un miglior *fit* dei dati ROSAT con modelli di tipo termico (specialmente emissione di corpo nero) e dei dati ASCA con modelli non termici. Se la variabilità dei dati ROSAT fosse reale e non spuria, la breve scala temporale farebbe propendere per un meccanismo non termico.

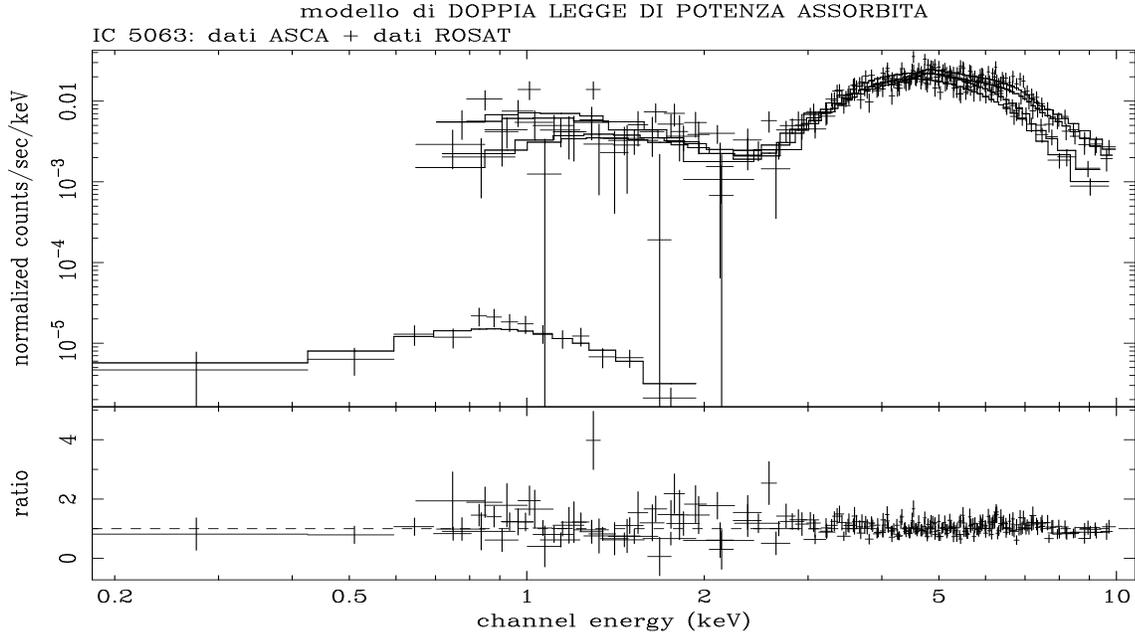


Figura 6.3: *Fit* simultaneo dei dati ASCA e ROSAT per un modello di doppia legge di potenza assorbita (Modello 2).

IC 5063: *Dati ASCA + dati ROSAT*

TABELLA 25: Analisi spettrale

Modello	Γ_1/kT^a	Γ_2	N_H ($\times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$)	Cvr Frac (%)	Rifl.	χ^2/dof
2	$2.15^{+0.29}_{-0.31}$	$1.59^{+0.20}_{-0.19}$	$21.5^{+1.9}_{-1.8}$	262/263
3	$1.42^{+1.07}_{-0.43}$	$1.55^{+0.20}_{-0.18}$	$20.8^{+1.9}_{-1.8}$	265/263
4	$0.28^{+0.05}_{-0.03}$	$1.47^{+0.20}_{-0.17}$	$19.5^{+1.8}_{-1.6}$	280/263
5	1.70 ± 0.16	20.1 ± 1.3	$99.1^{+0.2}_{-0.3}$	268/264
6	$2.19^{+0.29}_{-0.30}$	$2.10^{+0.37}_{-0.39}$	20.9 ± 2.0	$6.74^{+10.6}_{-5.14}$	256/262
7	$2.16^{+0.29}_{-0.31}$	$1.70^{+0.18}_{-0.19}$	21.5 ± 1.8	1 fisso	260/263
8	$2.10^{+0.29}_{-0.31}$	1.95 fisso	$23.6^{+1.0}_{-0.9}$	1 fisso	264/264
9	$2.19^{+0.29}_{-0.31}$	1.95 fisso	$20.8^{+1.9}_{-1.8}$	$4.62^{+3.24}_{-2.35}$	257/263

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

kT è tabulato in keV.

^a A seconda del tipo di modello, termico o non.

I modelli per i quali sono stati calcolati i parametri sono definiti come nelle tabelle relative

ai dati del SIS0 di ASCA, quindi:

Modello 1: legge di potenza assorbita.

Modello 2: doppia legge di potenza assorbita.

Modello 2.1: doppia legge di potenza assorbita + riga del ferro.

Modello 3: bremsstrahlung termica + legge di potenza assorbita.

Modello 4: corpo nero + legge di potenza assorbita.

Modello 5: partial covering + legge di potenza.

Modello 6: doppia legge di potenza assorbita + riflessione libera.

Modello 7: doppia legge di potenza assorbita + riflessione unitaria.

Modello 8: doppia legge di potenza assorbita con $\Gamma_2 = 1.95$ + riflessione unitaria.

Modello 9: doppia legge di potenza assorbita con $\Gamma_2 = 1.95$ + riflessione libera.

TABELLA 25_bis: Flussi & Luminosità

Banda 0.4 – 2 keV				Banda 2 – 10 keV			
ass.		non ass.		ass.		non ass.	
F_X^a	L_X^b	F_X^a	L_X^c	F_X^d	L_X^e	F_X^d	L_X^f
1.6 ÷ 1.9	8.0 ÷ 10	1.9 ÷ 2.5	1.0 ÷ 1.3	1.5	7.7	3.3 ÷ 3.8	1.7 ÷ 2

Nota: le luminosità sono state calcolate con l'assunzione di $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ e $\Omega_0 = 0$.

I modelli seguono la numerazione della tabella precedente.

^a In unità di $10^{-13} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

^b In unità di $10^{40} \text{ ergs s}^{-1}$.

^c In unità di $10^{41} \text{ ergs s}^{-1}$.

^d In unità di $10^{-11} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

^e In unità di $10^{42} \text{ ergs s}^{-1}$.

^f In unità di $10^{43} \text{ ergs s}^{-1}$.

Capitolo 7

NGC 3998

NGC 3998, classificato quale LINER ed associato ad una galassia di tipo S0, ospita una sorgente nucleare compatta (Condon & Dressel 1978, Fabbiano et al. 1989) e mostra un'ampia riga H α in emissione (Blackman et al. 1983, Filippenko & Sargent 1985). La luminosità ricavata dai primi studi effettuati col contatore proporzionale ad immagine (*Image Proportional Counter*, IPC) a bordo del satellite *Einstein* colloca **NGC 3998** entro la schiera degli AGN di bassa luminosità (*Low Luminosity Active Galactic Nuclei*, LLAGN). La regione centrale della galassia è caratterizzata sia da spettri con righe di bassa ionizzazione in emissione (Baum et al. 1992, Heckman et al. 1980, Keel 1983), sia da dischi di emissione circumnucleari (Ford et al. 1986). **NGC 3998** è stata studiata anche in IR quale parte di un campione di LINERS da parte del satellite IRAS (Willner et al. 1985) ed in UV tramite l'*International Ultraviolet Explorer* (IUE, Reichert et al. 1992), da cui si è ricavata la presenza di una forte ed ampia riga di emissione del MgII ($\lambda = 2800 \text{ \AA}$).

L'emissione X nell'*Einstein* IPC appare non risolta. La presenza di una sorgente radio nucleare, il forte eccesso ultravioletto, nonché l'assenza di variabilità riscontrata dai dati GINGA (Awaki et al. 1991) su scale inferiori a 3×10^4 secondi fanno pensare ad un buco nero di massa M compresa tra 10^4 e $10^8 M_{\odot}$ (Fabbiano et al. 1994, Fabbiano 1996). La luminosità, analoga a quello di un LLAGN, fa propendere, invece, per un possibile buco nero di massa modesta o, forse, per un oggetto di grande massa, ma in fase di quiescenza

(Awaki et al. 1991).

7.1 Riduzione dei dati ASCA

L'analisi dei dati di ASCA relativi ad **NGC 3998** non è completa, a causa di problemi ai due SIS: nel SIS1 manca completamente l'immagine, mentre i dati ricavati dal SIS0 appaiono di bassa qualità e forniscono dei risultati non in sintonia con quelli dei due GIS, pertanto si è ritenuto opportuno considerare solo questi ultimi nello studio della sorgente. In fase di riduzione dati si sono applicati i criteri di *screening* utilizzati in precedenza per *MCG-5-23-16* e per *IC 5063*, con raggi di estrazione di $6'$ per la sorgente e di $\sim 7'$ per il fondo-ciolo, scelto localmente. Alla fine è risultato utilizzabile un tempo di ~ 39700 secondi, per un totale di ~ 34000 fotoni utili equamente ripartiti tra i due rivelatori. Il rapporto S/N è stato scelto pari a 20 per entrambi i *dataset*.

I dati sono stati ridotti con i pacchetti di XSELECT ed analizzati con la versione 9.0 di XSPEC (Arnaud 1996).

7.2 Analisi spettrale in banda 0.7 – 10 keV

Contrariamente ad *MCG-5-23-16* e ad *IC 5063*, lo spettro di **NGC 3998** risulta costituito da una sola componente. Data la bassa sensibilità dei GIS per colonne di densità inferiori a 10^{21} cm^{-2} , una volta confermata la compatibilità di N_{H} con quello galattico ($N_{\text{H}_{gal}} = 1.22 \times 10^{20}$ cm^{-2} , Dickey & Lockman 1990), si sono prevalentemente utilizzati modelli con N_{H} fissato. A differenza di Serlemitsos et al. (1996), non si riscontra la necessità di una seconda componente assorbita, né i dati danno risultati positivi ad un modello di bremsstrahlung o ad uno di plasma otticamente sottile (Raymond & Smith 1977). Nonostante **NGC 3998** appartenga alla categoria di galassie S0 luminose in X, la cui emissione risulta spesso consistente con emissione termica otticamente sottile da un alone caldo (Trinchieri et al. 1986), già dati GINGA avevano rivelato l'incompatibilità di un modello di Raymond e Smith

per NGC 3998 (Awaki et al. 1991), mentre un modello di bremsstrahlung sembrava rendere conto dell'emissività della sorgente ($kT = 8.3 \pm 0.2$ keV). Sia il GIS2 che il GIS3 propendono, invece, per un modello di legge di potenza, con $\Gamma = 1.85$ ed assorbimento compatibile con quello galattico. Oltre ad una riduzione dei residui in corrispondenza di tale modello, rispetto a quelli termici il miglioramento nel χ^2 è ~ 25 nel GIS2 e ~ 44 nel GIS3, quindi altamente significativo. L'unico problema di questo modello di legge di potenza è la presenza di certi residui oltre 7 keV, che, però, possono essere in parte ascrivibili ad incertezze di calibrazione presenti tra 6 ed 8 keV nelle matrici di risposta. Si è provato, inoltre, a rappresentare, ma senza successo, una struttura intorno a 7 keV, più evidente nel GIS2 che nel GIS3, con una *edge* di assorbimento, che potrebbe essere quella del Fe e, perciò, connessa alla riga del Fe a 6.4 keV. A tal proposito, un eccesso di conteggi in prossimità di 6.4 keV viene ridotto nel GIS3 con l'introduzione di una riga stretta del ferro, come risulta anche da un miglioramento nel χ^2 ($\Delta\chi^2 \sim 6 \div 7$ con 3 gradi di libertà di differenza), che corrisponde ad una significatività superiore al 99.5 % (fig. 7.1). Un analogo *fit* non risulta possibile nel GIS2, probabilmente per il numero limitato di canali intorno alla riga stessa, il che si traduce in un'incapacità di modellare i pur presenti residui con una riga. La larghezza della riga, che nel GIS3 risulta di $\sigma = 0.01_{-0.01}^{+0.40}$ keV, quindi compatibile anche con valori elevati, è forse da imputarsi proprio alla mancanza di statistica nella regione di interesse. In altre parole, se si potesse fare affidamento su un tempo di integrazione maggiore, probabilmente la riga apparirebbe in tutta la sua larghezza. La larghezza equivalente corrispondente è di 200_{-139}^{+161} eV.

Dopo aver analizzato singolarmente i dati dei due GIS, si è proceduto ad un *fit* simultaneo, sempre con N_H fissato. In virtù di un'accresciuta statistica intorno a 6.4 keV, la larghezza della riga del Fe è ora di 1.2×10^{-4} keV, sempre compatibile con larghezze maggiori e con 0. Il miglioramento rispetto ad una legge di potenza priva di riga è di $\Delta\chi^2 = 4$ con 3 gradi di libertà di differenza, corrispondente ad una significatività inferiore al 95 %. È possibile che la minor

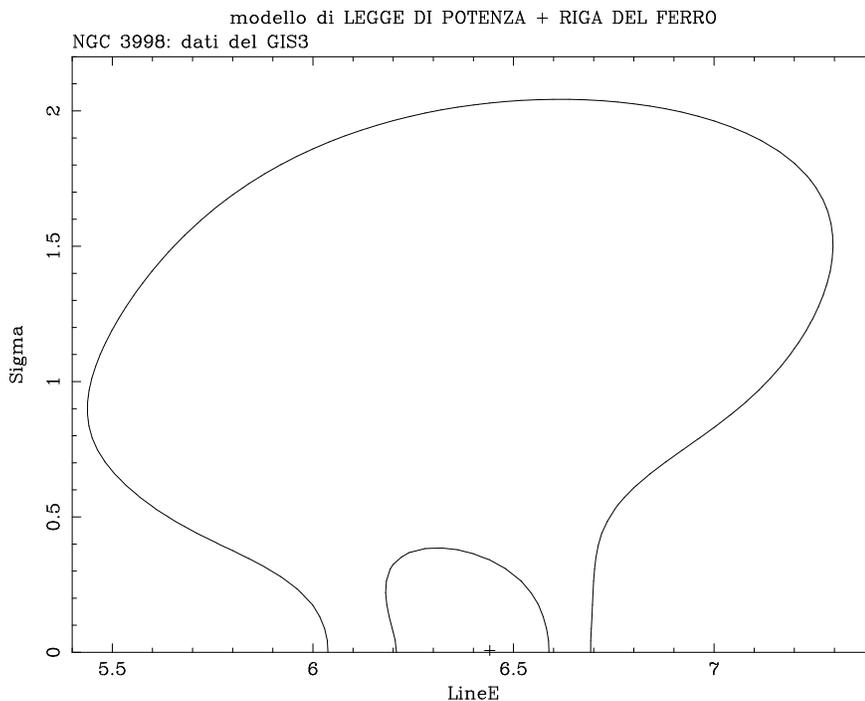


Figura 7.1: Contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % per la coppia $E - \sigma$ della riga del ferro nel GIS3 per un modello di legge di potenza.

significatività della riga rispetto ai dati del solo GIS3, nonostante una statistica superiore, sia imputabile ad una differenza di guadagno tra GIS2 e GIS3, il che comporta uno *shift* della scala delle energie che, anche se di piccola entità (pochi eV), può rendere più difficile il *fit* simultaneo della riga stessa.

Nel complesso, quindi, un modello di legge di potenza con $\Gamma = 1.85 \pm 0.03$ con l'aggiunta di una riga del Fe ($E = 6.44_{-0.07}^{+0.19}$ keV) stretta riproduce bene i dati. Anche dall'analisi dei dati GINGA condotta da Awaki et al. (1991) emergeva un buon *fit* con un modello di legge di potenza, leggermente più ripida ($\Gamma = 2.0 \pm 0.1$) e senza la necessità di una riga del ferro, intorno alla cui energia la miglior risoluzione di ASCA permette, però, studi più dettagliati.

Da ultimo, partendo dalle analoghe risposte, a parità di modello, dei due GIS, si sono provati modelli in cui alla legge di potenza più riga del ferro si è aggiunta una componente di riflessione, come è stato effettuato anche per *MCG-5-23-16* e per *IC 5063*. L'aggiunta della riflessione, il cui parametro rappresentativo R è stato inizialmente lasciato libero di variare, non ha migliorato il *fit* e certi

residui oltre 8 keV presenti nei *fit* precedenti non sono cambiati. R risulta compatibile con 0 ed, in ogni caso, inferiore ad 1. Un peggioramento nel *fit* si registra allorché si fissi R ad 1, con un conseguente debole irripidimento spettrale ($\Delta\Gamma = 0.03$). Il passo successivo si è articolato su due punti: anzitutto si è valutato il peso della componente riflessa su uno spettro di pendenza spettrale fissata al valore di miglior *fit* 1.85, poi si è ripetuta la verifica assumendo $\Gamma = 1.95$, pari al valore trovato da NP94 per un campione di Sey 1. Con $\Gamma = 1.85$ la riflessione risulta di debole consistenza e compatibile con 0, mentre fissando sia R ad 1 sia Γ ad 1.85 si ha un peggioramento nel *fit*. Ulteriori aumenti nel χ^2 ridotto si sono registrati con $\Gamma = 1.95$ ed R libero ($R = 2.03_{-0.80}^{+0.82}$) e con entrambi fissati. La riflessione, quindi, sembra non essere presente o, comunque, appare modesta ($R < 0.88$), con una bassa influenza sul Γ della legge di potenza che sembra ben adattarsi ai dati dei due GIS.

7.3 Variabilità in ASCA

NGC 3998 non sembra mostrare alcuna significativa forma di variabilità durante l'osservazione ASCA, sia in banda 0.4 – 2 keV che in quella 2 – 10 keV. L'assenza di variabilità su scale compatibili con quella di ASCA era già emersa dall'osservazione GINGA, in cui il *count rate* si manteneva pressoché costante in 3×10^4 secondi. **NGC 3998**, in ogni caso, è andata soggetta in passato a variabilità in flusso, come testimoniato da un incremento di un fattore ~ 3 tra l'osservazione di *Einstein* nel 1979 (Dressel & Wilson 1985), in cui il flusso F_X non assorbito in banda 0.4 – 3.5 keV è di 5.0×10^{-12} ergs $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, e quello GINGA nel 1988 (Awaki et al. 1991), in cui $F_X = 1.6 \times 10^{-11}$ ergs $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ nel medesimo *range*. Da questa variazione in flusso nell'arco di ~ 9 anni si deduce che le dimensioni della regione X-emittente non debbono essere superiori a 3 pc, escludendo pertanto la possibilità che l'emissione X provenga da un esteso alone caldo associato alla galassia. Sempre dai dati GINGA si ricava, inoltre, un flusso *hard* in banda 4.5 – 9 keV comparabile con quello in banda 1 – 4.5 keV. Dai dati ASCA, al contrario, si dimostra un accresciuto

contributo del flusso in banda 1 – 4.5 keV, che arriva ad essere ~ 1.8 volte quello nella banda a piú alte energie. Il flusso X in banda 0.4 – 3.5 keV risulta in ASCA ($F_X = 7.5 \times 10^{-12}$ ergs cm $^{-2}$ s $^{-1}$) piú vicino al valore *Einstein* che a quello GINGA, rivelando quindi una diminuzione intercorsa tra il 1988 ed il 1994 di un fattore ~ 2 e limitando, pertanto, le dimensioni della regione X-emittente.

Anche in banda 2 – 10 keV è evidente una variazione della sorgente, allorché si confronti $L_X \sim 10^{42}$ ergs s $^{-1}$ trovato da GINGA con $L_X \sim 3.5 \times 10^{41}$ ergs s $^{-1}$ di ASCA. I flussi e le luminosità di **NGC 3998** sono tabulati in tabella 28_bis.

Di interessante vi è da notare la possibilità di una correlazione tra flusso X e pendenza spettrale: F_X risulta minimo con *Einstein*, in corrispondenza del quale Γ è inferiore ($\Gamma = 1.25_{-0.41}^{+0.58}$, Malaguti et al. 1994), intermedio con ASCA ($\Gamma = 1.85 \pm 0.03$) e massimo con GINGA ($\Gamma = 2.0 \pm 0.1$).

TABELLA 26: **GIS2**: Analisi spettrale in banda 0.7 – 10 keV

Modello	N_{H} ($\times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$)	kT (keV)	Γ	Abb. ^e	χ^2/dof
wa+po ^a	1.22 fisso	$1.82^{+0.05}_{-0.04}$	272/247
..... ^b	$2.52^{+5.94}_{-2.52}$	$1.84^{+0.08}_{-0.07}$	272/246
wa+brem ^c	1.22 fisso	$5.67^{+0.60}_{-0.51}$	297/247
wa+rs ^d	1.22 fisso	$5.50^{+0.67}_{-0.49}$	$0.11^{+0.13}_{-0.11}$	295/246

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

^a Legge di potenza + assorbimento galattico.

^b Legge di potenza + assorbimento libero di variare.

^c Bremsstrahlung termica + assorbimento galattico.

^d Plasma termico di Raymond-Smith + assorbimento galattico.

^e Le abbondanze sono riferite a quelle solari.

TABELLA 27: **GIS3**: Analisi spettrale in banda 0.7 – 10 keV

Modello	N_{H} ($\times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$)	kT (keV)	Γ	$E_{\text{K}\alpha}$ (keV)	$\sigma_{\text{K}\alpha}$ (keV)	EW (eV)	χ^2/dof
wa+po	1.22 fisso	1.86 ± 0.04	264/267
wa+po+zga ^a	1.22 fisso	1.87 ± 0.04	$6.44^{+0.16}_{-0.30}$	$0.01^{+0.40}_{-0.01}$	200^{+161}_{-139}	258/264
wa+po	$2.30^{+5.45}_{-2.30}$	$1.87^{+0.08}_{-0.06}$	264/266
wa+po+zga	$3.94^{+3.03}_{-3.94}$	1.91 ± 0.08	$6.43^{+0.16}_{-0.26}$	$0.02^{+0.54}_{-0.02}$	218^{+479}_{-143}	257/263
wa+brem	1.22 fisso	$5.31^{+0.49}_{-0.44}$	308/267
wa+rs	1.22 fisso	$5.08^{+0.43}_{-0.42}$	298/266

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

I modelli sono definiti come nel caso precedente. In piú è presente:

^a Modello di legge di potenza con assorbimento galattico piú riga del ferro.

TABELLA 28: **GIS2 + GIS3**: Analisi spettrale in banda 0.7 – 10 keV

Modello	N_{H} ($\times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$)	Γ	$E_{\text{K}\alpha}$ (keV)	$\sigma_{\text{K}\alpha}^b$ ($\times 10^{-4} \text{ keV}$)	EW (eV)	Ref	χ^2/dof
wa+po	1.22 fisso	1.84 ± 0.03	537/516
.....	$2.37^{+3.99}_{-2.37}$	$1.85^{+0.06}_{-0.05}$	536/515
wa+po+zga	1.22 fisso	1.85 ± 0.03	$6.44^{+0.19}_{-0.07}$	$1.17^{+0.80}_{-1.17} \text{ keV}$	116^{+139}_{-103}	533/513
wa+ref+po+zga^a	1.22 fisso	$1.85^{+0.04}_{-0.03}$	$6.44^{+0.18}_{-0.23}$	1.2 F	116^{+102}_{-103}	$0^{+0.88}_{-0}$	533/513
.....	1.22 fisso	$1.88^{+0.03}_{-0.02}$	6.43	1.2 F	$76.7^{+94.3}_{-...}$	1 fisso	536/514
.....	1.22 fisso	1.85 fisso	6.42	1.2 F	$44.3^{+89.7}_{-...}$	1 fisso	540/515
.....	1.22 fisso	1.85 fisso	$6.44^{+0.18}_{-0.23}$	1.2 F	116^{+100}_{-102}	$0^{+0.58}_{-0}$	533/514
.....	1.22 fisso	1.95 fisso	6.42	1.2 F	$75^{+100}_{-...}$	$2.03^{+0.82}_{-0.80}$	545/514
.....	1.22 fisso	1.95 fisso	$6.44^{+0.15}_{-0.20}$	1.2 F	146^{+102}_{-103}	1 fisso	549/515

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

^a Modello con legge di potenza + assorbimento galattico + riga del Fe + riflessione.

^b Laddove non sono presenti gli errori, il valore è da ritenersi fissato (F).

TABELLA 28_bis: Flussi & Luminosità

Banda 0.4 – 2 keV		Banda 2 – 10 keV		Banda 1 – 4.5 keV		Banda 4.5 – 9 keV			
ass.	non ass.								
F_{X}	L_{X}	F_{X}	L_{X}	F_{X}	L_{X}	F_{X}	L_{X}		
5.1	2.7	5.3	2.8	6.9	3.6	5.6	3.0	3.1	1.7

Nota: le luminosità sono state calcolate con l'assunzione di $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ e $\Omega_0 = 0$ e sono tabulate in unità di $10^{41} \text{ ergs s}^{-1}$, i flussi in unità di $10^{-12} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Sia flussi che luminosità sono stati calcolati tramite una media sui vari modelli del *fit* simultaneo dei due GIS, dal momento che essi non presentavano differenze significative.

7.4 Riduzione dei dati ROSAT

Per **NGC 3998** si hanno a disposizione due puntamenti di ROSAT, nel primo dei quali essa costituisce l'oggetto dell'osservazione ed è al centro del rivelatore. Per la mancanza di *wobble* i dati non forniscono affidabili indicazioni di variabilità nel tempo di osservazione (~ 58500 secondi), ma essi sono significativi nell'analisi spettrale per l'elevata statistica che ne deriva ($S/N = 15$). I fotoni della sorgente sono stati estratti da una regione di raggio $\sim 200''$, mentre il fondo, corretto per gli effetti del *vignetting*, da una regione esterna del PSPC di raggio $\sim 11'$.

Nella seconda osservazione **NGC 3998** appare molto fuori asse ($\sim 20'$), in quanto l'oggetto proprio dell'osservazione è NGC 3982. L'allargamento della PSF ai margini del campo di vista, nonché il fatto che l'immagine presenti *wobble*, darebbero la possibilità per un buon studio di variabilità se la sorgente non fosse parzialmente coperta da uno dei sostegni della finestra di ingresso. Il tempo di integrazione (~ 6300 secondi) ed il rapporto S/N (10), sono inferiori rispetto all'osservazione precedente. Anche in tal caso si è scelto un raggio di estrazione dei conteggi della sorgente di poco superiore a $3'$, mentre il *background* è stato selezionato di $\sim 8'$ in una regione esterna del PSPC_B.

7.5 Analisi dei dati ROSAT

Per entrambe le osservazioni ROSAT di **NGC 3998** i dati vengono ben modellati da una legge di potenza con assorbimento leggermente superiore al valore galattico. Come si può notare nelle figg. 7.2 e 7.3, i contorni $\Gamma - N_H$ per le due osservazioni sono sovrapponibili, dimostrando che non è avvenuta una variazione spettrale o della densità di colonna nel periodo intercorso tra i due puntamenti. $\Gamma = 1.94 \pm 0.04$ e $\Gamma = 1.98 \pm 0.16$ rivelano un accresciuto valor medio rispetto all'osservazione di ASCA, ma con quest'ultimo la più ampia

banda a disposizione permette un miglior vincolo di Γ .

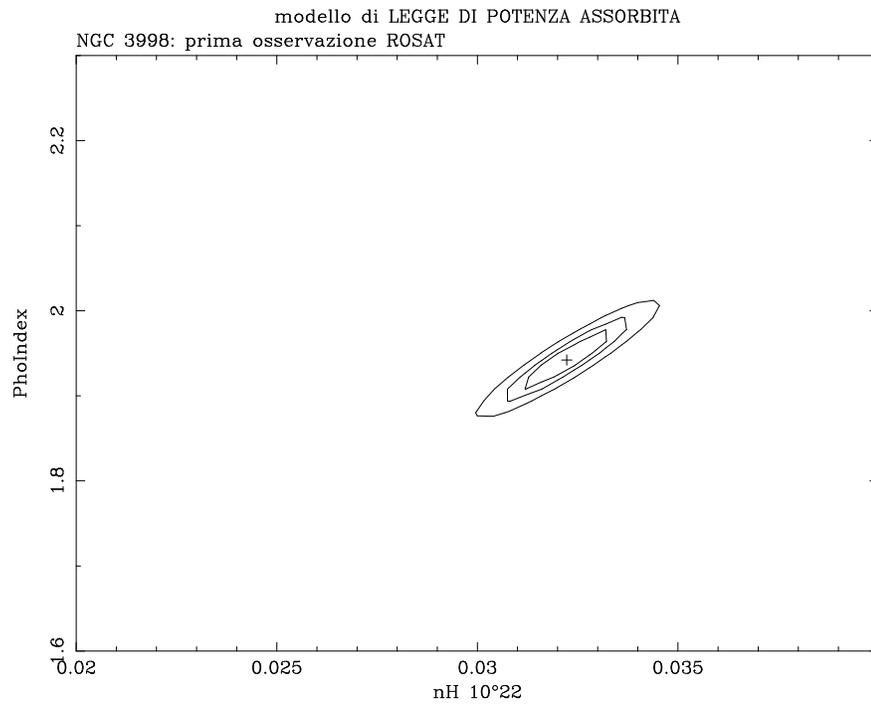


Figura 7.2: I osservazione ROSAT: contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % tra Γ e N_H .

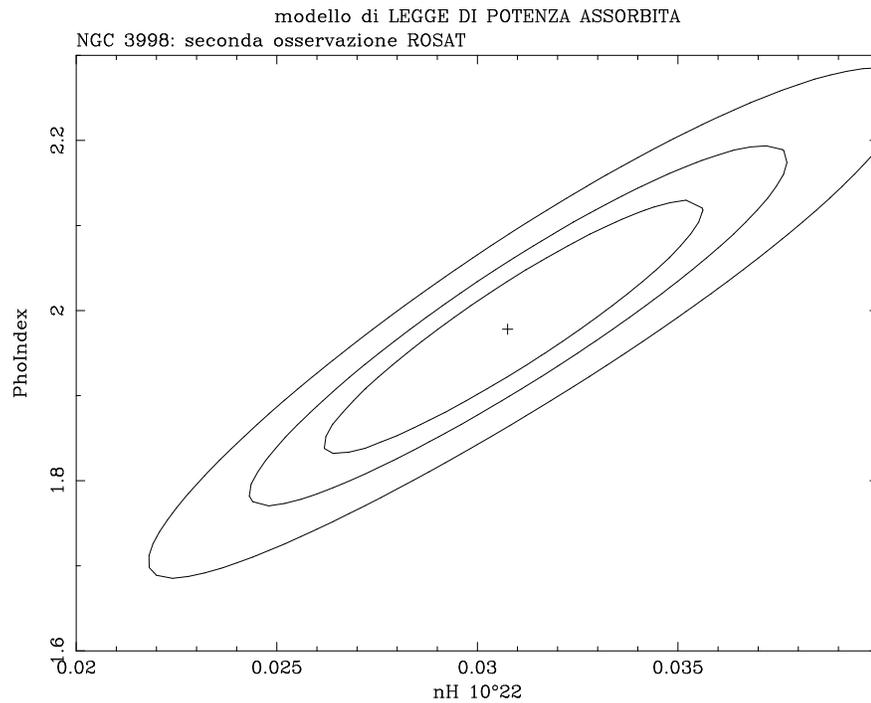


Figura 7.3: II osservazione ROSAT: contorni di confidenza al 68, 90 e 99 % tra Γ e N_H .

Una volta verificata la compatibilità tra i parametri trovati nelle due osservazioni, si è provveduto ad effettuare un *fit* simultaneo, da cui risulta $\Gamma = 1.94_{-0.03}^{+0.04}$.

7.6 Variabilità in ROSAT

Nella prima osservazione la mancanza di *wobble* ha reso difficile stimare l'ampiezza della variabilità; infatti, le variazioni nel *count rate* di un fattore $\sim 1.5 \div 1.6$ in intervalli temporali che vanno da 2000 a 5000 secondi sono compatibili con un'origine strumentale.

Nella seconda osservazione, la variabilità è piú marcata, con variazione massima di un fattore ~ 4.6 in $\Delta t \sim 800$ secondi, ma in questa, seppur in presenza di *wobble*, la sorgente appare troppo vicina ad uno dei sostegni della finestra d'ingresso del rivelatore. La pronunciata variabilità, pertanto, è sicuramente, almeno in parte, da ascrivere a parziale oscuramento di **NGC 3998** durante l'osservazione.

I flussi, considerate tutte le limitazioni di cui sopra, non mostrano significative variazioni rispetto all'osservazione di ASCA e risultano in accordo con quanto ricavato da Brinkmann et al. (1995) e da Serlemitsos et al. (1996).

Dati ROSAT

TABELLA 29: Analisi spettrale: prima e seconda osservazione

Osserv.	Modello	N_{H} ($\times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$)	kT (keV)	Γ	χ^2/dof
I	wa+po	$3.22_{-0.12}^{+0.13}$	1.94 ± 0.04	141/108
II	wa+po	$3.08_{-0.50}^{+0.53}$	1.98 ± 0.16	12.7/17
I + II	wa+po	$3.22_{-0.13}^{+0.12}$	$1.94_{-0.03}^{+0.04}$	158/128

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

TABELLA 29_bis: Flussi & Luminosità

Osserv.	Modello	Banda 0.4 – 2 keV			
		ass.		non ass.	
		F _X	L _X	F _X	L _X
I	wa+po	5.87	3.09	6.67	3.51
II	4.58	2.41	5.18	2.73
I + II	5.86	3.08	6.66	3.50
.....	4.66	2.45	5.29	2.79

I flussi sono tabulati in unità di 10^{-12} ergs cm^{-2} s^{-1} , le luminosità in unità di 10^{41} ergs s^{-1} ($H_0 = 50 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ e $\Omega_0 = 0$).

7.7 Analisi combinata dei dati ASCA e ROSAT

Vista la compatibilità tra i dati ASCA e quelli ROSAT, si è provveduto ad un'analisi combinata, al fine di fornire un vincolo al valore dell'assorbimento (laddove nei due GIS non vi è abbastanza sensibilità per $N_H \leq 10^{21} \text{ cm}^{-2}$) e, grazie al maggior numero di canali sotto 2 keV, alla pendenza spettrale in banda 0.1 – 10 keV. $\Gamma = 1.88 \pm 0.02$ risulta comparabile al valore di NP94 per un campione di Sey 1, rivelando per **NGC 3998** la possibilità che si tratti proprio di un nucleo di Sey 1, quindi poco assorbito, di media luminosità.

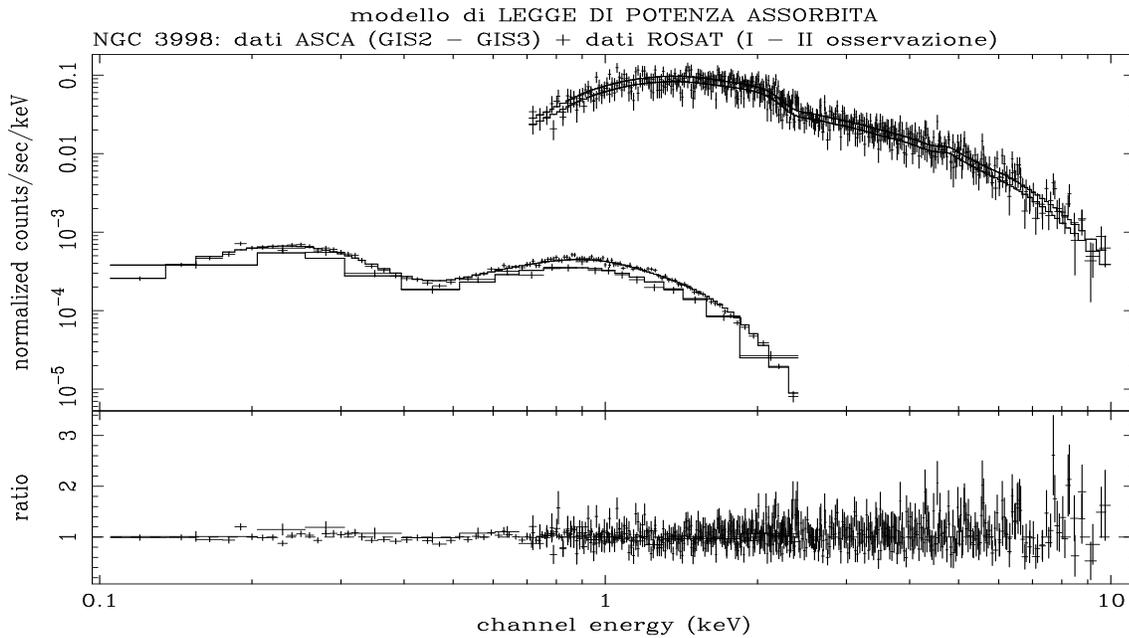


Figura 7.4: Spettro di *NGC 3998*: legge di potenza per i dati ASCA e ROSAT.

NGC 3998: *Dati ASCA + dati ROSAT*

TABELLA 30: Analisi spettrale

Modello	N_H ($\times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$)	Γ	χ^2/dof
wa+po^a	$3.02^{+0.09}_{-0.08}$	1.88 ± 0.02	1036/688

Nota: gli errori sono forniti al 90 % per ogni parametro.

^a Modello di legge di potenza.

TABELLA 30_bis: Flussi & Luminosità

Modello	Strumento	Banda 0.4 – 2 keV				Banda 2 – 10 keV	
		ass.		non ass.		ass.	
		F _x	L _x	F _x	L _x	F _x	L _x
wa+po	GIS2	4.96	2.61	5.59	2.94	6.59	3.47
.....	GIS3	5.05	2.66	5.69	3.00	6.71	3.53
.....	ROSAT (I)	5.86	3.08	6.60	3.47
.....	ROSAT (II)	4.66	2.45	5.25	2.76

Nota: i flussi e le luminosità sono stati calcolati e tabulati secondo le assunzioni precedenti, così come i modelli sono definiti nello stesso ordine della tabella precedente.

7.8 Discussione

NGC 3998 è una sorgente osservata da IRAS. In base al rapporto tra il flusso nel lontano infrarosso (**F**ar **I**nfra**R**ed, FIR) e quello nel radio, è possibile distinguere le radio sorgenti in due categorie, quelle il cui meccanismo di emissione è connesso a fenomeni di *starburst* e quelle in cui esso è relativo ad accrescimento di materia su un buco nero (Condon et al. 1995). Per **NGC 3998** tale correlazione, supportata da studi nell'ottico compiuti tramite l'**Hubble Space Telescope** (HST, Fabbiano et al. 1994), fa propendere per la seconda ipotesi, con $M_{\text{BN}} \sim 10^8 M_{\odot}$ (Fabbiano et al. 1989). È stata avanzata l'idea che **NGC 3998** possa contenere un nucleo di Seyfert di bassa luminosità (Reichert et al. 1992). Evidenze di tal tipo possono venire dal confronto tra **NGC 3998** ed M81, rispetto alla quale possiede, però, un nucleo 10 volte più luminoso (Fabbiano 1988), ma anche dallo studio di altre LINERS (Filippenko & Sargent 1988).

Tra i meccanismi che possono originare un'emissione di tipo LINER vi è la *fotoionizzazione dovuta ad un meccanismo non termico* (Filippenko & Sargent 1988), *riscaldamento da shocks* (Fosbury et al. 1978, Heckman 1980, Baldwin et al. 1981), *cooling flows* (Heckman 1987) e *fotoionizzazione da stelle molto calde*, dei tipi spettrali 0 e B (Terlevich & Melnick 1985), anche se tale ipotesi appare improbabile per **NGC 3998**, dal momento che il contributo al flusso ionizzante in banda 2 – 10 keV da parte di sorgenti discrete sembra essere dell'ordine del 3 % circa (Awaki et al. 1991). Infine, come suggerito da Heckman (1987) e Filippenko (1989), le LINERS possono costituire una classe eterogenea, in cui i meccanismi di emissione sopra descritti sono, su differenti livelli, tutti presenti e cooperanti.

Poiché le LINERS vengono associati sia ad attività di tipo AGN che alla presenza di *shocks* nel mezzo intergalattico (Heckman 1980), ci si potrebbe attendere che esse siano più presenti in galassie E ed S0 ricche di gas. L'attività di tali galassie è indicata dalla correlazione tra luminosità della sorgente radio con quella X, nonché tra L_X e luminosità nel blu (Fabbiano et al. 1989, Eskridge et al. 1995). Una possibile spiegazione potrebbe venire dal fenomeno

di accrezione tramite *cooling flows* (Fabbiano et al. 1987). D'altra parte, la presenza di getti e lobi radio in interazione col mezzo circostante possono essere causa di *shocks* ed originare quindi spettri di LINERS. Il fatto che tali oggetti siano diffusi lungo tutta la distribuzione $L_X - L_B$ sembra non richiedere la presenza di *cooling flows* nelle galassie ad essi associate (Fabbiano 1996). Inoltre, pare non sussistere correlazione tra la luminosità in $H\alpha$ e quella in X, nonché tra L_X ed L_{radio} in un vasto campione di LINERS (Fabbiano 1996). In ogni caso, l'emissione X di **NGC 3998** appare dominata da una sorgente nucleare puntiforme (Fabbiano 1996).

Capitolo 8

CONCLUSIONI

Uno dei punti principali su cui si è sviluppata la tesi è relativo all'effetto dell'assorbimento. Il notevole valore della densità di colonna registrato per due delle tre sorgenti a disposizione, *MCG-5-23-16* ed *IC 5063*, comporta un piegamento dello spettro alle basse energie ed una componente *hard* fortemente assorbita. L'assorbimento, del resto, riveste un ruolo primario nella teoria degli *schemi unificati*, dal momento che, se la separazione tra le categorie di AGN dipende dall'angolo di osservazione, allora quegli oggetti che evidenziano un forte oscuramento con alta probabilità sono visti di taglio. Nel corso dell'analisi non è emersa la presenza di assorbimento da gas caldo, o *warm absorber*, per spiegare sia l'elevato N_{H} che lo spettro a più bassa energia. La possibilità che il parziale oscuramento della radiazione proveniente dalle sorgenti in esame sia dovuto all'effetto congiunto di assorbimento da materia calda e neutra sembra improbabile dall'esame dei dati di *MCG-5-23-16*, da cui non si evidenzia la necessità di una riga del ferro ionizzata, se non debolmente. Altro effetto dell'assorbimento sullo spettro delle due sorgenti appena citate sta nel far apparire evidente la componente *soft*, ovvero quella che appare come un eccesso di emissione rispetto all'extrapolazione alle basse energie dello spettro *hard*. Sia in *MCG-5-23-16* che in *IC 5063* il *soft excess* può essere spiegato in termini di radiazione riprocessata e "scatterata" lungo la linea di vista da particelle presenti nell'AGN. La luminosità di tali sorgenti, infatti, è capace di provocare l'erosione parziale della materia che le circonda, probabilmente strutturata

in un toro molecolare, dando origine in tal modo a regioni di particelle libere presenti sopra e sotto il piano individuato dal toro stesso. Si deve tenere in considerazione, però, anche il buon *fit* ottenuto con modelli termici, specialmente di bremsstrahlung, pertanto conclusioni sull'origine dell'eccesso sofficce devono includere considerazioni sia sulla luminosità che sulle variazioni riscontrate in banda *soft* e *hard*. Per quanto riguarda *NGC 3998* i dati sembrano avvalorare un modello di tipo non termico ed un assorbimento di poco superiore al valore galattico, come si vedrà in seguito.

MCG-5-23-16 fornisce un ottimo esempio di sorgente con caratteristiche tipiche delle Sey 1, quale l'elevata luminosità ($L_{X(1-10\text{keV})} \simeq 4 \times 10^{43}$ ergs s^{-1} non assorbita), e con proprietà delle Sey 2, quale l'elevato assorbimento alla sorgente ($N_{\text{H}} \sim 1.6 \div 1.7 \times 10^{22}$ cm^{-2}). In piú, dall'analisi spettrale è emersa la presenza di una riga del ferro a ~ 6.4 keV, la cui ampiezza (FWHM $\sim 70000 \div 80000$ Km s^{-1}) potrebbe derivare dalla presenza di una doppia componente, una riga larga da disco, sottoposta ad allargamento Doppler e gravitazionale, ed una stretta a 6.4 keV relativa al toro molecolare. In un modello di riga da disco (con Γ_{hard} fissato ad 1.95) si è potuta ricavare l'inclinazione dello stesso, pari a $42^{+5.0}_{-4.6}$ gradi (gli errori sono qui al 68 %), nonchè l'energia della riga ($E = 6.30^{+0.03}_{-0.05}$ keV) e la sua larghezza equivalente ($EW = 270^{+31}_{-29}$ eV). In un tale contesto appare probabile che il valore della densità di colonna calcolato, mediamente basso per un'origine da toro, sia dovuto alla particolare configurazione della sorgente; l'inclinazione e la EW, infatti, portano a supporre che si stia osservando l'oggetto soltanto attraverso una frazione del toro. Il valore dell'assorbimento ricavato nei vari modelli implica che, se è presente un fenomeno di fluorescenza della materia che costituisce il toro, la corrispondente riga di emissione, stretta e centrata a 6.4 keV, solo in piccola parte viene trasmessa dal toro. La sua presenza, se confermata, è dovuta a fenomeni di riflessione nel disco e nel toro stesso e da *scattering* da parte di particelle "calde". L'origine di queste ultime è probabilmente connessa all'erosione degli strati piú interni del toro da parte

del flusso ionizzante della sorgente. Il fatto, poi, che il modello mostri un miglioramento allorché si tenga conto anche di una componente riflessa, avvalorata le precedenti conclusioni, in quanto è previsto dalla teoria (Guilbert & Rees 1988, Lightman & White 1988) che, associato alla riga del ferro, vi sia uno spettro dovuto a riflessione. Il discorso diviene più complesso se si lascia libero di variare il parametro R ad esso relativo, ma al proposito, come già è stato spiegato nel corso del capitolo 5, in mancanza di ulteriori chiarimenti, appare giustificata, in virtù anche dell'inclinazione, l'assunzione di un valore unitario per la riflessione. Lo spettro *hard* sembra ben rappresentato da una legge di potenza con pendenza spettrale $\Gamma \simeq 1.98 \pm 0.03$, riflessione unitaria ed assorbimento $N_{\text{H}} \simeq 1.67_{-0.03}^{+0.04} \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ (dati ASCA e ROSAT). Per quanto riguarda la componente a più bassa energia, invece, i dati ASCA sembrano preferire un modello di *scattering* in base al quale la pendenza spettrale *soft* e quella *hard* sono identiche. A riprova dell'efficacia di tale modello si riscontra un buon *fit* nei dati ASCA con un *partial covering* con $\Gamma = 1.97 \pm 0.03$ ed una frazione di radiazione "scatterata" dell'1 % circa. Anche un modello di bremsstrahlung termica sembra fornire un buon risultato, con $kT = 0.51_{-0.18}^{+0.46}$ keV. ROSAT, al proposito, mostra una certa uniformità di risultati tra i vari modelli *soft*, il che si traduce nei buoni *fit* complessivi che si ottengono da uno studio sull'intera banda 0.1 – 10 keV. Significativo è il fatto che la pendenza spettrale sia compatibile al 90 % con $\langle \Gamma \rangle = 1.95 \pm 0.05$, calcolato da Nandra & Pounds (1994) per un campione di Sey 1 osservato da GINGA. Anche dalla luminosità, infatti, si ricava che il nucleo di *MCG-5-23-16* possiede in realtà le caratteristiche di una Sey 1, che risulta a noi fortemente assorbito a causa dell'elevato valore dell'assorbimento intrinseco alla sorgente.

La scala temporale su cui si sviluppa il fenomeno di variabilità nei dati ASCA permette, sulla base del principio di causalità, di limitare la regione soggetta ad essa ad una dimensione $R \leq c \times \Delta t \simeq 3 \times 10^{10} \times 5 \times 10^4 \text{ cm} \sim 5 \times 10^{-4} \text{ pc}$, corrispondente probabilmente alla regione esterna al disco di accrescimento. Tale forma di variabilità sembra presente sia tra 2 e 10 keV che tra 1 e 2 keV; per energie inferiori l'assorbimento non permette di ottenere un risultato

significativo. Non si è evidenziata alcuna variabilità spettrale associata ad essa. Anche in ROSAT si manifesta un fenomeno di variabilità, ma il fatto che l'osservazione non sia stata continuativa ed abbia raccolto nel complesso un numero limitato di fotoni, non rende possibile trarre conclusioni definitive. Si deve, comunque, sottolineare che, qualora venisse confermata, una variabilità su una scala di ~ 6000 secondi comporterebbe delle dimensioni per la regione emittente dell'ordine di 6×10^{-5} pc. Ulteriori fenomeni di variabilità associati ad *MCG-5-23-16* sono documentati in letteratura. Significativa è al riguardo la variazione di un 40 % tra 1 e 2 keV e di un 25 % tra 2 e 10 keV intercorsa tra due osservazioni EXOSAT distanziate di ~ 5 mesi. La non totale corrispondenza tra la variazione *soft* e quella *hard* può far pensare alla contemporanea presenza di due tipi di emissione soffice, uno dovuto a *scattering* della radiazione dura, l'altro ad emissione termica della galassia ospite. Dai dati di vari satelliti sembra emergere anche una forma di variabilità su scala temporale maggiore, pari a ~ 8 anni, che coinvolgerebbe una regione pari a ~ 2 pc, ed una su scala di ~ 30 mesi presente tra i dati ROSAT e quelli ASCA (incremento di un fattore 2, $R \leq 0.3$ pc). Dagli studi di variabilità di cui sopra ed in particolare la breve scala temporale *soft* rendono più credibile un meccanismo di tipo non termico anche per le basse energie. Si rendono, comunque, necessari ulteriori studi, specialmente in prossimità della riga del ferro, in quanto evidenziarne variazioni su scale differenti rispetto al continuo sottostante (non possibile con i dati attuali di ASCA) porterebbe a dedurre con sicurezza la natura da disco o da toro o, eventualmente, a separarne i contributi.

Anche per **IC 5063** lo spettro presenta due componenti con un forte assorbimento, dell'ordine di $N_H \sim 2 \times 10^{23}$ cm^{-2} . La componente a più alta energia sembra ben rappresentata da una legge di potenza mediamente piatta, $\Gamma = 1.59^{+0.20}_{-0.19}$ (dati ASCA + ROSAT), ma nel momento in cui si introduce una componente riflessa unitaria, che tende a migliorare il *fit* complessivo dei dati ASCA, si ottiene un valore, $\Gamma = 1.70^{+0.18}_{-0.19}$ il cui limite superiore al 90 % è vicino al valore di NP94 ($\Gamma = 1.95 \pm 0.05$). Considerazioni inerenti alla

luminosità in banda 2 – 10 keV, pari a $\sim 2 \times 10^{43}$ ergs s⁻¹, fanno ritenere che fondamentalmente il nucleo della sorgente sia intrinsecamente simile a quello delle Sey 1 (o delle BLRG, trattandosi di un oggetto radio-emittente). Tale ipotesi sembra trovare conferma nella presenza di una pronunciata fascia di polvere che attraversa il nucleo della galassia ospite (Colina et al. 1991) e che reirradia in infrarosso parte della radiazione nucleare. Di notevole rilievo è poi la presenza in flusso polarizzato di una debole ma ampia riga H α in emissione, che avvalorata l'ipotesi che la radiazione *soft* possa essere prodotta da fenomeni di *scattering* Thomson; inoltre, anche la scoperta di una morfologia conica (Colina et al. 1991) porta a concludere che l'anisotropia del campo di radiazione sia dovuto alla presenza di materia che oscura l'emissione nucleare. L'ipotesi dello *scattering* per l'emissione a più bassa energia si evidenzia dai buoni *fit* dei dati ASCA con modelli di tipo non termico, in cui la variazione del Γ_{soft} rientra negli errori al 90 % della pendenza *hard*. Un modello di bremsstrahlung termica, in ogni caso, non può essere escluso sulla base dei dati ASCA, anzi fornisce risultati più soddisfacenti rispetto ai precedenti con ROSAT. La mancanza di significatività di buona parte dei dati ASCA alle basse energie per *IC 5063* ed il numero limitato di dati ROSAT nel medesimo *range* richiedono, per un chiarimento, ulteriori studi. Per il momento, in presenza di flusso polarizzato, è possibile interpretare l'emissione *soft* come dovuta probabilmente a fenomeni di tipo non termico.

Una minore importanza nei confronti del continuo riveste, per *IC 5063*, la riga del ferro, che è apparsa stretta e compatibile con lo stato neutro, anche se la bassa statistica a disposizione non permette di escludere valori superiori di FWHM. Non si è riscontrata significativa variabilità della sorgente nei dati ASCA, mentre in quelli ROSAT il puntamento non continuativo e la mancanza di un *trend* (se non nell'ultima parte dell'osservazione, con tutti i problemi di puntamento che ne possono derivare) non permettono analisi affidabili. In compenso, dalle differenze tra i flussi stimati da GINGA e quelli ricavati da ASCA è presente un aumento di un fattore ~ 3 in un periodo di ~ 5 anni, sia in banda 0.2 – 3.5 keV che in quella 2 – 10 keV. Qualora

venisse confermata, acquisterebbe credibilità il modello di *scattering*, ossia di un'origine non termica anche per l'emissione *soft*. Al momento, dai dati ASCA e ROSAT, anche un modello di bremsstrahlung (emissione dalla galassia che ospita l'AGN) ed uno di corpo nero (probabilmente emissione integrata del disco di accrescimento e connessa al *blue bump* ultravioletto) non possono essere esclusi.

Un discorso a sè stante merita **NGC 3998**. Anzitutto si tratta di una sorgente in cui l'assorbimento risulta dell'ordine di $3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, quindi di poco superiore al valore galattico stimato in $1.22 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ (Dickey & Lockman 1990). La luminosità in banda 2 – 10 keV risulta di $\sim 3.6 \times 10^{41} \text{ ergs s}^{-1}$, comparabile con quella dei nuclei galattici attivi di bassa luminosità. La presenza di una forte ed ampia riga del MgII in emissione alla lunghezza d'onda di 2800 Å rivela che il nucleo della galassia è attivo. Dal *fit* dei dati ASCA e ROSAT, a conferma di ciò, si evidenzia la validità di un modello non termico, descritto da una legge di potenza con $\Gamma = 1.88 \pm 0.02$. Non risulta necessaria la presenza di una componente riflessa; inoltre, la bassa statistica in corrispondenza della riga del ferro non permette di conoscerne la larghezza se non con notevole indeterminazione ($\sigma_{\text{GIS3}} \simeq 0.02_{-0.02}^{+0.54} \text{ keV}$), ma è possibile individuarne l'origine da fluorescenza da materia fredda o debolmente ionizzata. La presenza di una sorgente radio compatta associata ad *NGC 3998* e di un forte eccesso ultravioletto (Reichert et al. 1992), insieme con l'assenza nei dati GINGA di alcuna forma di variabilità su scala inferiore a 3×10^4 secondi, fanno ritenere probabile che al centro del LINER vi sia un buco nero di massa compresa tra 10^4 e $10^8 M_{\odot}$. La debole luminosità, d'altra parte, sembra favorire l'ipotesi di un oggetto collassato di massa modesta ($M < 10^4 M_{\odot}$) o in fase quiescente. Non è stata trovata variabilità nei dati ASCA, mentre quella evidenziata dalle due osservazioni ROSAT è compatibile con un'origine strumentale.

In ultima analisi, gli spettri delle tre sorgenti di cui si sono analizzati i dati sono compatibili con un'emissione X di tipo non termico, parametrizzata da una

legge di potenza. Se si tiene conto anche della componente dovuta a riflessione la pendenza Γ tende a rientrare, entro gli errori, nel *range* ricavato da Nandra & Pounds (1994) per un campione di Seyfert 1. Dalle analisi spettrali non si può escludere un contributo termico per l'emissione a piú bassa energia per *MCG-5-23-16* e per *IC 5063*. La riga del ferro, presente a diversi livelli di significatività in tutti e tre gli AGN, modifica sostanzialmente il continuo solo in *MCG-5-23-16*, in cui appare larga e costituita da piú componenti, come viene indicato anche in un recente *preprint* di Weaver et al. (1996).

Nel campione esaminato, seppur limitato in numero, sia *MCG-5-23-16* che *IC 5063* sembrano contraddire le ipotesi secondo cui le NELG e, piú in generale, tutte quelle sorgenti con proprietà analoghe alle Seyfert di tipo 2, sono intrinsecamente piú piatte delle Seyfert 1 (Smith & Done 1996). Dalle analisi spettrali è emerso abbastanza chiaramente che la riflessione può modificare la pendenza dello spettro; solo uno studio di un vasto numero di oggetti su una banda piú ampia di quella di ASCA può permettere di stimarne il contributo con la precisione necessaria per distinguere tra le due correnti di pensiero attuali. Le considerazioni precedenti riguardo alla pendenza spettrale intrinseca portano, nel mio caso, ad una conferma del *modello unificato*, in cui si sostiene una medesima natura per gli AGN, le cui differenti proprietà nelle varie bande dello spettro elettromagnetico sono dovute essenzialmente alle diverse prospettive da cui vengono osservati.

Infine si può rilevare che nel presente lavoro i dati di ASCA e di ROSAT hanno permesso di studiare per la prima volta lo spettro nella banda 0.1 – 10 keV, laddove i precedenti studi si erano limitati ad un'analisi separata delle proprietà *soft* (ROSAT) e *hard* (GINGA) dello spettro. Tra i risultati piú significativi che sono stati ottenuti anzitutto vi è il buon *fit* dei dati in banda *hard* con modelli non termici. Lo spettro *hard* delle sorgenti è ben rappresentato da una legge di potenza con pendenza $\Gamma \sim 1.9$ e da una componente di riflessione che nel LINER ha un'influenza marginale sullo spettro ($R < 0.88$). L'apparente piattezza dello spettro di *IC 5063* è, almeno in parte, imputabile alla presenza di riflessione, in corrispondenza della quale il Γ diventa compatibile al 90 % con

quelli precedenti. In un modello di *partial covering* si ricavano valori dell'ordine dell' $1 \div 2$ % per la frazione di radiazione nucleare che riesce a passare attraverso la materia che circonda l'AGN.

Per quanto riguarda la parte *soft* della sorgente, non è possibile dalle sole analisi spettrali effettuate risalire al tipo di emissione, in quanto sia per *MCG-5-23-16* che per *IC 5063* si ottengono buoni risultati sia con modelli di legge di potenza che di bremsstrahlung. Indagini precedenti anche in altre bande sembrano favorire l'ipotesi di radiazione *soft* dovuta a *scattering*, ma al momento non è possibile escludere la presenza anche di un'emissione di tipo termico.

La riga del ferro a 6.4 keV sembra essere presente sia in *NGC 3998* che in *IC 5063*, ma la mancanza di una buona statistica non permette di definirne meglio le caratteristiche quali larghezza e profilo. In *MCG-5-23-16* più che di una riga si può parlare di complesso di righe, con probabile origine da disco e da toro. L'inclinazione del disco, pari a $42.1^{+5.0}_{-4.6}$ gradi, e la densità di colonna della materia, dell'ordine di 10^{22} cm⁻², forniscono un forte impulso all'ipotesi che le NELG siano oggetti intermedi tra le Seyfert 1 e le Seyfert 2. Da quanto è stato recentemente ricavato da Nandra et al. (1996), infatti, l'inclinazione media dei dischi nelle Sey 1 è di ~ 30 gradi, con una densità di colonna generalmente inferiore o dell'ordine di 10^{21} cm⁻². I valori ottenuti per *MCG-5-23-16* permettono di definirne sommariamente la geometria: l'assorbimento superiore a quello caratteristico delle Sey 1 deriva dalla particolare inclinazione che permette di vedere il contributo anche di una frazione del toro. Ad angoli maggiori, lo spettro apparirebbe fortemente assorbito ed analogo a quello di una Sey 2.

A tal proposito, *IC 5063* mostra le tipiche caratteristiche di una sorgente vista ad alte inclinazioni, quali l'elevato assorbimento, dell'ordine di $\sim 10^{23}$ cm⁻² e la presenza della riga *H α* larga in emissione solo in flusso polarizzato.

Per quanto riguarda *NGC 3998* non si è trovata emissione termica da parte della galassia ospite, né l'assorbimento intrinseco riscontrato nelle precedenti sorgenti.

La presenza in numerosi AGN, come stabilito dai dati GINGA ed ASCA, sia di regioni calde emittenti che di fredde riflettenti, ha portato alla nascita di numerosi modelli nel tentativo di spiegare le evidenze osservative. Nonostante non si conosca ancora l'esatta geometria dei nuclei attivi, sembra incontrare positivi riscontri osservativi il **modello a due fasi disco-corona** (*two-phase disk-corona model*), originariamente proposto da Haardt e Maraschi (1991, 1993). La radiazione di corpo nero emessa dal disco di accrescimento, freddo, sostanzialmente nell'estremo ultravioletto (EUV), penetra nella corona calda che circonda la sorgente e, tramite effetto Compton inverso, produce raggi X. Parte di questa radiazione incide sul disco e viene riflessa, parte viene termalizzata e produce l'emissione di corpo nero nella parte *soft* della banda X. La radiazione che fuoriesce dal sistema disco-corona costituisce lo spettro X caratteristico degli AGN. Per come è strutturata la sorgente, tale radiazione apparirà anisotropa. Lo sviluppo di questo modello ha portato a risultati quanto mai preziosi nella banda X. Se, infatti, non era possibile spiegare con tale modello una pendenza spettrale $\Gamma \sim 1.7$, come ricavato da Mushotzky (1984) dai dati HEAO-1, l'accordo con $\Gamma \sim 1.9$ (ottenuto con l'aggiunta di una componente di riflessione allo spettro tipico) è quantomeno interessante. Studi futuri effettuati su bande più ampie tramite SAX, XTE ed i satelliti di nuova generazione permetteranno una miglior conoscenza dello spettro degli AGN e forniranno utili riscontri osservativi sia col *modello a due fasi* che con gli altri elaborati negli ultimi tempi (Poutanen et al. 1996).

Capitolo 9

BIBLIOGRAFIA

- _ Antonucci R. & Miller J., 1985, ApJ 297, 621
- _ Antonucci R., 1993, ARA&A 31, 473
- _ Arnaud K.A., Branduardi-Raymond G., Culhane J.L., Fabian A.C., Hazard C. et al., 1985, MNRAS 217, 105
- _ Arnaud K.A. et al., 1991, *XSPEC User's Guide*, ESA TM-09
- _ Arnaud K.A., 1996, *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, Jacoby G. & Barnes J. eds., in stampa
- _ Avni Y., 1976, ApJ 210, 642
- _ Awaki H., Koyama K., Kunieda H., Takano S., Tawara Y. & Ohashi T., 1991, ApJ 366, 88
- _ Awaki H., Ueno S. & Koyama K., 1996, in stampa
- _ Axon D.J., Hough J.H., Young S. & Inglis M., 1994, Ap&SS 216, 379
- _ Axon D.J., Bailey J. & Hough J.H., 1982, Nature 299, 234
- _ Baldwin J.A., Phillips M.M. & Terlevich R., 1981, PASP 93, 5
- _ Barstow M.A. & Willingale R., 1988, *British Interplanetary Society Journal* 41, 345
- _ Barvainis R., 1993, ApJ 412, 513
- _ Baum S.H., Heckman T.M. & van Breugel W., 1992, ApJ 389, 208
- _ Bergeron J., Durret F. & Boksenberg A., 1983, A&A 127, 322

- _ Blackman C.P., Wilson A.S. & Ward M.J., 1983, MNRAS 202, 100
- _ Blandford, R.D. & Rees, M.J., 1992, in *Testing the AGN Paradigm*, Holt S.S., Neff S.G. & Urry C.M. eds, New York: *Am. Inst. Phys.*
- _ Bond I., Matsuoka M. & Yamauchi M., 1992, ApJ 405, 179
- _ Bradt H.V., Burke B.F., Canizares C.R., Greenfield P.E., Kelley R.L., McClintock J.E., van Paradijs J. & Koski A.T., 1978, ApJ 226, L111
- _ Brinkmann W., Maraschi L., Treves A., Urry C.M., Warwick R., Siebert J., Wagner S., Edelson R., Fink H. & Madejski G., 1994, A&A 288, 433
- _ Brinkmann W., Siebert J., Reich W., Fuerst E., Reich P., Voges W., Trümper J. & Wielebinski R., 1995, A&AS 109, 147
- _ Caldwell H. & Phillips M.M., 1981, ApJ 244, 447
- _ Cappi M., Mihara T., Matsuoka M., Hayashida K., Weaver K.A. & Otani C., 1996a, ApJ 458, 149
- _ Cappi M., Matsuoka M., Comastri A., Brinkmann W., Elvis M., Palumbo G.G.C. & Vignali C., 1996b, in stampa
- _ Ceballos M.T. & Barcons X., 1996, MNRAS in stampa
- _ Chen K., Halpern J.P. & Filippenko A.V., 1989, ApJ 339, 742
- _ Clavel J., Nandra K., Makino F., Pounds K.A., Reichert G.A., Urry C.M., Wamsteker W., Peracauls-Bosch M., Stewart G.C. & Otani C., 1992, ApJ 393, 113
- _ Clavel J. et al., 1991, ApJ 366, 64
- _ Clavel J., Wamsteker W. & Glass I.S., 1989, ApJ 337, 236
- _ Colina L., Sparks W.B. & Macchetto F., 1991, ApJ 370, 102
- _ Colina L., Sparks W.B. & Macchetto F., 1990, *Proc. Conf. Paired and Interacting Galaxies*, Sulentic J.W. & Keel W. eds.
- _ Collin-Souffrin S., 1992, in *Testing the AGN Paradigm*, Holt S.S., Neff S.G. & Urry C.M. eds, New York: *Am. Inst. Phys.*
- _ Comastri A., Setti G., Zamorani G. & Hasinger G., 1995, A&A 296, 1

- _ Comastri A, Setti G., Zamorani G., Elvis M., Wilkes B.J., McDowell J.C. & Giommi P., 1992, ApJ 384, 62
- _ Condon J.J. & Dressel L.L., 1978, ApJ 221, 456
- _ Condon J.J., Anderson E. & Broderick J.J., 1995, AJ 109, 2318
- _ Courvoisier T.J.-L. & Clavel J., 1991, A&A 248, 389
- _ Czerny B. & Elvis M., 1987, ApJ 321, 305
- _ Day C.S.R., Arnaud K., Ebisawa K., Gotthelf E., Ingham J., Mukai K. & White N.E., 1994, *The ABC Guide to ASCA Data Reduction*, NASA/GSFC
- _ Dickey J.M. & Lockman F.J., 1990, ARA&A 28, 215
- _ Dressel L.L. & Wilson A.S., 1985, ApJ 291, 668
- _ Ebisawa K., 1994, *GOF Report*
- _ Elvis M., Fassnacht C., Wilson A.S. & Briel U., 1990, ApJ 361, 459
- _ Eskridge P.B., Fabbiano G. & Kim D.-W., 1995, ApJS 97, 141
- _ Fabbiano G., Gioia I.M. & Trinchiri G., 1989, ApJ 347, 127
- _ Fabbiano G., Fassnacht C. & Trinchiri G., 1994, ApJ 434, 67
- _ Fabbiano G., 1996, in stampa
- _ Fabbiano G., 1988, ApJ 325, 544
- _ Fabbiano G., Klein U., Trinchieri G. & Wielebinski R., 1987, ApJ 312, 111
- _ Fabian A.C., Rees M.J., Stella L. & White N.E., 1989, MNRAS 238, 729
- _ Fabian A.C., 1996, in *Röntgenstrahlung from the Universe*, 1996, Zimmermann H.U., Trümper J.E. & Yorke H. eds., p. 403
- _ Fairall A.P., 1977, MNRAS 180, 391
- _ Ferland G.J. & Mushotzky R.F., 1982, ApJ 262, 564
- _ Filippenko A.V. & Sargent W.L.W., 1985, ApJS 57, 503
- _ Filippenko A.V. & Sargent W.L.W., 1988, ApJ 324, 134
- _ Filippenko A.V., 1989, in *Active Galactic Nuclei*, IAU Symposium 134, Osterbrock D.E. & Miller J.S. eds., Kluwer publications, p. 495
- _ Fiore F., Perola G.C., Matsuoka M., Yamauchi M. & Piro L., 1992, A&A 262, 37

- _ Ford H.C. et al., 1994, ApJ 435, L27
- _ Ford H.C., Dahari O., Jacoby G.H., Crane P.C. & Ciardullo R., 1986, ApJ 311L, 7
- _ Fosbury R.A.E., Mebold U., Goss W.M. & Dopita M.A., 1978, MNRAS 183, 549
- _ Fukazawa Y., Makishima K., Ebisawa K., Fabian A.C., Gendreau K.C. et al., 1994, PASJ 46, L141
- _ Gendreau K., 1995, Ph. D. Tesi, *Massachusetts Institute of Technology*
- _ George I.M. & Fabian A.C., 1991, MNRAS 249, 352
- _ Ghisellini G., Haardt F. & Matt G., 1994, MNRAS 267, 743
- _ Ghisellini G. et al., 1991, MNRAS 248, 14
- _ Guainazzi M. & Piro L., 1994, *RIKEN Report*
- _ Guilbert P.W. & Rees M.J., 1988, MNRAS 233, 475
- _ Haardt F, Maraschi L. & Ghisellini G., 1994, ApJ 432, L95
- _ Haardt F. & Maraschi L., 1991, ApJ 380, L51
- _ Haardt F. & Maraschi L., 1993, ApJ 413, 507
- _ Hamuy M. & Maza J., 1987, A&AS 68, 383
- _ Hasinger G., Turner T.J., George I.M. & Boese G., 1992, *Legacy #2, The Journal of the High Energy Astrophysics Science, Archive Research Center, NASA/GSFC*
- _ Hayashida K., Miura N., Hashimoto-dani K. & Murakami S., 1995, *ISAS Internal Report*
- _ Heckman T.M., Crane P. & Balick B., 1980, A&AS 40, 295
- _ Heckman T.M., 1980, A&A 87, 152
- _ Heckman T.M., 1987, in *Observational Evidence of Activity in Galaxies*, IAU Symposium 121, Khachikian E.Ye., Fricke K.J. & Melnick J. eds., Reidel publications, p. 421
- _ Holt S.S., Mushotzky R.F., Becker R.H., Boldt E.A., Serlemitsos P.J. et al., 1980, ApJ 241, L13

- _ Inglis M.D., Brindle C., Hough J.H., Young S., Axon D.J., Bailey J.A. & Ward W.J., 1993, MNRAS 263, 859
- _ Inoue H., 1990, in *Proc. 23rd ESLAB Symp.*, Hunt J. & Battrick B. eds., Paris: *Eur. Space Agency*, p. 783
- _ Iwasawa K., Koyama K., Awaki H., Kunieda H., Makishima K., Tsuru T., Ohashi T. & Nakai N., 1993, ApJ 409, 155
- _ Kaastra J.S., Kunieda H. & Awaki H., 1991, A&A 242, 27
- _ Keel W.C., 1983, ApJ 269, 466
- _ Kohmura Y. et al., 1993, *Proc. SPIE* 2006, 78
- _ Koyama K., Awaki H., Iwasawa K. & Ward M.J., 1992, ApJ 399, 129
- _ Kriss G.A., Krolik J.H. et al., 1996, in stampa
- _ Krolik J.H. & Kallman T.R., 1984, ApJ 286, 366
- _ Krolik J.H. & Kallman T.R., 1987, ApJ 308, L55
- _ Krolik J.H., Madau P. & Życky P., 1994, ApJ 420, L57
- _ Kruper J.S., Urry C.M. & Canizares C.R., 1990, ApJS 74, 347
- _ Laor A., 1991, ApJ 376, 90
- _ Lightman A.P. & White T.R., 1988, ApJ 335, 57
- _ Magdziarz P. & Zdziarski A.A., 1995, MNRAS 273, 837
- _ Maisak M., Kendziorra E., Mony B., Staubert R., Dobreiner S. et al., 1992, A&A 262, 433
- _ Malaguti G., Bassani L. & Caroli E., 1994, ApJS 94, 517
- _ Malkan M.A. & Sargent W.L.W., 1982, ApJ 254, 22
- _ Marshall N., Warwick R.S. & Pounds K. A., 1981, MNRAS 194, 987
- _ Matsuoka M., Piro L., Yamauchi M. & Murakami T., 1990, ApJ 361, 440
- _ Matsuoka M., 1994, in *New Horizon of X-ray Astronomy*, Makino F. & Ohashi T. eds., University Academy Press, Tokyo, p. 305
- _ Matt G., Perola G.C. & Piro L., 1991, A&A 247, 25
- _ Matt G., Perola G.C., Piro L. & Stella L., 1992, A&A 257, 63

- _ Matt G., Fabian A.C. & Ross R.R., 1993, MNRAS 262, 179
- _ Miyoshi M. et al., 1995, Nature 373, 127
- _ Morrison R. & McCammon D., 1983, ApJ 270, 119
- _ Morse J.A., Wilson A.S., Elvis M. & Weaver K.A., 1995, ApJ 439, 121
- _ Mulchaey J.S., Colbert E., Wilson A.S., Mushotzky R.F. & Weaver K.A., 1993, ApJ 414, 144
- _ Mulchaey J.S., Mushotzky R.F. & Weaver K.A., 1992, ApJ 390, L69
- _ Mushotzky R.F., Done C. & Pounds K.A., 1993, ARA&A 31, 717
- _ Mushotzky R.F., Fabian A.C., Iwasawa K., Kunieda H., Matsuoka M., Nandra K. & Tanaka Y., 1995, MNRAS 272, L9
- _ Mushotzky R.F., 1984, Adv. Space Res. 3, 10
- _ Mushotzky R.F., 1992, ApJ 256, 92
- _ Nandra K. & Pounds K.A., 1994, MNRAS 268, 405 (NP94)
- _ Nandra K., Pounds K.A., Stewart G.C., George I.M., Hayashida K. et al., 1991, MNRAS 248, 760
- _ Nandra K., George I.M., Mushotzky R.F., Turner T.J. & Yaqoob T., 1996, MNRAS, in stampa
- _ Netzer H., 1990, in *Active Galactic Nuclei*, Courvoisier T. J.-L. & Mayor M. eds., (Berlin: Springer-Verlag), p. 57
- _ Osterbrock D.E., 1989, in *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books, p. 350
- _ Otani C., Kii T., Fabian A.C., Reynolds C.S., Iwasawa K., Inoue H., Tanaka Y. & Matsuoka M., 1996, in *Röntgenstrahlung from the Universe*, 1996, Zimmermann H.U., Trümper J.E. & Yorke H. eds., p. 493
- _ Otani C. & Dotani T., 1994, *ASCA News* N.2, 25
- _ Pfefferman E. et al., 1987, *Proc. SPIE* 733, 519
- _ Piro L., Matsuoka M. & Yamauchi M., 1990, in *Frontiers of X-ray Astronomy*, Tanaka Y. & Koyama K. eds., Tokyo: University Academy Press

- _ Piro L., Matsuoka M. & Yamauchi M., 1992, in *Physics of Active Galactic Nuclei*, Duschl W.J. & Wagner S.J. eds., Springer-Verlag, Berlino, p. 45
- _ Pounds K.A., Turner T.J. & Warwick R.S., 1986, MNRAS 221, 7
- _ Pounds K.A., Nandra K., Stewart G.C., George I.M. & Fabian A.C., 1990, Nature 344, 132
- _ Pounds K.A., Nandra K., Fink H.H. & Makino F., 1994, MNRAS 267, 193
- _ Poutanen J., Sikora M., Begelman M.C. & Magdziarz P., 1996, in stampa
- _ Raymond J.C. & Smith B.W., 1977, ApJS 35, 419
- _ Rees M.J., 1984, ARA&A 22, 471
- _ Reichert G.A., Branduardi-Raymont G., Filippenko A.V., Mason K.O., Puchnarewicz E.M. & Wu C.C., 1992, ApJ 387, 536
- _ Reynolds C.S., Fabian A.C., Nandra K., Inoue H., Kunieda H. & Iwasawa K., 1995, MNRAS 277, 901
- _ Reynolds C.S., Fabian A.C., Makishima K., Fukazawa Y. & Tamura T., 1994, MNRAS 268, L55
- _ Ross R.R. & Fabian A.C., 1992, MNRAS 261, 74
- _ Ross R.R., Fabian A.C. & Mineshige S., 1992, MNRAS 258, 189
- _ Saripalli L., Gopal-Krishna, Reich W. & Kühr H., 1986, A&A 170, 20
- _ Schnopper H.W., Davis M., Delvaile J.P., Geller M.J. & Huchra J.P., 1978, Nature 275, 719
- _ Serlemitsos P., Ptak A. & Yaqoob T., 1996, in *The physics of LINERS in view of recent observations*, in stampa
- _ Sersic J.L. & Pastoriza M.G., 1965, PASP 77, 287
- _ Setti G, 1990, in *The cosmic microwave background: 25 years later*, Kluwer Academic Publishers, p. 203 – 213
- _ Shakura N.I. & Sunyaev R.A., 1973, A&A 24, 337
- _ Simpson C., Ward M. & Kotilainen J., 1994, MNRAS 271, 250
- _ Singh K.P., Rao A.R. & Vahia M.N., 1992, ApJ 385, 132
- _ Sivron R. & Tsuruta S., 1993, ApJ 402, 420

- Smith D.A. & Done C., 1996, MNRAS 280, 355
- Snowden S., Plucinsky P.P., Briel U., Hasinger G. & Pfeffermann E., 1992, ApJ 393, 819
- Stark A.A., Gammie C.F., Wilson R.W., Bally J., Linke R.A., Heiles C. & Hurwitz M., 1992, ApJS 79, 77
- Tanaka Y., Nandra K., Fabian A.C., Inoue H., Otani C., Dotani T., Hayashida K., Iwasawa K. et al., 1995, Nature 375, 659
- Tanaka Y., Inoue H. & Holt S.S., 1994, PASJ 46, L37
- Terlevich R., Tenorio-Tagle G., Rozyczka M., Franco J. & Melnick J., 1995, MNRAS 272, 198
- Terlevich R. & Melnick J., 1985, MNRAS 213, 841
- Trinchieri G., Fabbiano G. & Canizares C.R., 1986, ApJ 310, 637
- Trümper J., 1983, Adv. Space Res. 2, 241
- Türler M., Walter R. & Schartel N., 1996, in *Röntgenstrahlung from the Universe*, 1996, Zimmermann H.U., Trümper J.E. & Yorke H. eds., p. 515
- Turner T.J. & Pounds K.A., 1989, MNRAS 232, 463
- Turner T.J. & Pounds K.A., 1989, MNRAS 240, 833
- Turner T.J. ed il BBXRT Science Team, 1992, in *Frontiers in X-ray Astronomy*, Tanaka Y. & Koyama eds., University Academy Press, Tokyo, p. 541
- Ueno S., Mushotzky R.F., Koyama K., Iwasawa K., Awaki H. & Hayashi I., 1994, PASJ 46, L71
- Ulrich M.-H., 1991, A&A 103, L1
- Ulvestad J.S. & Wilson A.S., 1984, ApJ 285, 439
- Urry C.M., Arnaud K., Edelson R.A., Kruper J.S. & Mushotzky R.F., 1989, in *AGN and X-ray background*, proc. 23rd ESLAB Symposium, vol.2, Hunt J. & Battrock B. eds., pag. 789, ESA, SP-296
- Wagner S. & Appenzeller I., 1990, AJ 225, L13

- _ Wamsteker W., Gilmozzi, R. & Clavel J., 1985, *International Astronomical Union Circ.*, N° 4081
- _ Weaver K.A., Nousek J., Yaqoob T., Mushotzky R.F., Makino F. & Otani C., 1996, *ApJ* 458, 160
- _ Weaver K.A., Yaqoob T., Mushotzky R.F., Nousek J., Hayashi I. & Koyama K., 1996, in *stampa*
- _ Willner S.P., Elvis M., Fabbiano G., Lawrence A. & Ward M.J., 1985, *ApJ* 299, 443
- _ Woltjer L., 1990, in *Active Galactic Nuclei*, Courvoisier T. J.-L. & Mayor M. eds., (Berlin: Springer-Verlag), p. 45
- _ Yaqoob T., Warwick R.S., Makino F., Otani Y. & Sokolski J., 1993, *MNRAS* 262, 435
- _ Yaqoob T., Warwick R.S. & Pounds K.A., 1989, *MNRAS* 236, 153
- _ Zamorani G. et al., 1991, *ApJ* 245, 357
- _ Zimmermann H.U., Belloni T., Izzo C., Kahabka P. & Schwentker O., 1993, *EXSAS User's Guide*, MPE Report 244