abstract

日本の X 線天文衛星「あすか」を用いた 1E 1740.7−2942 の研究結果を報告する。

1E 1740.7−2942 は、銀河中心領域の方向にあるため、その領域の高温プラズマ X 線放射がスペクトルに混入する。その寄与を評価し、信頼性の高いスペクトルを得た。その結果、 1E 1740.7−2942 までの吸収の柱密度 $(1.3 \sim 2) \times 10^{23} H/cm^2$ を得た。

また、この領域の平均の星間吸収は、柱密度 $(6 \sim 9) \times 10^{22} H/cm^2$ であるから 1E 1740.7−2942 固有の吸収の柱密度は約 $10^{23} H/cm^2$ となる。

一方、中性鉄蛍光輝線の強度が、 90% の信頼度で等価幅 15eV 以下であることが分かった。この値は、 1E 1740.7−2942 周辺数 pc に分布する宇宙組成の冷たいガスの吸収の柱密度は高々 $10^{22} H/cm^2$ であるという結論を導く。

1E 1740.7−2942 の大きな固有の吸収は、電波でこの領域に発見された分子雲が担っていると考えられる。一方、 1E 1740.7−2942 周辺の小さな吸収は、 1E 1740.7−2942 は、分子雲の中ではなく、その背後にあることを示唆している。すなわち、 1E 1740.7−2942 の活動性 — 硬 X 線放射や相対論的双極ジェット — は、分子雲ガスの降着による結果ではなく、通常の X 線連星系のような伴星からの降着によるものである、と推定できる。しかし、相対論的双極ジェットの存在を決定する条件については依然として謎である。

「あすか」による 1E 1740.7−2942
— マイクロクェーサーの原型 — の研究

坂野 正明

1997 年 2 月 3 日

もくじ

1 Introduction **7**

2 Review of Galctic Black Hole Candidates **9**

2.1 X-ray Binaries 9

2.1.1 Overview of Galactic Compact X-ray Sources 9

2.1.2 X-ray Pulsers 9

2.1.3 X-ray Bursts 10

2.2 X-ray Aspects of Black Hole Candidate 11

2.3 Review of Black Hole Candidate: Before the Ginga Satellite 11

2.3.1 Determination of mass in the case of Cygnus X-1 11

2.3.2 Review of other candidates 12

2.4 Review of Balck Hole Candidate: After the Ginga Satellite 12

2.4.1 X-ray novas and spectral variability 13

2.4.2 Another approach for mass determination 14

2.4.3 classical mass determination 14

2.4.4 Short-term variability — flickering and shot 15

2.5 Review of Balck Hole Candidate: Recent Results 16

2.5.1 GRS 1915+105 16

2.5.2 GRO J1655−40 17

2.6 Review of Balck Hole Candidate: The Case of 1E 1740.7−2942 19

2.6.1 Electron-positoron annihilation line 19

2.6.2 Spectral variability 21

2.6.3 Radio bipolar jet and radio variability 21

2.6.4 Molecular cloud in the direction of 1E 1740.7−2942 23

2.7 Summary on the Nature of Galactic Black Hole Candidates 24

2.7.1 List of black hole candidates 24

2.7.2 Overview of spectra 24

2.7.3 Soft State 24

2.7.4 Hard State 24

2.7.5 Relativistic radio jets 26

3 Instrumentation **29**

3.1 X-ray sattelite *ASCA* 29

3.2 XRT 29

3.3 Detectors 31

3.3.1 GIS 33

3.3.2 SIS 33

4 X-ray Study of 1E 1740.7−2942 **39**

4.1 Introduction 39

4.2 Observations 41

4.3 Results and Analysis 42

4.3.1 X-ray images 42

4.3.2 Short time variability 42

4.3.3 Long term spectral behavior 43

4.3.4 Detailed spectral analysis 44

4.4 Discussion 45

4.4.1 Column density to 1E 1740.7−2942 45

4.4.2 Equivalent width of iron line 46

4.4.3 Long term variability 47

4.5 Summary 47

Acknowledgements **63**

References **65**

図一覧

2.1 Distribution of bright X-ray compact sources 10
2.2 X-ray light curves of several X-ray novas 13
2.3 Mean light curve of the shots of Cyg X-1 15
2.4 Jets of GRS 1915+105 18
2.5 Jets of GRO J1655−40 18
2.6 511keV detection from 1E 1740.7−2942 20
2.7 511keV line from the Galactic Center 20
2.8 Bipolar radio jet of 1E 1740.7−2942 22
2.9 Radio and X-ray variability of 1E 1740.7−2942 22
2.10 Contour map of ^{12}CO line near 1E 1740.7−2942 23

3.1 ASCA overview 30
3.2 PSF measured by the Cyg X-1 observations 31
3.3 Effective area of XRT 32
3.4 The principle of the X-ray photon detection with GIS 34
3.5 Spectrum of the GIS non X-ray background 35
3.6 Cross section of SIS 36
3.7 Difinitions of SIS grades of events 38
3.8 The spectra of SIS NXB in 4CCD mode 38

4.1 X-ray images of 1E1740.7−2942 with data areas 49
4.1 (continued) 50
4.1 (continued) 51
4.1 (continued) 52
4.2 Light curves 53
4.2 (continued) 54
4.3 FFT analysis 54
4.4 GIS spectra with full energy band 55
4.5 SIS spectra with full energy band 56
4.6 GIS and SIS spectra with 4-10keV band 57

4.7 long term variability of Γ, N_H, Flux. 58
4.8 Raw spectrum and background spectra 59
4.9 Best-fit background inclusive spectra 61

表一覧

2.1 Black hole candidates in LMXB 25
2.2 Black hole candidates from radial velocity measurements 25
2.3 X-ray properties of compact objects 26
2.4 Radio-Jet X-Ray Binaries 27

3.1 Performance of GIS and SIS detectors 33

4.1 Observational log 48
4.2 Best-fit parameters with full energy band 56
4.3 Best-fit parameters with 4-10keV band 58
4.4 Best-fit parameters of the background spectrum 60
4.5 Best-fit parameters of background inclusive spectra 62

第 1 章

Introduction

現在では Sco X-1 と呼ばれる中性子星連星系のなかば偶然の発見を契機として X 線天文学は誕生した。実際、 X 線天文学の初期に発見された天体の殆んどは中性子星連星系であったが、その中にスペクトルや時間変動が中性子星連星系とは際だって異なる数個の X 線天体が存在していた。 Cyg X-1、 LMC X-1、 LMC X-3 と名付けられた X 線星である。これら特異な X 線星について光学対応星が発見され、その運動学解析からそれらの X 線星の質量が中性子星の理論上限である約 3 倍の太陽質量を上回ることが示唆されるに至り、これらはブラックホール候補星として広く研究者の関心を惹くようになった。

その後、 X 線新星 A0620−00 がブラックホール候補天体として発見されたのに続き、 1987 年に打ち上げられた日本の X 線天文衛星「ぎんが」がブラックホール候補天体の観測的研究に大きな足跡を残した。 X 線新星 GS2023+338、 GS2000+25、 GS1826−24、 GS1354−64 および GS1124−68 などの発見とその詳細な観測的研究である。これらはいずれも Cyg X-1 ら初期のブラックホール候補天体と酷似したスペクトルや時間変動を示し、さらには GS2023+338、 GS2000+25 および GS1124−68 からは光学対応星も発見され、 X 線星の質量下限に厳しい制限が与えられた。いずれも中性子星の質量の理論上限を上回るものであった。加えて、その X 線新星としての特徴 —X 線強度の数桁にも及ぶ変化 — に対応した X 線放射の詳細観測を生かし、ブラックホール候補天体研究の第二段階の扉が開かれたのである。

ブラックホール候補天体研究の第三段階への扉は硬 X 線 -γ 線天文衛星、 *Granat* や *CGRO* によって開かれたと言える。 GRO J1655−40 や GRS 1915+105 の発見である。これらの天体は、その電波観測から相対論的双極ジェットが発見されるに至り、マイクロクェーサー (micro quasar) と呼ばれるようになった。宇宙で最も活動的な天体、クェーサー (Quasar) が大質量ブラックホールを持つと考えられているのに対し、これら太陽質量の数倍から 10 倍の質量を持つブラックホール候補星はまさしくクェーサーのミニチュア版である。

我々の銀河中心付近にある X 線天体 1E 1740.7−2942 は、 X 線天文学の比較的初期から知られていたが、当初は目立った特徴のない地味な天体であった。しかし、 *Granat* 衛星の硬 X 線観測は、この天体に一躍脚光を浴びせることになった。 Cyg X-1 に酷似した硬いスペクトルと時間変動する電子 - 陽電子対消滅線の発見である。後者の発見自体はその後疑問視されているが、この天体の電波観

測から相対論的双極ジェットが発見され、またこの天体の方向に巨大分子雲が見つかったことから、分子雲からブラックホールへのガス降着が X 線やジェットのエネルギー源とする — まさにマイクロクェーサーそのものの — 描像が示唆されるに至った。以上の背景により、現在では 1E 1740.7−2942 は、最も興味ある X 線天体の一つとして重要視されるようになった。

「あすか」は、「ぎんが」に次いで 1993 年に打ち上げられた日本の 4 番目の X 線天文衛星であり、世界初の硬 X 線撮像能力と広いエネルギー帯、最高のエネルギー分解能を誇る。我々は「あすか」のこの特徴を生かし、マイクロクェーサーの原型、 1E 1740.7−2942 の観測的研究を行ない、その構造、とりわけ X 線発生機構に関する貴重な知見を得た。本論文は、その研究の背景から 1E 1740.7−2942 の観測、解析およびその結果の詳細をまとめたものである。第二章では、前準備として、 X 線連星系全般とブラックホール連星系の観測的研究についてレビューする。特に最近の進歩についても言及する。第三章では本研究で用いた「あすか」衛星とその観測装置を概観する。第四章ではこの研究の主題、 1E 1740.7−2942 の観測と結果について報告、議論を行なう。この章の内容は、学術誌投稿を意図し、英文で記述してある。

第 2 章

Review of Galctic Black Hole Candidates

質量 $8M_\odot$ 以上の星の進化は中心部における鉄元素合成まで進む。その後、鉄の芯は重力崩壊し超新星爆発 (II 型超新星) が起こり、崩壊した芯は中性子星、あるいはブラックホール (ここでは compact object と呼ぶ) をつくると考えられている。大質量星が互いに連星系であった場合、一方の星の超新星爆発で作られた compact object に他方の大質量星のガスの降着がおこる。この結果 compact object の強い重力エネルギーは主に X 線に変換されて X 線連星系として観測される。 以下では、 X 線でみた、これらの連星系の性質、特に compact object がブラックホールの場合、さらに本論文で我々が研究する 1E1740.7−2942 についてレビューする。

2.1 X-ray Binaries

2.1.1 Overview of Galactic Compact X-ray Sources

我々の銀河系内にある明るい X 線星のほとんどは、中性子星またはブラックホールと主系列星との連星系である[1]。これらを特に、 X 線連星系 (X-ray binary)、と呼んでいる。 X 線連星系は、宇宙 X 線源の中で、見かけ上、最も明るい部類に属する。

中性子星連星系は、その伴星[2] (companion star) の質量によって、即ち $2M_\odot$ 以下のものを低質量連星系 (Low Mass X-ray Binary: LMXB)、 $2M_\odot$ 以上のもの、典型的には $10M_\odot$ 以上のものを大質量連星系 (High Mass X-ray Binary: HMXB) と分類されている (Bradt and McClintook 1983)。一方ブラックホール連星系は、別枠で扱われる。図 2.1に、既知の X 線連星系を銀河座標上に示す。

2.1.2 X-ray Pulsers

大質量連星系の多く、低質量連星系のごく一部からは、正確な周期変動 (pulsation) が観測されている。これらを X 線パルサーと呼ぶ。中性子星が強い双極磁場 (極表面で 10^{12}–10^{13} Gauss) をも

[1] 中性子星 – 中性子星、あるいは中性子星 – 白色矮星の連星系や、孤立した中性子星も発見されているが、ここでは触れない。

[2] 通常、光で見える方を主星、見えない相手の星、すなわち中性子星などを伴星というが、 X 線天文学では逆に、 X 線で光っていない主系列星の方を、 companion star (= 伴星) というのがならわしである。以下では、この X 線天文学のならわしに従うこととする。

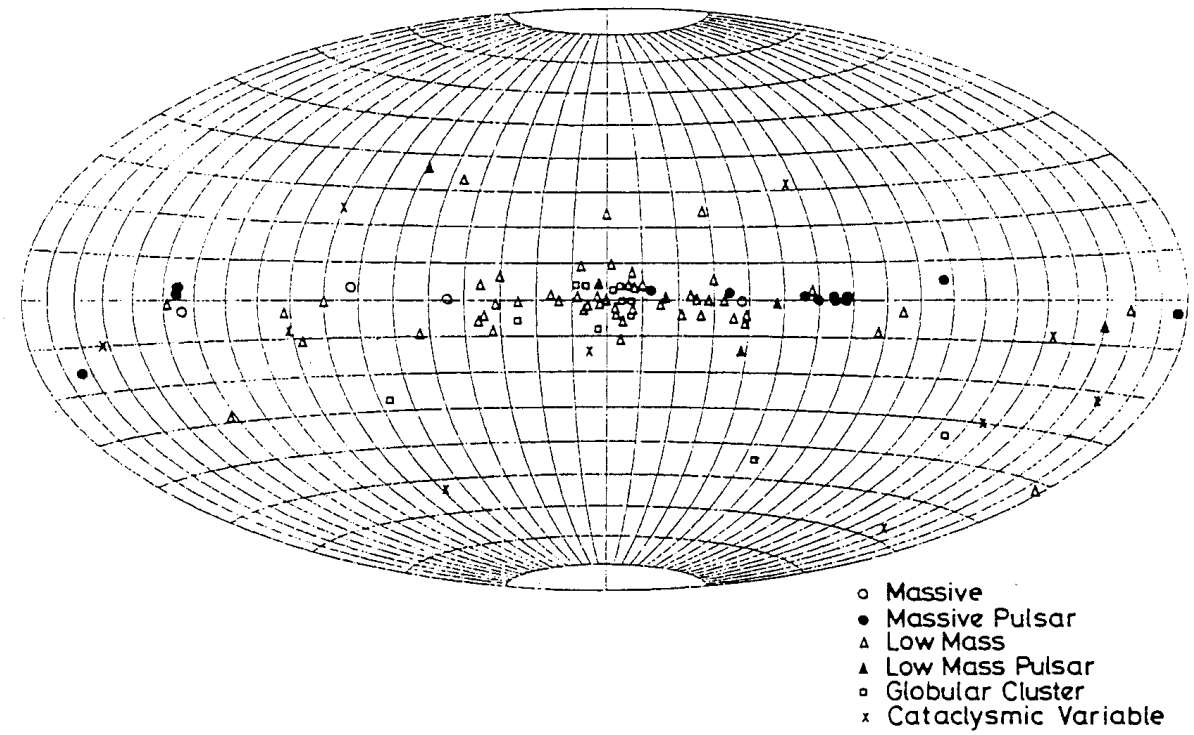


Figure 2.1: The distribution of bright galactic X-ray compact sources over the sky map in the galactic coordinate system. This figure is adopted from Hayakawa (1985).

つと、伴星からのガスは磁極の方に集められ、中性子表面、磁極近傍で X 線を放出する。 強い双極磁場をもった、即ち若い中性子星は 10ms から 100s くらいの周期で自転している。この自転により X 線放射領域 (磁極) が見え隠れするのが、 X 線の周期変動として観測される。すなわち、 X 線パルサーは、強い磁場を持った中性子星連星系である。[3]

2.1.3 X-ray Bursts

多くの低質量連星系からは、急激に X 線強度が 1 桁程度上がり、その後強度がなだらかに減少していく “X 線バースト” と呼ばれる現象が観測されている。 X 線バーストは、強度減少時に温度も減少する I 型と、温度が一定のままの II 型に分けられる。 I 型バーストは日本の X 線グループにより、精力的に研究され、ガス降着により中性子星の表面にたまった物質の爆発的核融合 (通常、ヘリウム核融合) であるという説が確立された。一方 II 型は物質が断続的に降着する際の重力エネルギーの解放と考えられ、現在までに Rapid Burster (MXB 1730−335) と GRO J1744−28 の 2 天体のみから観測された特異な現象である。

したがって I 型バーストが発見されれば、それは中性子星連星系であると結論できる。[4]。

[3] 強い磁場を持った白色矮星連星系でもパルセーションが観測されることはある。

[4] 観測的には大質量連星系では X 線バーストは見られない。これは、大質量連星系の中性子星の強い磁場がバーストの発生を抑制するからだと推察されている

2.2 X-ray Aspects of Black Hole Candidate

空間的に閉じた “事象の地平面” の内部、それが理論的なブラックホールの定義である。それ故にこれを観測的に直接確かめることは不可能である。そこで、ブラックホールの同定には、何らかの間接的な手法を取ざるえお得ない。 本節では、ブラックホールを含む連星系からの X 線放射のメカニズムと、それを用いたブラックホールの同定法についてレビューする。

伴星からの物質 (ガス) は一般に角運動量を持っているのでほぼケプラー運動しながら compact object に円盤状に降着すると考えられる。 これを降着円盤 (accretion disk) と呼び、多くの観測結果はこの降着円盤の存在を支持している。最近では特に系外天体において、可視光や電波の観測で、中心の大質量天体の周りに回転するガスが直接観測されている (Harmes *et al.* 1994, Miyoshi *et al.* 1995)。ケプラー運動は内側の軌道の方が外側より周期が速いので降着円盤は差動回転する。 ガスの粘性によりこの回転速度の差が摩擦熱を生成する。 compact object 近傍では、この熱は約 1000 万度の黒体放射に相当し、 X 線放射として解放される。

中性子星や白色矮星の連星系では、 X 線の一部は以上のように降着円盤から放出されるが、降着ガスの総エネルギーの少なくとも半分以上はガスがその表面に達した時に解放され、これが X 線放射の主成分を構成する。

一方、ブラックホールは、いわゆる硬い “表面” がないので、 X 線が放射の主成分はブラックホール近傍に形成される降着円盤からというのが通説になっている。 2 体の系において、ニュートン力学はどこでも安定な円軌道を保証する。しかしブラックホールのごく近傍においては、一般相対論的効果により、ニュートン力学のそれより強い実効的な引力が働くので安定な軌道が存在しない場所があらわれる。例えば角運動量をもたないブラックホール (Schwarzschild ブラックホール) の場合、 Schwarzschild 半径 ($r_g = 2GM/c^2$) の 3 倍以下のところでは安定な軌道が存在しない。 したがってここでは降着円盤は存在せず、降着ガスはほぼ自由落下の速度でブラックホールに吸い込まれると考えられる[5]。すなわち降着円盤からの X 線放射はその最内径 $\sim 3r_g$ 以上に限られる。 このような内端が存在することは、観測からブラックホールの質量を推定する時に、しばしば応用される ($\longrightarrow$ 次節)。

2.3 Review of Black Hole Candidate: Before the Ginga Satellite

2.3.1 Determination of mass in the case of Cygnus X-1

中性子星は、典型的には半径 10km 程、質量 $1.4M_\odot$ 程度だと考えられている。ある程度以上の質量を持った中性子星は、安定に存在できず、さらに重力崩壊しブラックホールになる。中性子星の理論的な最大質量は、仮定する状態方程式のパラメーターによって若干の差はあるが、たかだか $3M_\odot$ であることが知られている (Ebisawa(1991) の Appendix A およびその中で参照されている文献を参照)。逆に、コンパクトな天体の質量が $3M_\odot$ を超えていたなら、それはブラックホールである可能性が高い。

[5] 回転しているブラックホール (Kerr black hole) の場合は、さらに内側まで安定な軌道が存在できる場合があることが知られている。

「ぎんが」衛星以前から最も詳しく調べられた有名なブラックホール候補天体は白鳥座 X-1 星 (Cygnus X-1; 以下、 Cyg X-1 と表記する) である。そこで、この Cyg X-1 がブラックホールと考えられるようになった経緯、特に Cyg X-1 の質量決定について述べる。

Cyg X-1 の場合、伴星が青色超巨星 HDE226868 と同定されており、その軌道周期 T≈5.6 日、傾き $i \approx 27^\circ$、また地球から伴星までの距離 D≈2.5kpc ということが既に知られている。星の質量は進化の理論から決定し、それと軌道周期 (と傾き) から、ケプラーの法則に基づき、 Cyg X-1 の質量は、 9–15$M_\odot$ と求められた (Bolton 1975; Avni and Bahcall 1975)。この Cyg X-1 の質量は、前述した中性子星の理論的最大質量 ($3M_\odot$) より有意に大きい。一方、 Cyg X-1 の X 線観測からは、1/1000 秒のタイムスケールの時間変動が見つかっている。これから放射領域の大きさの上限は、対応する時間に光が横切る距離と考えて、 $c\Delta t \sim 10^7$–10^8cm であることが分かる。 $10M_\odot$ の質量のブラックホールの Schwarzschild 半径は、 $r_g \sim 3 \times 10^6 cm$ であり、上述の放射領域の大きさの上限は、この値にかなり近い。これほどコンパクトな領域にこれほど大きな質量が存在している物体は、ブラックホール以外、考えられない。以上が、 Cyg X-1 が有力なブラックホール候補となった理由である。

2.3.2 Review of other candidates

Cyg X-1 以外の天体についても、伴星が光学同定できたものについては同様の解析が試みられ、 LMC X-1 (Hutchings *et al.* 1987)、 LMC X-3 (Cowley *et al.* 1983)、 A0620−00 (Haswell and Shafter 1990) が、ブラックホールと考えるのが妥当だと思われる大きな質量が得られた[6]。しかし、多くの場合、そのようなはっきりした根拠はなかなか得られない。特に、銀河面に近い X 線源の場合、大きな減光、他の星の混入などの理由で可視光での伴星の同定が難しく、したがって伴星の運動学から質量を決定することができない。

そのような X 線源については、通常の中性子星連星系に特徴的な性質 (I 型バーストやパルセーション) が表れないことに加え、 Cyg X-1 に似た、数 10keV 以上にまで Power-law で伸びているハードなスペクトルを持つことが有力な証拠とされている。さらに傍証として、 2.7章で述べるようなブラックホール候補天体の特徴を示すことが用いられる。

2.4 Review of Balck Hole Candidate: After the Ginga Satellite

Ariel-5 衛星によりブラックホール X 線新星 A0620−00 が発見された後、日本の X 線天文衛星「ぎんが」によってさらに 5 例のブラックホール候補 X 線新星が発見された (図 2.2)。すなわち、 GS 2000+25、 GS 1124−68、 GS 2023+338、 GS 1826−24、 GS 1354−64 である。この多くの X 線新星を用い、ブラックホール候補天体の系統的な詳細な研究が進められた。

[6] LMC X-1、 LMC X-3 は、正確には我々の銀河系内の天体ではないが、星程度の質量を持ったブラックホール天体なので、以下、銀河系内天体と同列に扱うこととする

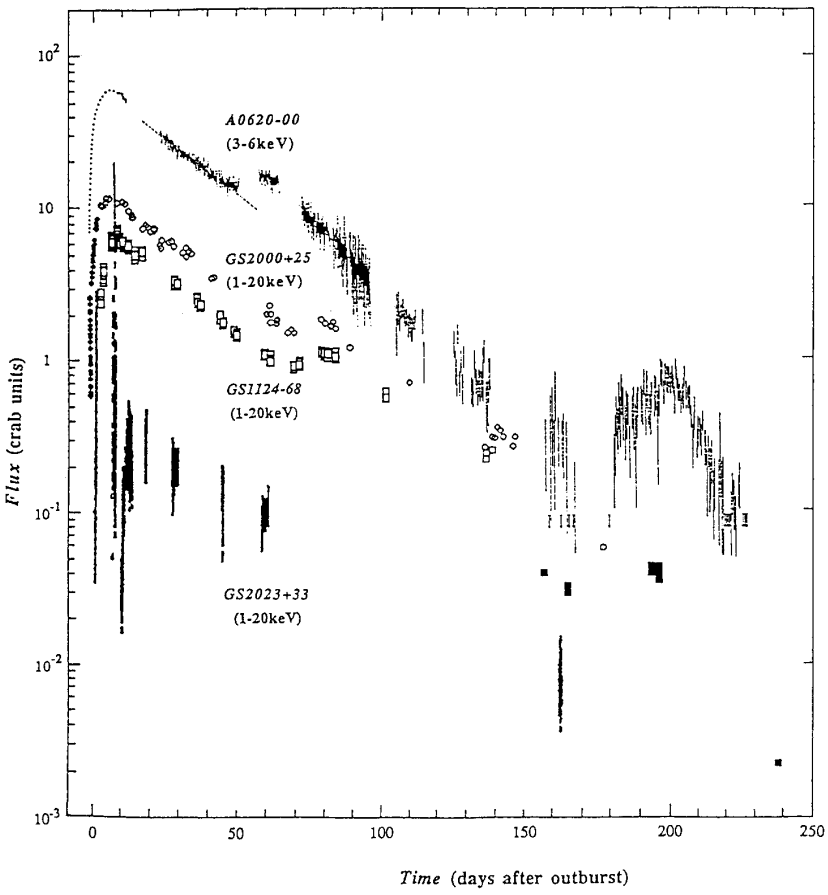


Figure 2.2: X-ray light curves of three bright transients observed with *Ginga* together with that of A0620-00 (Elvis *et al.* 1975, Kaluzienski *et al.* 1977). This figure is adopted from Inoue (1992).

2.4.1 X-ray novas and spectral variability

図 2.2に示されているように、長時間のスケールで見ると、どの X 線新星も大変類似した強度変動のプロファイルを示す。具体的には、 6–7 日の速い立ち上がりと 30 日程度のスケールで強度が落ちる、という共通の特徴がある。しかし、強度が落ちる時には相当の不規則な強度変動も伴い、単純なプロセスでは説明できないことが分かる。

この X 線新星 の時間変動に伴い、強度だけでなくスペクトルも同時に変化することが、よい統計と大きなサンプルで確かめられた。いずれの天体でも、スペクトルは軟らかい成分と硬い成分の 2 成分でよく再現できることが示された (Inoue 1992, Ebisawa 1991)。

特に、 X 線新星のように相対的に明るい時 ("High-state" または "Soft-state") はスペクトルはソフト成分が卓越していて、逆に相対的に暗い時 ("Low-state" または "Hard-state") はスペクトルが硬くなる傾向があることが分かってきた (Ebisawa *et al.* 1996 とその中の参考文献参照)。

2.4.2 Another approach for mass determination

スペクトルの長時間変動とは別に、得られた精度の高いスペクトルにより、伴星の運動学を使った方法とはまったく独立にブラックホールの質量を求める試みもなされた。

ブラックホール候補天体の “High-State” 時のスペクトルとして、数 keV 以下ではいわゆる disk-blackbody モデル (Shakura and Sunyaev 1973) が提唱されていた。そのスペクトルは、有効温度を降着円盤の半径の関数として $T_e(r)$ とすると、

$$T_e(r) = \left\{ \frac{3GM\dot{M}}{8\pi\sigma r^3} \left(1 - \sqrt{\frac{r_0}{r}} \right) \right\}^{1/4}$$

で表される。上式で、 σ は Stephan-Boltzmann 係数、 r_0 は降着円盤の内端の半径である。上式は、プランク関数 $B(E,T)$ を用いて近似的に、

$$F_d(E) \simeq \frac{8\pi r_{in}^2 \cos\theta}{3D^2} \int_{T_{out}}^{T_{in}} \left(\frac{T}{T_{in}} \right)^{-3/11} B(E,T) \frac{dT}{T_{in}}$$

と表される (Mitsuda *et al.* 1984、また Inoue (1992) によるレビューを参照)。ここで、 r_{in} と r_{out} はそれぞれ光学的に厚いディスクの内側と外側の半径、 T_{in}、 T_{out} はそれに対応する温度、 D は地球からの距離、 θ は傾きの角度、 $B(E,T)$ は、 Planck 関数である。この式に従って、観測から得られたスペクトルを fit することにより、 $r_{in}^2 \cos\theta$ を求めることができる。この r_{in} は、安定なケプラー軌道の最小値だと考えられるので、質量と直接関係づけることができる (2.2章)。

Ebisawa(1991) は、「ぎんが」の結果を用い、 LMC X-3 について伴星の運動学から求めた結果とほぼ同じ質量を与えること、また他の 3 つのブラックホール候補について中性子星の上限値より大きな質量を与えることを見い出した[7]。

最近では、 Cyg X-1 の “High-state” 時の「あすか」の観測により、同様の方法によって質量の下限値が $14M_\odot$ と導き出された (Kubota *et al.* 1997)。

2.4.3 classical mass determination

これら「ぎんが」で発見されたブラックホール候補天体についても、当然、可視光、赤外線での対応天体探査は行なわれた。そのうち、 GS 2000+25、 GS 1124−68、 GS 2023+338 については、実際に伴星 V404 Cygni、 X-ray Nova Muscae 1991、 QZ Vulpeculae が発見された (Marsden 1989; Casares adn Charles)。

2.3.1章で述べた Cyg X-1 の運動学による質量決定にはいくつかの不定性がある。そのひとつの問題点として、伴星の質量の不定性、すなわちスペクトルと質量の関係の不定性が挙げられる。特に、伴星が大質量星だった場合は、問題になりうる実際、進化の早い大質量星の質量決定はいまだ不定性が大きく、特に連星系を形作っている場合、 compact object への質量降着が、伴星の進化へどれほどの影響を及ぼすかまだよく分かっていない。先の Cyg X-1 の例の場合、伴星 (HDE226868) が青色超巨星であったため、まさにこの場合に相当する。

[7] Ebisawa(1991) が実際に使用したモデルは、ここで述べたものよりもう少し複雑であるが、基本的な考え方には大きな相違はない。

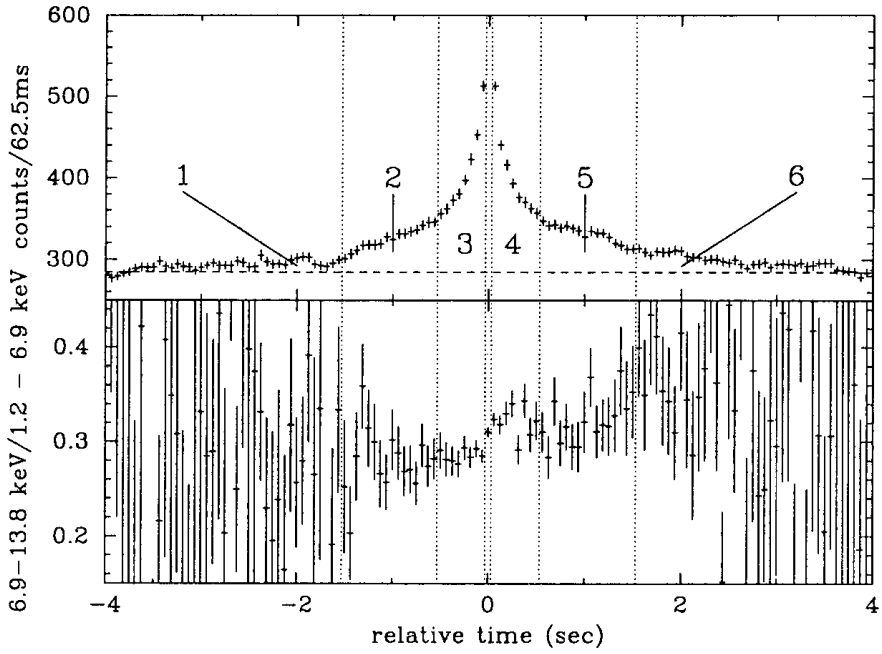


Figure 2.3: The mean light curve of 345 shots of Cyg X-1 obtained with *Ginga*. The lower panel shows its hardness ratios. These figures are adopted from Negoro (1995).

一方、「ぎんが」の上の 3 つの X 線源の伴星は、いずれも G–K 型の低質量主系列星であった。低質量星については、進化の過程がかなりよく分かっている。したがって compact objects の質量もかなり正確に決定された。特に、 GS 2023+338 と GS 2000+338 とは、質量の下限が約 $6M_{\odot}$ と中性子星の質量上限より 2 倍以上大きいため、現在の銀河系内ブラックホール候補の最右翼となった。

2.4.4 Short-term variability — flickering and shot

一方で、これらスペクトルとその長時間スケールの変動の研究だけでなく、「ぎんが」衛星の大有効面積と低いノイズを生かし、短時間スケールでの変動の研究も進められた。

“Low State” においては、しばしば激しく、速く、かつ不規則な時間変動が見られる。そのタイムスケールは、数十秒からミリ秒にまで及ぶ。この時間変動は “flickering” と呼ばれ、ブラックホール候補のひとつの大きな特徴である。個々の “flickering” は、 “shot” と呼ばれる。図 2.3に Cyg X-1 の「ぎんが」による観測で得られた “shot” の平均的ライトカーブを示す。

Negoro (1995) は、また “shot” のプロファイルが、その最大強度に独立にほぼ同じ形であることを見い出した。その形は、ピークを中心としてショット前とショット後のライトカーブが対称に近いこと、ピーク付近を境として、急激にスペクトルが硬化するのが特徴である。これは、通常の中性子星低質量連星系の I 型バースト (2.1.3章参照) と比較して明らかに異なった性質である。

2.5 Review of Balck Hole Candidate: Recent Results

「ぎんが」衛星以降、 *Granat* や *CGRO* などの硬 X 線 -γ 線の観測とその電波、赤外、光の広い波長帯に亙る追観測、あるいは同時観測により銀河系内ブラックホールの研究に新たな地平が開かれた。すなわち、銀河系内ジェット天体 GRS 1915+105 および GRO J1655−40 の発見である。

いずれも電波の 21cm 吸収線から見積もった距離で測ると、見かけ上光速を超えた移動速度であった。これを、クェーサーでよく見られるビーミング効果のためだと考えて、速度を補正すると、光速の 90% 程度であることが分かった。いずれにせよ光速に極めて近く、他の銀河系内ジェット天体のジェットの速度よりも数倍大きい値となる。この相対論的ジェットに因み、これらの天体は、マイクロクェーサーと呼ばれることになった。

これらのジェットのメカニズム、背景は、いまだに不明な点が多く、観測的にも理論的にも宇宙物理学の中で現在最も興味深いテーマのひとつとなっている。本節では、銀河系内ブラックホール天体の最近の観測的研究の最も大きな成果である、これらジェット天体の広い波長帯に亙る観測について、レビューを行なう。

2.5.1 GRS 1915+105

GRS 1915+105 は、 *Granat* 衛星上の WATCH 検出器によって 1992 年に X 線新星として発見された (Castro-Tirado *et al.* ; なお、 'GRS' は *Granat* Source の略である)。 WATCH および *CGRO* 衛星上の BATSE による追観測は、 3ヶ月に亙るゆっくりとした強度の増加後、 8ヶ月に亙って短時間変動はあれども平均強度は保たれるという、典型的な X 線新星 (2.4章参照) とは著しく異なったライトカーブを描くことを発見した (Harmon *et al.* 1992)。また、 *SIGMA*、 BATSE の追観測で、そのスペクトルは 200keV 以上にまで伸びていることが明らかになり (Finoguenov *et al.* 1994; Harmon *et al.* 1994)、ブラックホール候補のひとつと数えられるに至った。

一方、中性水素の 21cm 吸収線の観測から、銀河の回転曲線を仮定して、距離 $d = 12.5 \pm 1.5 kpc$ と見積もられた (Mirabel and Rodríguez 1994; Rodríguez *et al.* 1995)。そして最も特筆すべき観測結果が、電波双極ジェットの発見である (図 2.4)。この電波ジェットは、時間と共にソースを中心に対称の方向に離れていく様子が繰り返し観測され、距離 d を仮定すると、その速度は 9.2 ± 0.8c であった。 (Mirabel and Rodríguez 1994; Mirabel *et al.* 1996)。さらに、電波の cm 波観測により、1 日以下のタイムスケールで 2 桁にもおよぶ強度変動があって、また電波強度変動は X 線の強度変動に比較的よく相関していることも明らかにされた (Foster *et al.* 1996)。

X 線で測られた GRS 1915+105 までの吸収 (Greiner 1993; Ebisawa *et al.* 1995) は、 $N_H \sim 5 \times 10^{22} H/cm^2$ とかなり大きな値であった。そのため、可視光では対応天体が見つかっていない (Boër *et al.* 1996)。しかし、近赤外線では、 JHK いずれのバンドでも対応天体が発見された (Mirabel *et al.* 1994; Chaty *et al.* 1996)。 Castro-Tirado *et al.* (1996) は、赤外分光の結果、水素、ヘリウムの輝線を検出し、かつそれらの輝線強度が X 線、電波で明るい時に強くなる傾向を発見した。これらの結果より、赤外線対応天体、すなわち伴星は赤色巨星である可能性が高いが、まだはっきりとはしていない。一方で、 Mirabel *et al.* (1996) も、 JHK バンドの強度が電波バーストに追随して 1 等程度

の強度変動を示す例を発見した。なお、最近の高分解能の赤外線観測では、電波ジェットに対応した赤外放射も見つかっている (Sams *et al.* 1996)。

X 線では、 XTE などの観測により、長時間の変動だけでなく、激しい短時間変動、準周期的変動も観測されている (Greiner *et al.* 1996)。 X 線全体の光度は、上の距離を仮定すると、最大 $L_X \sim 4 \times 10^{38}$ erg/s となり、これは、中性子星の理論的上限の $3M_\odot$ の Eddington の限界光度に匹敵し、その観点からもブラックホールである可能性が高い。

「あすか」の最新の結果では、 6.7keV の He-like な鉄の K 輝線に相当するエネルギー付近に吸収線の存在が報告された (Ebisawa *et al.* 1997, Ueda 1997)。「あすか」で吸収線が観測された天体は、次に述べる GRO J1655−40 を除けば、銀河系内、系外問わず他に例がなく、その起源とメカニズムはまだこれからの課題である。

2.5.2 GRO J1655−40

GRO J1655−40 は、 *CGRO* 衛星上の BATSE 検出器によって 1994 年に X 線新星として発見された (Zhang *et al.* 1994; なお、 'GRO' は、 *GRO* Source の略)。

その後、 Tingay *et al.* (1995) によって、 GRS 1915+105 と同じく相対論的電波双極ジェットが観測され、その後も断続的にジェットが出ているのが観測された (Hjellming and Rupen 1995; 図 2.5)。

ジェットの速度は、見かけ上、光速を超えていたが、ビーミングの効果を補正すると、 GRS 1915+105 と偶然の一致か、同じ 0.92c と見積もられた。また、 X 線のライトカーブに数日から 2 週間遅れの相関があることも発見された (Harmon *et al.* 1995)。

GRS 1915+105 との最大の違いは、光学で F 型の伴星が発見されたため、運動学的に質量の下限が $3.2M_\odot$ と決定されたことである (Bailyn *et al.* 1995)。これは、中性子星の質量の理論的上限を上回っており、ブラックホールと考えられる。

「あすか」の最新の結果では、前節で述べたように、 GRS 1915+105 と同じく、 6.7keV 付近に吸収線が観測された (Ueda 1997)。

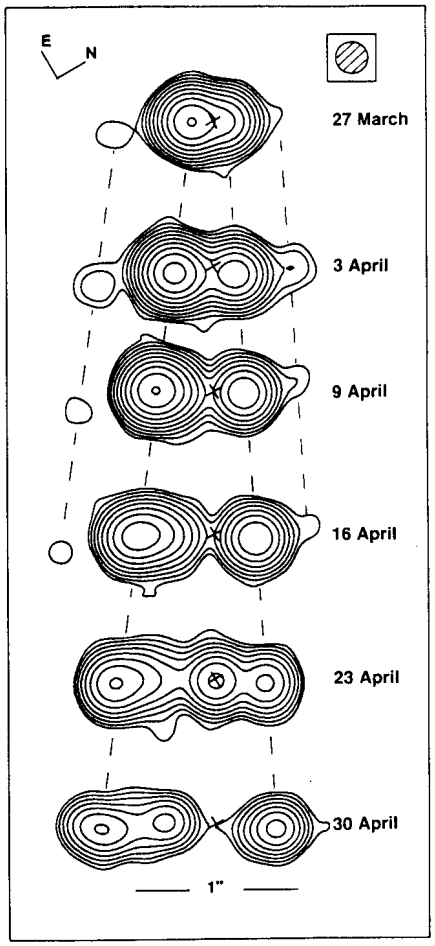


Figure 2.4: Jets of GRS 1915+105

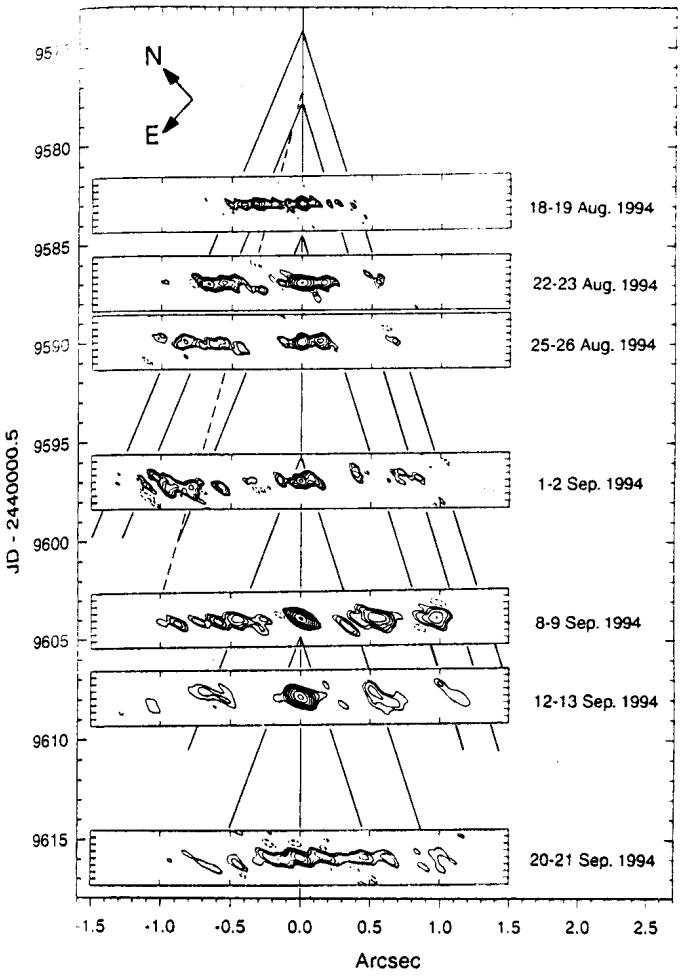


Figure 2.5: Jets of GRO J1655−40

2.6 Review of Balck Hole Candidate: The Case of 1E 1740.7−2942

1E 1740.7−2942 は、 Einstein 衛星による我々の銀河中心領域の軟 X 線サーベイ観測において発見された (Hertz and Grindlay 1984)。その後、 Spacelab-2 (Skinner *et al.* 1987)、 TTM and HEXE (Skinner *et al.* 1991)、 Spartan1 (Kawai *et al.* 1988)、 GRIP (Cook *et al.* 1991)、 *SIGMA* & ART-P (Bouchet *et al.* 1991; Sunyaev *et al.* 1991a,b; Cordier *et al.* 1993a; Goldwurm *et al.* 1994) などの硬 X 線領域に感度を持つ X 線衛星、ロケット観測により、 1E 1740.7−2942 は 100keV 以上にまで伸びた非常に硬いスペクトルを持つことが示された。中でも特筆すべきは *Granat* 上の *SIGMA* の観測により、時間変動する電子 - 陽電子対消滅線が発見されたことである (Bouchet *et al.* 1991, Sunyaev *et al.* 1991)。その発見に因み、 The Great Annihilator (大対消滅源) と呼ばれることとなった。

一方、電波の cm 波の観測において、 1E 1740.7−2942 の対応放射が見つかり、同時に、時間変動する双極ジェット構造が発見された。加えて、電波の CO 輝線による観測からは、ちょうど 1E 1740.7−2942 の方向に、分子雲のピークが見られることが分かった。

これらを総合して考えた時、 1E 1740.7−2942 は、分子雲からブラックホールへガスが直接降着し、そのエネルギーでもって硬 X 線放射、電子 - 陽電子対消滅線、ジェットを発しているという、描像が浮かび上がってきた。これにより、銀河系内ブラックホール候補天体の中で、最もマイクロクェーサーと呼ぶにふさわしい天体となった。

以下、 1E 1740.7−2942 の過去の電子 - 陽電子対消滅線、スペクトル、ジェット、分子雲の観測について、レビューする。

2.6.1 Electron-positoron annihilation line

Granat 衛星の *SIGMA* 検出器による 1990 年 10 月 13–14 日の観測において、 Bouchet *et al.* (1991)、 Sunyaev *et al.* (1991b) らは、 511keV 付近に電子 - 陽電子対消滅線だと考えられる強い輝線構造 (強度は 10^{-2} photon/cm^2/s) を発見した (図 2.6)。前後の 10 月 10–11 日、 10 月 14–15 日の観測では有意な輝線は検出されなかったため、彼らは、この激しい変動は、 1E 1740.7−2942 がブラックホールである強い証拠と見なした。

銀河中心領域は、過去の 20 年以上に亙る多くの衛星、ロケットの観測結果から $(0.3 \sim 2) \times 10^{-3}$ photon/cm^2/s の強度の強い電子 - 陽電子対消滅線があることが確実視されている。 (Kellog *et al.* 1971; Cruddace *et al.* 1978; Dennis *et al.* 1980; Maureer *et al.* 1982; Leventhal *et al.* 1978; Share *et al.* 1990; Gehrels *et al.* 1991; Bazzano *et al.* 1992; Durouchoux *et al.* 1993; Teegarden *et al.* 1996; また図 2.7参照)。過去の検出器は撮像能力がないため空間的には分離できないとはいえ、時間変動する成分があることから、何らかの点源 — おそらくはブラックホールに付随しているもの — があると考えられてきた (Riegler *et al.* 1981, 1985; Leventhal *et al.* 1986; Mahoney *et al.* 1993)。 1E 1740.7−2942 における電子 - 陽電子対消滅線の発見は、まさにその成分の発見として、単なるブラックホールの物理の観点だけでなく、我々の銀河中心領域の活動性の観点からも多くの研究者の注目を集めることになった。

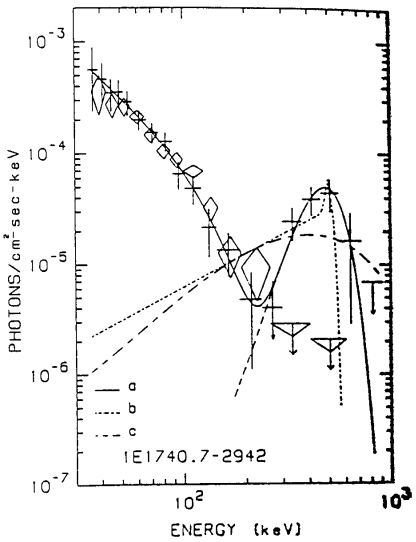


Figure 2.6: Detection of electron-positron annihilation line by *SIGMA* (Bouchet *et al.* 1991).

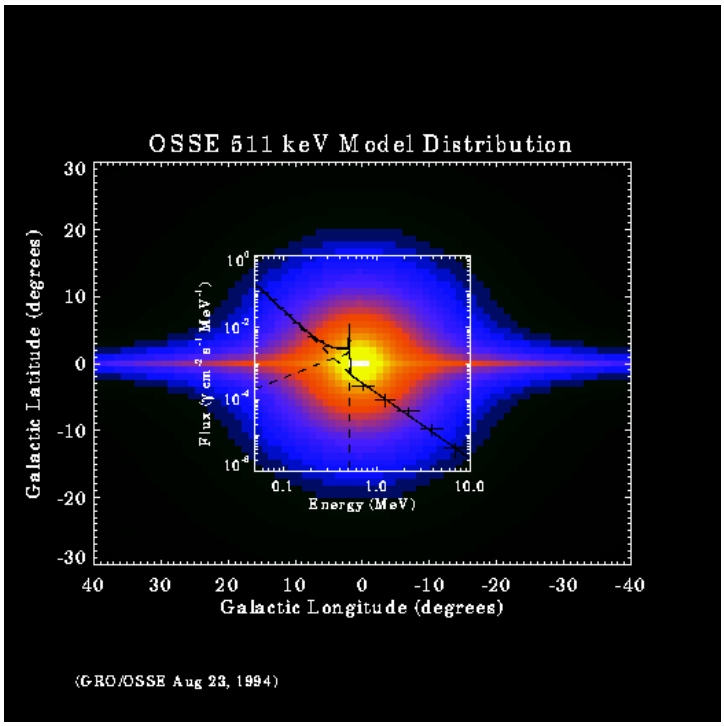


Figure 2.7: The distribution and spectrum of 511keV electoron-positron annihilation line from the Galactic Center detected with OSSE

その後、 *SIGMA* により、 1991 年 10 月 1–19 日、 1992 年 9 月 19–20 日の観測において、 1990 年の観測ほどの強度はないが、有意な高エネルギーでの excess — おそらくは電子 - 陽電子対消滅線起源だと思われるもの — が発見された. その強度は、 $(3 \sim 5) \times 10^{-3}$ photon/cm^2/s 程度であった (Churazov *et al.* 1993a, Cordier *et al.* 1993b)。

しかし、 *SIGMA* の発見以降、 *CGRO* 衛星でも精力的に観測が行なわれたにも関わらず、 1E 1740.7−2942 起源の有意な電子 - 陽電子対消滅線が報告されたことはなく、また *SIGMA* でも、その後は 1200 時間にも及ぶ観測にも関わらず一度も発見されていない (Malet *et al.* 1995、 Smith *et al.* 1996)。また、 *SIGMA* 以前の 1981–1988 年の SMM のデータ解析においても、 Bouchet *et al.* (1991)、 Sunyaev *et al.* (1991) らが報告したような電子 - 陽電子対消滅線の強いフレアは見つからず、上限値で 5×10^{-3}photon/cm^2/s が与えられたに過ぎない (Harris *et al.* 1994a,b)。特に、 Cordier *et al.* (1993b) らが高エネルギー帯での excess を検出した 1992 年 9 月 19–20 日は、 *CGRO* 衛星上の OSSE 検出器でも同時観測を行なっていたが、 *SIGMA* の報告の下限値 2.0×10^{-3}photon/cm^2/s (68% の信頼度) より低い 1.0×10^{-3}photon/cm^2/s の上限値 (99% の信頼度) が報告され (Jung *et al.* 1995)、 *SIGMA* の検出を疑問視する向きも出てきている。

2.6.2 Spectral variability

Sunyaev *et al.* (1991) の *SIGMA* による観測では、電子 - 陽電子対消滅線の変動だけではなく、スペクトルの連続成分も変化していることが報告された。その後の *SIGMA*(40-150keV) 、 ART-P(8-20keV)、 BATSE(35-100keV) の長期間モニタリング観測でも 10 日から数ヶ月のタイムスケールでひと桁以上にわたる強度変動が観測されている (Pavlinski *et al.* 1994; Churazov *et al.* 1993a,b; Cordier *et al.* 1993c; Paciesas *et al.* 1993; 図 2.9)。

一方、スペクトルの形は、強度によらずほぼ一定の形を保っている (Churazov *et al.* 1993a,b)。

2.6.3 Radio bipolar jet and radio variability

1E 1740.7−2942 は、銀河系内ブラックホール候補天体としては、最初に電波双極ジェットが見つかった天体である[8] (Mirabel *et al.* 1992, 1993)。電波イメージは 1E 1740.7−2942 に対して対称な形をしており (図 2.8参照)、また強度から銀河系内天体であろうと推察されている。なお、 GRO J1655−40 や GRS 1915+105 のようなジェットの移動の観測報告はない。

一方、 1E 1740.7−2942 自体の電波対応天体も cm 波観測において発見され (Prince and Skinner (1991); Mirabel *et al.* (1992, 1993))、また X 線強度に連動して変動していることが示唆される結果も得られた (図 2.9)。

[8] ブラックホール候補天体 SS433 では早くからジェットが発見されていたが、近年の詳細な X 線、光学の観測により、質量の上限が厳しく決まり、中性子星だと考えられるようになった (Brinkmann *et al.* 1989, D'Odorico *et al.* 1991)。

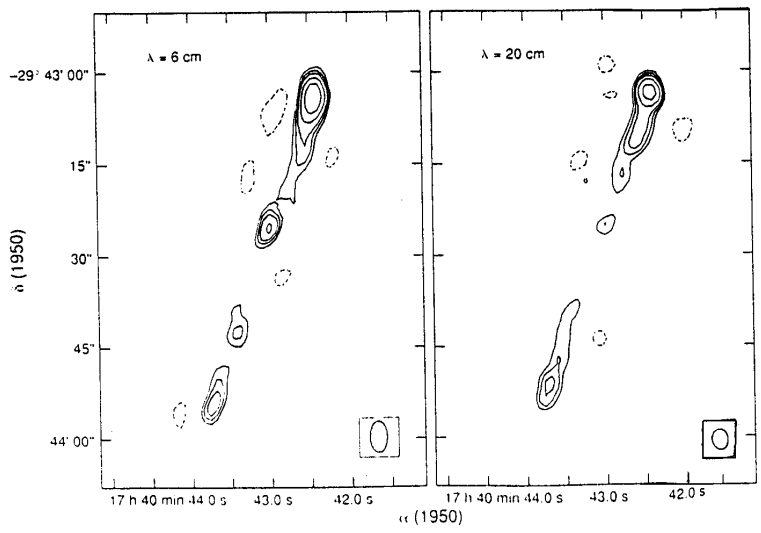


Figure 2.8: Bipolar Radio jet of 1E 1740.7−2942 (from Mirabel *et al.* 1992)

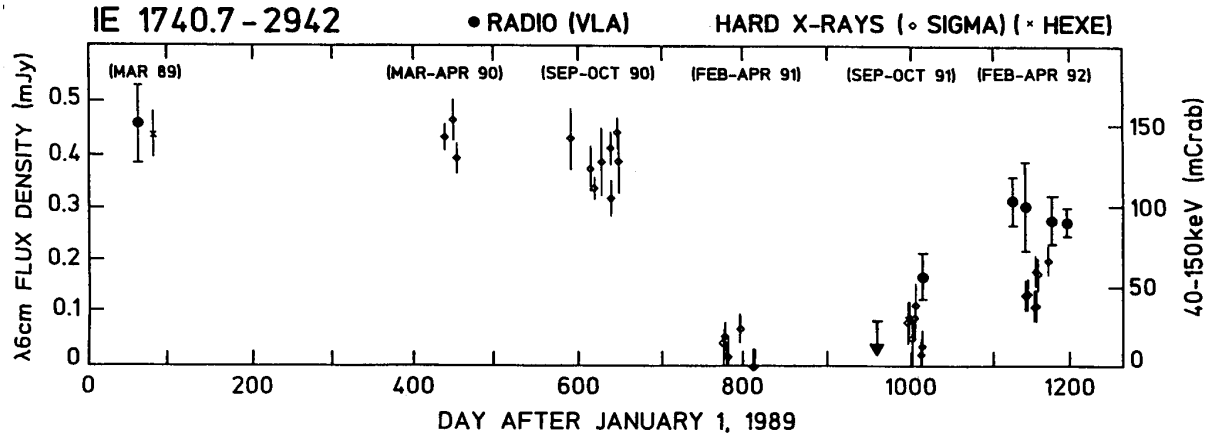


Figure 2.9: Radio and X-ray variability of 1E 1740.7−2942 (from Mirabel *et al.* 1992)

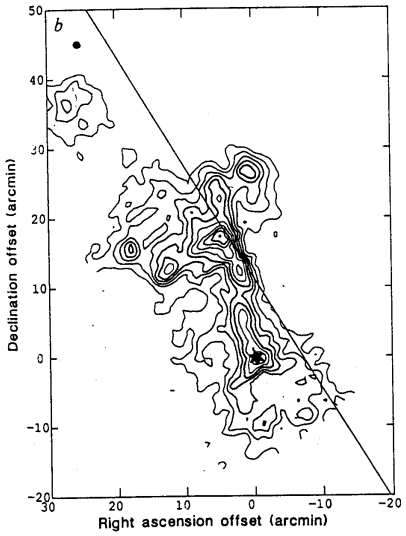


Figure 2.10: Contour map of ^{12}CO line near 1E 1740.7−2942 from Bally *et al.* (1991)

2.6.4 Molecular cloud in the direction of 1E 1740.7−2942

Bally *et al.* (1991)、Mirabel *et al.* (1991) らは、CO、HCO^+ などの輝線の観測から、ちょうど 1E 1740.7−2942 の方向に分子雲 (G−0.86−0.08) のピークが一致することを見い出した (図 2.10)。両者の方向が偶然一致する確率は 5 ∼ 7% であった。また、それら分子雲の速度は、LSR(Local Standard Rest) に対して −130 ∼ −140km 程度であり、これは銀河系の回転曲線を考えた時、ちょうど銀河中心程度の距離にあると考えて矛盾なく説明できる。大きな速度分散を示すことも銀河中心近傍の分子雲の特徴と一致する。それらの事実、また 1E 1740.7−2942 の X 線スペクトルの吸収の大きさはそれが銀河中心近傍にあることを示唆していることを考慮に入れて、この分子雲 (G−0.86−0.08) と 1E 1740.7−2942 とは実際に相関しているという説が提唱された。

すなわち、1E 1740.7−2942 は分子雲の中にあって、分子雲からランダムな、Bondi-Hoyle accretion (Bondi and Hoyle 1944) のような形で直接分子雲ガスの降着を受け、そのエネルギーを解放している、というものである。この時、電子 - 陽電子対消滅線は、ブラックホールの近傍から出た γ 線が電子 - 陽電子対生成を起こし、その陽電子が近傍の分子雲の中の電子と対消滅を起こした時に発生したものであり、X 線の強度変動は分子雲が clumpy であればその降着率の変化で説明できるとされた (Ramaty *et al.* 1992)。

なお、ジェットのような分子流の tracer として知られる HCO^+ 輝線を用いた精密観測では、1E 1740.7−2942 自体とジェットとの HCO+ 輝線強度の相関は見られなかった (Phillips and Lazio 1995)。

2.7 Summary on the Nature of Galactic Black Hole Candidates

この節では、現在までに研究された銀河系内ブラックホール候補天体の観測的特徴、特に X 線における特徴をまとめる。

2.7.1 List of black hole candidates

以下に、ブラックホール候補天体と、中でも伴星の運動学から質量が決定されているものを表 2.1、表 2.2にまとめる (White and Paradijs 1996 より)。

2.7.2 Overview of spectra

ブラックホール候補天体の示す最も顕著なスペクトル的特徴は、その硬さである。白色矮星連星系でも、中性子星連星系でも数 10keV 以上ではスペクトルは落ちるが、ブラックホール候補天体の場合、時には 100keV 以上にまでスペクトルが伸びている。

また、ブラックホール候補天体のもうひとつのスペクトル的特徴は、明るく、スペクトルが軟らかい "Soft State" と、相対的に暗く、スペクトルが硬い "Hard State" と 2 つの状態が存在することである。これら 2 つの状態の遷移は、降着円盤の不安定性に起因している、と考えられているが、詳しいメカニズムはまだよく分かっていない。

他の連星系とブラックホール候補天体のスペクトルの違いを表 2.3にまとめる。

2.7.3 Soft State

ブラックホール天体は、時にその強度がひと桁からふた桁以上強くなる。この時、同時にスペクトルが軟らかくなるので、 "High State" (または Soft State) と呼ばれる。

この時のスペクトルは、通常、 disk blackbody に power-law のハードテールを重ねた形でよく表される (2.3.1章参照)。この両成分は、数日から数か月のタイムスケールで、独立に変動する。準周期的変動 (Quasi-Periodic Oscillation; QPO) もしばしば見られる。

2.7.4 Hard State

上述した "Soft State" に比べ、通常は強度は弱く、スペクトルは相対的に硬い。この時を "Hard State" (または Low-State) と呼ぶ。

この時、スペクトルは、 1–100keV に亙り単一の power-law で比較的よく再現される。 100keV 以上では、急激に落ちる (Liang and Nolan 1984)。そしてしばしば、 1MeV 付近に γ-ray bump が見られる (Cyg X-1, Ling *et al.* 1987)。活動銀河核においても同じようなスペクトルが見られることが知られており (Turner and Pounds 1989, Kruper *et al.* 1990)、このスペクトル形は、星程度の質量から星の 100 万倍以上の質量を持ったものまで幅広いレンジの質量のブラックホールによく当てはまることが分かる。

Table 2.1: Black hole candidates in low mass X-ray binary

BLACK HOLE CANDIDATES IN LOW-MASS X-RAY BINARIES

Name	Type	Signature	l^{II}	b^{II}	d (kpc)	z (pc)	d Reference
GRO J0422+32 (V518 Per)	Transient	D/UH	165.9	−11.9	2.5	−516	1
A 0620−00 (V616 Mon)	Transient	D/US	210.0	−6.5	0.8	−91	2
GRS 1009−45 (XN Vel 93)	Transient	UH	275.9	9.3	...	...	
GRS 1124−68 (GU Mus)	Transient	D/US/UH	295.3	−7.1	3.9	−482	3
GS 1354−645 (Cen X-2)	Transient	US/UH	310.0	−2.8	...	...	
A 1524−62 (TrA X-1)	Transient	US/UH	320.3	−4.4	...	...	
4U 1543−47	Transient	US/UH	330.9	5.4	4	376	4
4U 1630−47 (Nor X-1)	Transient	US/UH	336.9	0.3	...	...	
GRO J1655−40 (XN Sco 94)	Transient	D/US/UH/J	345.0	2.5	3.2	140	5
GX 339−4 (4U1658-48)	Variable	US/UH	338.9	−4.3	4	−300	6
H 1705−25 (V2107 Oph)	Transient	US/UH	358.6	9.1	6	950	7,8
GRO J1719−24 (GRS 1716−249)	Transient	UH	0.1	7.0	...	...	
KS 1730−312	Transient	UH	356.7	1.0	...	...	
1E 1740.7−2942	Variable	UH	359.1	−0.1	8.5	−15	6
H 1743−32	Transient	US/UH	357.1	−1.6	...	...	
SLX 1746−331	Transient	US	356.8	−3.0	...	...	
4U 1755−338	Persistent	US	357.3	−4.9	...	...	
GRS 1758−258	Variable	UH	4.5	−1.4	...	...	
GS 1826−24	Variable	UH	9.3	−6.1	...	...	
EXO 1846−031	Transient	US/UH	30.0	−0.9	10	−157	9
GRS 1915+105	Variable	UH?/J	45.3	−0.9	12.5	−196	10
4U 1957+11	Persistent	US	51.3	−9.3	...	...	
GS 2000+25 (QZ Vul)	Transient	D/US/UH	63.4	−3.0	2.5	−131	6
GS 2023+33 (V404 Cyg)	Transient	D/UH	73.2	−2.1	8	−293	11

REFERENCES.— 1. Shrader et al. 1994; 2. Oke 1977; 3. West 1991; 4. Chevalier 1989; 5. Hjellming & Rupen 1995; 6. Tanaka & Lewin 1995; 7. Griffiths et al. 1978; 8. Martin et al. 1995; 9. Parmar et al 1993; 10. Mirabel & Rodriguez 1994; 11. Wagner et al. 1992.

Table 2.2: Black hole candidates from radial velocity measurements

BLACK HOLE BINARY CANDIDATES FROM RADIAL VELOCITY MEASUREMENTS

Name	ID	Date (yr)	Transient	Companion	P_{orb} (days)	$f(M)$ ($M_\odot$)	M_X ($M_\odot$)	Reference
HMXRB:								
Cyg X-1	HD226868	1972	No	O9.7 Iab	5.6	0.25	≥7	1, 2
LMC X-3		1982	No	B3V	1.7	2.3	≥7	3
LMC X-1		1983	No	O7–9 III(?)	4.2	0.12	≥2.6	4
LMXRB:								
A 0620−00	V616 Mon	1986	Yes	K5 V	0.32	2.91	≥2.9	5
GS 2023+338	V404 Cyg	1992	Yes	G9 V–K0 III	6.47	6.26	≥6.1	6
GS/GRS 1124−68	XN Mus 92	1992	Yes	K0 V–K4 V	0.43	3.1	≥2.9	7
GRO J0422+32	V518 Per	1995	Yes	M2	0.21	1.2	≥2.6	8, 9
GRO J1655−40	XN Sco 95	1995	Yes	F3–F6	2.60	3.16	≥3.2	10
GS 2000+25	QZ Vul	1995	Yes	K5 V	0.35	5.0	≥6.4	11, 12
H1705−25	XN Oph 77	1996	Yes	K3	0.52 (0.70)	4.0	≥3.4	13, 14

REFERENCES.— 1. Webster & Murdin 1972; 2. Bolton 1972; 3. Cowley et al. 1983; 4. Hutchings et al. 1987; 5. McClintock & Remillard 1986; 6. Casares et. al. 1992; 7. McClintock, Bailyn, &Remillard 1992; 8. Filippenko, Matheson, & Ho 1995; 9. Casares et. al. 1995b; 10. Bailyn et al. 1995; 11. Casares, Charles, & Marsh 1995a; 12. Filippenko, Matheson, & Barth 1995; 13. Remillard et al. 1996; 14. Martin et al. 1995.

Table 2.3: X-ray properties of compact objects[a,b]

	Black Hole Candidates		Neutron stars		White Dwarfs
	(Soft State)	(Hard State)	X-ray Pulsars	LMXBs	(CVs[c])
Energy	DBB (0.3–1keV)	PL (1.5–1.8)	PL (0–0.5)[d]	DBB (1–1.5keV)	Themal Bremss.
Spectrum	+ PL (2.1–3)			+ BB (∼2keV)	(∼20keV)
Time	Quiet (1/f)	Flickering	Pulsation	Quiet (1/f)	Cataclysmic
Variations[e]	+ Rapid Var.			+ Rapid Var.	(Pulsation)
Remarks	QPO			Burster, QPO	

[a] : The values in this table are adopted from Negoro (1995)
[b] : BB = blackbody (black body temperature in keV), DBB = disk blackbody (disk temperature in keV), PL = power-law (photon index).
[c] : Cataclysmic Variables.
[d] : The power-law has an exponential cut off around 20keV.
[e] : Comparisons at fourier frequency 0.1–10Hz.

数 keV 以下では、単一の power-law からはずれた soft excess がある、という報告もしばしばある (Priedhorsky *et al.* 1979, Barr and van der Woerd 1990, Balucińska and Hasinger 1991)。この soft excess は、 photon index $\Gamma \sim 2$–5 の steep な power-law (Priedhorsky *et al.* 1979, Barr and van der Woerd 1990, Balucińska and Hasinger 1991)、または kT∼ 0.2–0.3keV の黒体放射 (Barr and van der Woerd 1990, Balucińska and Hasinger 1991) などでよく表される。なお、活動銀河核においても、その半数には soft excess が見られるという報告がある (Turner and Pounds 1989 およびその中の参考文献参照)。

"Soft State" においては、激しく、速く、かつ不規則な時間変動 "flickering" が見られる。そのタイムスケールは、数十秒からミリ秒にまで及び、ブラックホール候補のひとつの大きな特徴である。個々の "flickering" である "shot" については、?? 章で前述した。

"shot" の短時間変動の物理的背景は諸説あれど、まだよく分かっていない。降着円盤の不安定性によるとするもの (Lightman and Eardley 1974; Shakura and Sunyaev 1976) と、降着円盤上に生ずる磁気フレアの reconnection によるとするもの (Galeev *et al.* 1979; Pudritz and Fahlman 1982; Volwerk *et al.* 1993) との 2 つが主流である。

2.7.5 Relativistic radio jets

銀河系外の活動銀河核の一部には、その中心核から双極ジェットが出ているものがあることが古くから知られていた ("Blazer" と呼ばれる; Marscher (1993) のレビューを参照)。近年になって、銀河系内天体でも、原始星候補天体、白色矮星連星系、中性子星、そしてごく最近になってブラックホール連星系に、双極ジェットが出ているものがあることが発見されてきた (Blandford(1993) のレビューを参照)。

Table 2.4: Radio-Jet X-Ray Binaries

Source	Spectral class of companion	Compact object	Periodicities ('o'=orbital)	Distance (kpc)
SS433	OB (?)	NS (?)	13d(o), 164d	8
GRS 1915+105	Red giant/dwarf?	BH		10, 12.5
GRO J1655−40	F or G	BH	2.6d(o)	3, 6
Cyg X-3	W-R(?)	NS (?)	4.8h(o)	3.5, 12
Cir X-1	MS	NS	16.6d(o)	$\geq$6.5
LSI+61°303	Be	?	26.5d(o), 4yr(?)	$\sim$2
1E 1740.7−2942	?	BH (?)		8.5(G.C.)
GRS 1758−58	binary ?	BH (?)		8.5(G.C.)

観測的には、光速に近い速度 ($\gtrsim$ 0.9c) を持ったジェットが出るのがブラックホール候補天体、比較的遅い速度 ($\lesssim$ 0.3c) を持ったジェットが出るのが中性子星連星系という説も提唱されているが (Mirabel and Rodríguez 1996)、まだ確立したものではない。実際、最も有名なブラックホール候補天体 Cyg X-1 では、有意なジェットの検出は報告されておらず (Marti *et al.* 1996)、どういう条件、環境、メカニズムでジェットが放出されるのかほとんど分かっていない。

理論的にも、降着のエネルギーをいかにジェットに転化するか、またジェットをどうやって collimate するか[9]、多くの難問が残されており、これからの分野である。

前節までで比較してきたように、ブラックホール天体は、その質量にかかわらず、類似した性質を示している。相対論的ジェットはクェーサーや活動銀河核でよく観測されることから、今後の観測で系内天体にも相対論的ジェットを持つものが多く見つかってくるかも知れない。

表 2.4に、現在までに発見された系内電波ジェット X 線連星系 (Radio-Jet X-ray Binaries: RJXRB) についてまとめる。

[9]観測的には、驚くほどよく collimate されている。相対論的な粒子は内部圧が高いため、collimate させるのは難しく、何らかの機構 — 例えば磁場による閉じ込めなど — が必要となる。

第 3 章

Instrumentation

3.1 X-ray sattelite *ASCA*

「あすか (ASCA)」は、日本の 4 番目の X 線天文衛星である。 1993 年 2 月 20 日に、遠地点高度約 620km、近地点高度約 520km、軌道傾斜角 31.1°、軌道周期約 96 分の略円軌道に打ち上げられた。「あすか」の概観を図 3.1に示す。

日本の X 線天文衛星としては初めて X 線反射望遠鏡 (X-ray Telescope: XRT) を搭載している。XRT は 4 台あり、その各々の焦点面に撮像と分光を同時にできる検出器を備えている。その内訳は、2 台の位置検出型ガス蛍光比例計数管 (Gas Imaging Spectrometer: GIS) と 2 台の X 線 CCD カメラ (Solid-state Imaging Spectrometer: SIS) である。両検出器は若干エネルギー帯域が異なるが、両方を合わせて用いた場合、「あすか」で観測できる X 線エネルギー帯域は 0.4–10keV である。

3.2 XRT

「あすか」の X 線望遠鏡 (X-Ray Telescope; XRT) は、 10keV 程度の硬 X 線まで十分な感度を持つことを主眼として設計された。これは、従来の X 線望遠鏡搭載衛星のエネルギー帯が軟 X 線領域に限られていたことと対照的である。実際、 4keV 以上のバンドでも撮像ができる望遠鏡を搭載した X 線天文衛星は世界初である。硬 X 線帯域は、吸収に影響されにくいため、濃いダストの奥深く埋もれた天体を検出するのに最適である。また、この帯域には X 線天文学において重要な鍵となる鉄の K- 特性 X 線 (6.4-7keV) も含まれ、その意義は大きい。

X 線領域での金属の反射率は 1 に極めて近いため、数 keV の X 線に対して十分な反射率を得るには入射角が 1.0 度以下でなければならない。そのような反射光学系として、従来の望遠鏡衛星 (*Einstein*、 *ROSAT*) では、回転放物面と回転双曲面を組み合わせた 2 枚組の光学系である Wolter I 型光学系が採用されてきた。これらは高角分解能が達成されやすい反面、開口効率を上げるのが難しく、また重くなる。一般に、硬 X 線帯域になればなるほど天体からの光子数も減るため、硬 X 線望遠鏡では、大きな有効面積を持つことが特に重要な要素となる。この観点から「あすか」では、鏡面基板を極限まで薄くし、開口効率と有効面積を高めた多重薄板型斜入射望遠鏡が採用された。光学系としては、 Wolter I 型光学系を二段の円錐で近似したものが用いられている。この円錐近似と鏡面の凹凸

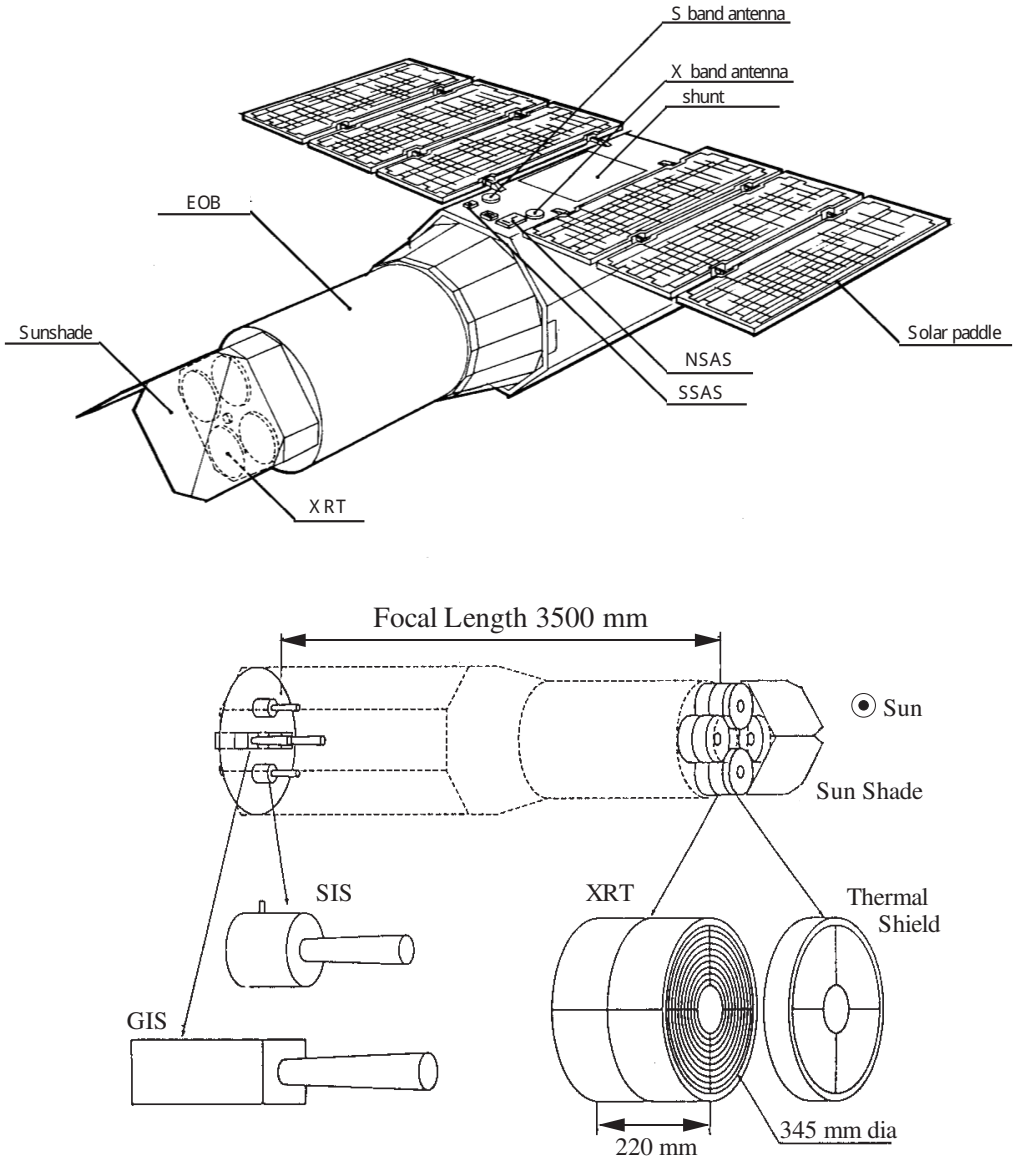


Figure 3.1: (Upper)The view of ASCA. (Lower)Optical systems of each detector aboard ASCA.

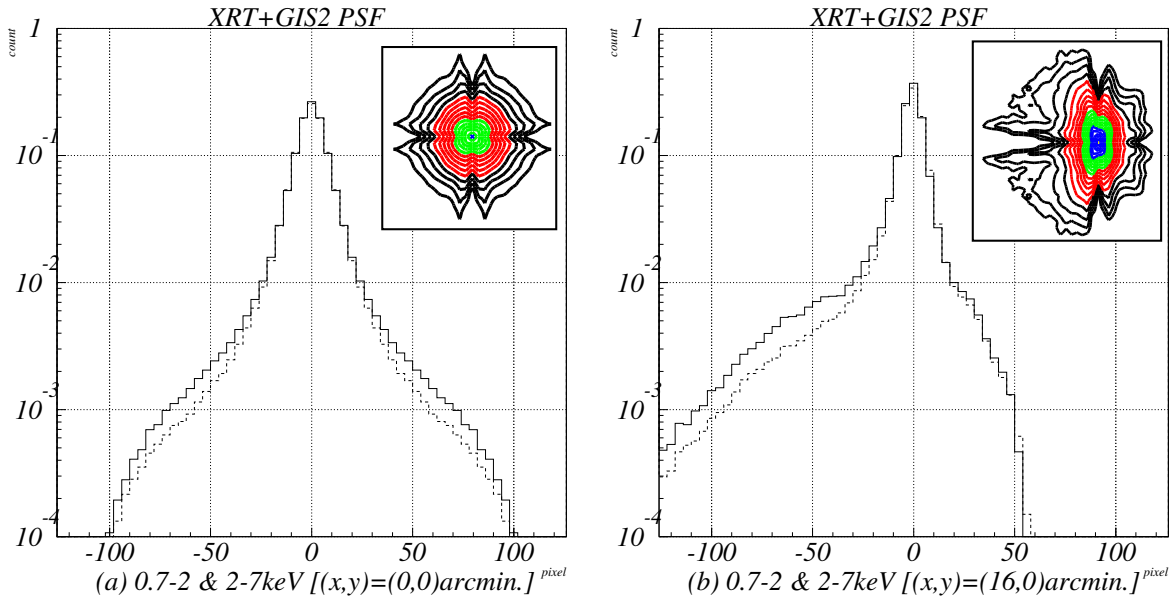


Figure 3.2: Example of Point Spread Function (PSF) of XRT mesured by Cyg X-1 observations. Both panels show the projections onto X-axis for two energy bands. X-axis means the distance from the reference point measured by the unit of pixel of GIS (1pixel = 0.25mm). The solid lines and the scattered lines mean the PSFs of 2-10keV and 0.7-2keV band, respectively. The figure in the upper-right side of each panel shows a 2-dimensional contour map (in logarithmic scale). (a) for offset angle of 0 arcmin (*i.e.* the detector center). (b) for offset angle of 16 arcmin. These figures are adopted from Sakano *et al.* (1996).

のため、結像性能は必ずしもよくなく、角分解能は Half Power Diameter (HPD) で約 $3'$ である。また、 XRT が 4 分円を組み合わせて作られているために、像が 4 分円のつなぎ目で途切れてしまい、点源が蝶々型に広がって見えること (図 3.2)、視野中心から $0.5°$–$1°$ 離れたところに明るい X 線源があると正規の 2 回反射をせずに焦点面に達する迷光が視野に入ってきてしまう、などの問題点がある。また、有効面積、結像性能は、光軸からの距離、エネルギーに依存してある程度変化する (図 3.2、 3.3)。但し、中心にはシャープなコアが存在しているので、コアを使うことにより、 30 秒角程度まで近接した X 線源の分離は十分確認できる[1]。

3.3 Detectors

「あすか」に搭載されている 2 種類の検出器、 GIS と SIS の基本性能を表 3.1にまとめる。

[1]「あすか」の相対位置精度は 30 秒以下であるが、一方絶対位置精度は絶対位置の較正に使用する Star tracker の問題で、最大 $1'$ 程度の誤差がある。

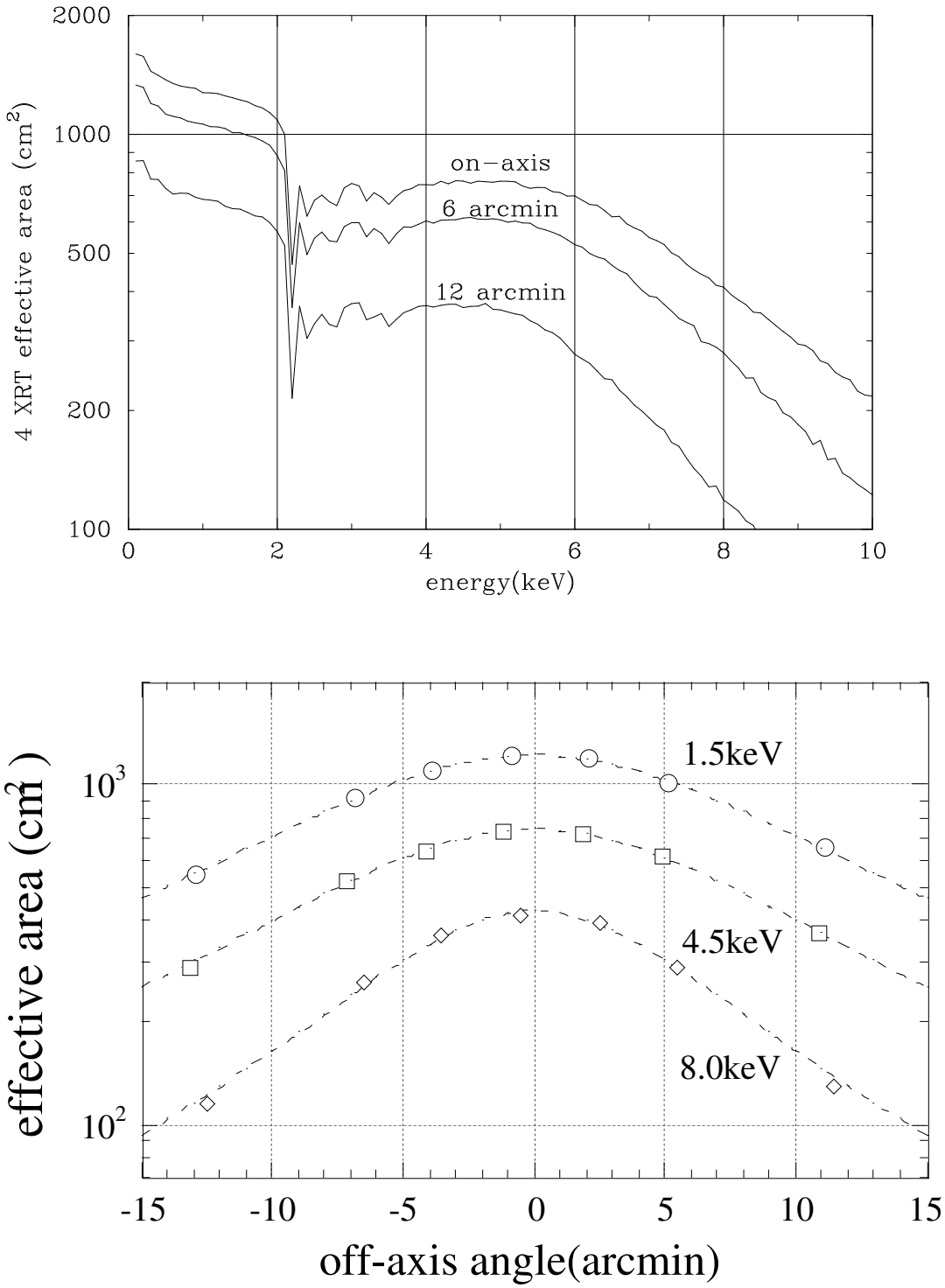


Figure 3.3: Effective area of XRT. (upper) Effective area of XRT is plotted against the X-ray energy for three different incident angle: $0'$, $6'$ and $12'$. (lower) Effective area of XRT is plotted against the incident angle for three different X-ray energy: 1.5 keV, 4.5 keV and 8.0 keV.

Table 3.1: Performance of GIS and SIS detectors.

	GIS	SIS
エネルギー帯域	0.4∼10keV	0.7∼15keV
エネルギー分解能 (at 5.9keV)	2.1%	7.9%
視野	$22' \times 22'$	直径 $50'$ 角の円
ピクセルサイズ	27 μm	0.25 mm
最大時間分解能	16sec. (4CCD 全画素読み出し時)	60μsec. (PH モード)
	16msec. (画像を取らない時)	
最大観測強度	500 cts/sec.	10000 cts/sec.

3.3.1 GIS

GIS(Gas Imaging Spectrometers) は、撮像型のガス蛍光比例計数管である。図 3.4に、 GIS の構造と X 線検出原理を示す。

入射 X 線は、ドリフト領域で Xe ガスに光電吸収され、一次電子群を作る。それら一次電子群は、発光しない程度の弱い平行電場により、位置情報を失わず、発光領域までドリフトする。発光領域に入ると、強い平行電場によって加速され、次々と Xe 原子に衝突し、励起させる。励起された Xe 原子は 170nm 程度の紫外線を出し、基底状態に戻る。こうしてできた紫外線光子を位置検出型のフォトチューブで検出する。

GIS のような蛍光比例計数管は、通常の比例計数管と異なり、 2 次電子を生じさせないのが特徴である。比例計数管で発生する 2 次電子のゆらぎがないため、 1 次電子のゆらぎのみしか生じず、比例計数管に比べ、 2 ∼ 3 倍よいエネルギー分解能が得られる。

GIS の検出効率は、低エネルギー側では入射窓に使われている Be 膜による X 線の吸収に、高エネルギー側では XRT の有効面積の低下によって制限される。

SIS と比較した GIS の長所は、視野が広く (直径 ∼ $50'$)、時間分解能に優れており (最高 61μsec.)、高エネルギー側の検出効率が高いことである。一方、エネルギー分解能と空間分解能[2]は SIS に及ばない。

GIS による昼地球、 blank sky(Cosmic X-ray Background)、夜地球 (Non X-ray Background) のスペクトルを図 3.5に示す。

3.3.2 SIS

SIS (Solid-state Imaging Spectrometer) は、 X 線天文衛星に実際に使用されたものとしては、世界初の X 線 CCD (Charge Coupled Device) である。図 3.6に SIS の断面図を示す。

2 つの SIS 検出器は、それぞれ 4 枚の CCD チップを持っており、それらは田の字型に貼り合わされ、有効面積 22mm 四方 (有効視野にして $22'$ 角四方) を実現している。

[2]但し、空間分解能は、 XRT の結像性能に比べると十分よい。

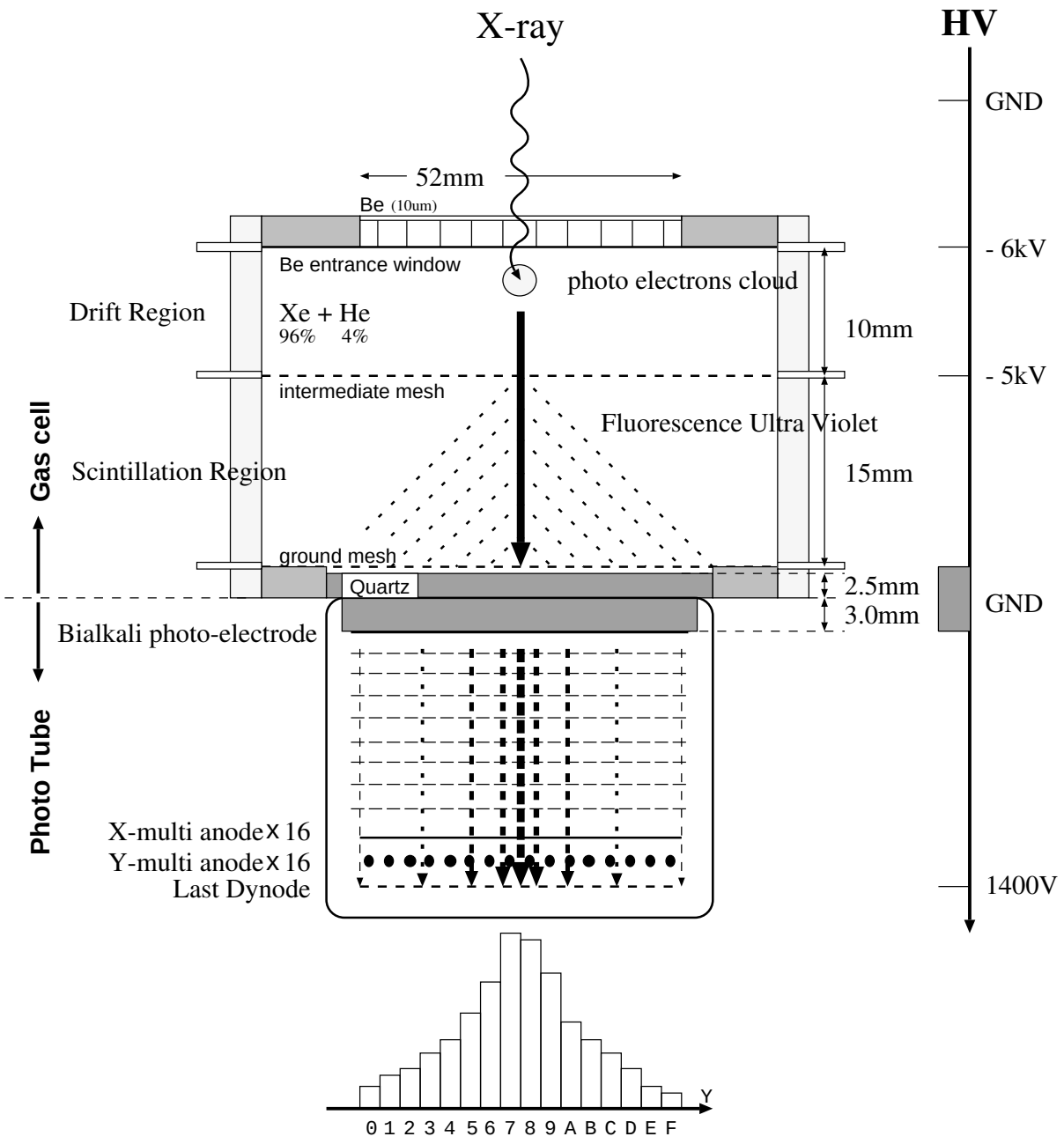


Figure 3.4: The principle of the X-ray photon detection with GIS.

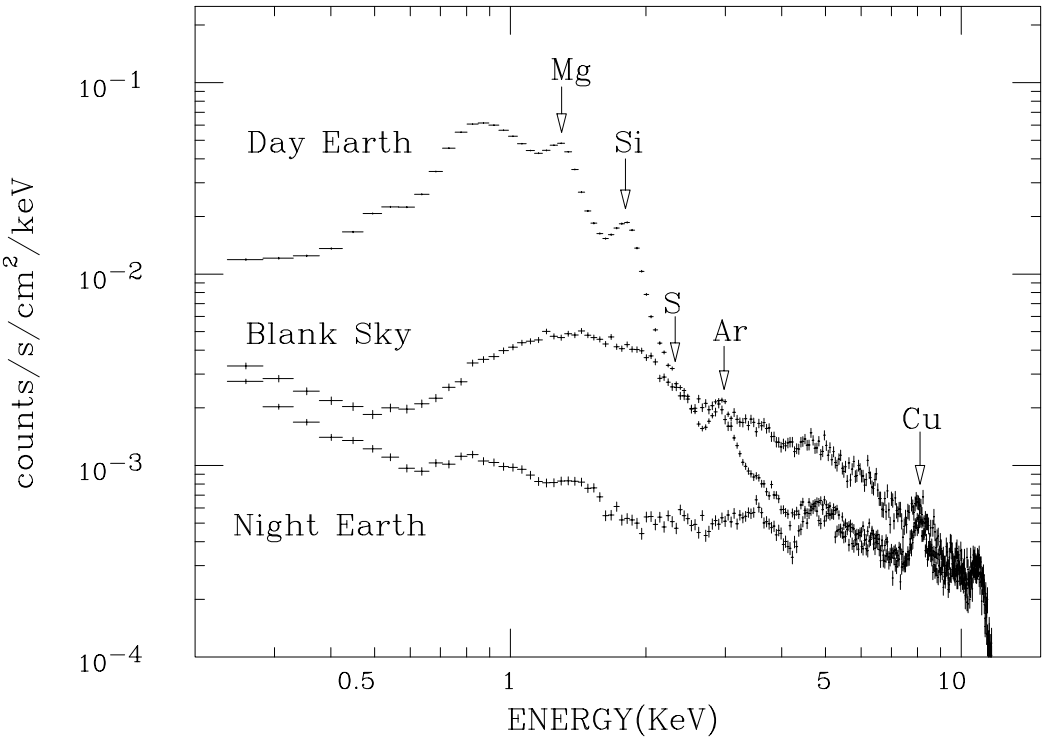


Figure 3.5: GIS spectra when looking at night earth, day earth, and blank sky. Events of GIS2 and GIS3 within radius of 17 arcmin. from the detector center are accumulated. Discarding data when cutoff rigidity lower than 10 GeV/c.

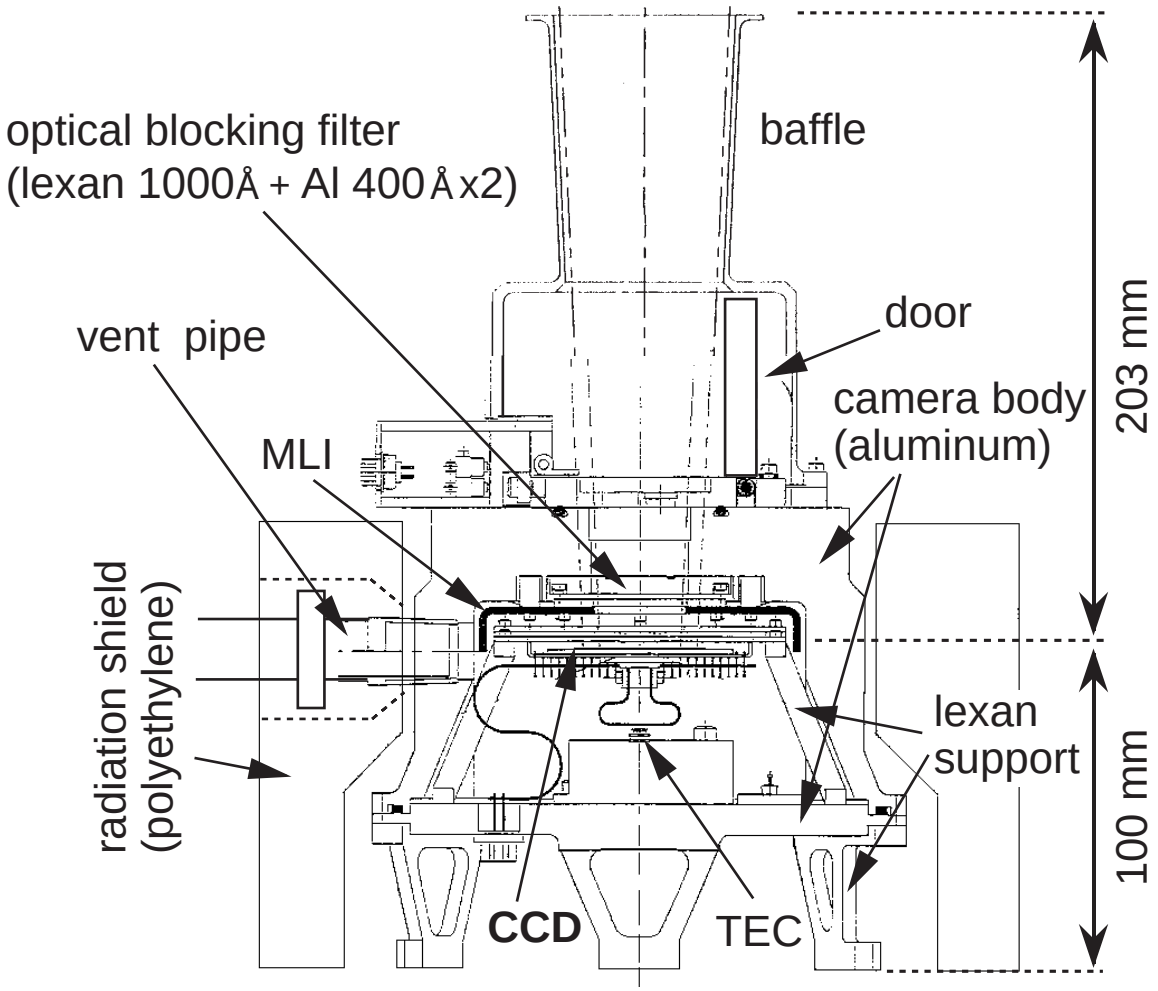


Figure 3.6: Cross section of SIS. The SIS body is supported by lexan legs and is wrapped by MLI (Multi-Layer Insulator) to insulate thermally. The SIS body is passively cooled down to $-30 \sim -40$°C. The CCDs are further coold by TEC (Thermal Electric Cooler) to the temperature below -60°C.

SIS の検出効率は、低エネルギー側では遮光膜や電極構造による X 線の吸収、高エネルギー側では、空乏層の厚みである。

GIS と比較した SIS の長所は、エネルギー分解能、空間分解能が優れていることである。

SIS の観測モードは、 Faint、 Bright、 Fast の 3 種のモードが用意されている[3]。また、読み出しは、全チップを順に読み出すモード (4-CCD モード) だけでなく、 1 つ、あるいは 2 つの CCD だけ読み出すモード (1, 2-CCD モード) がある。

Faint モードは、各イベントについてイベント中心の周辺 3×3 ピクセル全ての pixel level (と勿論 CCD 番号とイベントの 2 次元的位置) を地上に送出する。 3 種のモードの中で最も情報量が豊富で、電荷残像の補正などが可能になるため、最も質の高い解析が可能になる。

Bright モードは、各イベントについて、グレードと呼ばれるイベント中心の周辺 3×3 チップの電荷の広がりのパターンと、加算された pixel level、 CCD 内の 2 次元的位置を地上に送出する (図 3.7参照)。 Bright モードは、 Faint モードに比べ、情報の質が落ちるが、情報量が少ないため、衛星上の記憶容量も少なくてすむ、という利点がある。衛星上の記憶容量は厳しく制限されるため、 4-CCD モードについて、あるいは明るい天体について、しばしば用いられる。

Fast モードは、 CCD を一次元的に読み出すモードである。位置情報は厳しく制限されるが、時間分解能に優れ、またごく明るい天体でも観測可能となる。

SIS の non X-ray background について、図 3.8に示す。

[3]他にも Frame mode、 Dark Frame mode などの診断モードがあるが、通常の観測では用いられない。

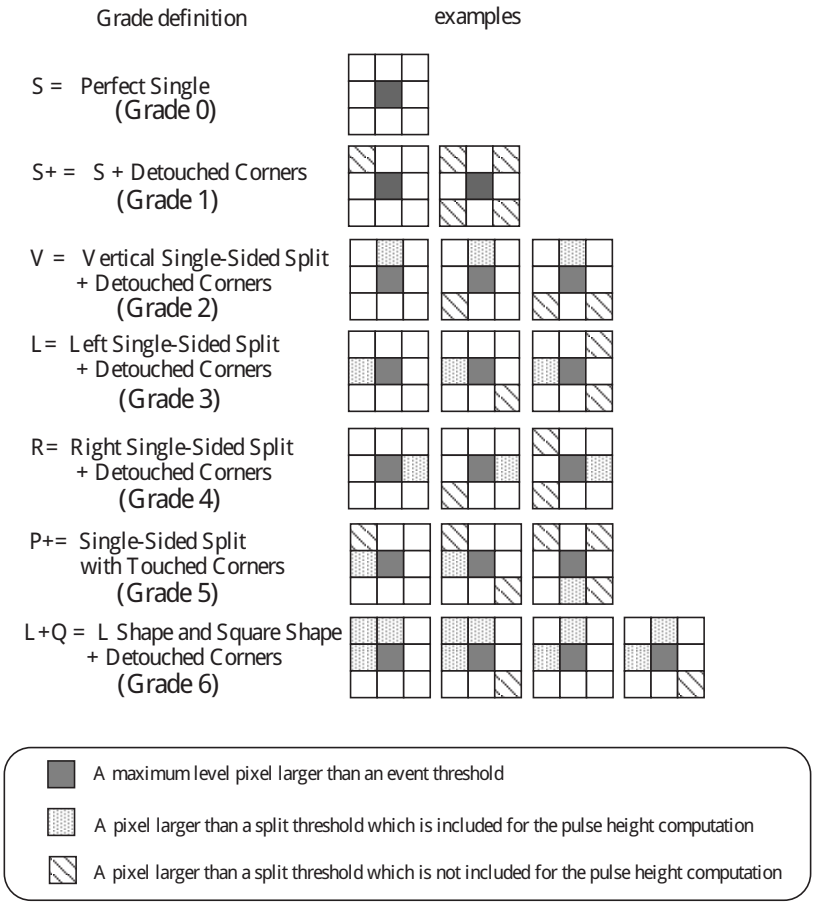


Figure 3.7: Grade definitions and the rule to add pixel levels.

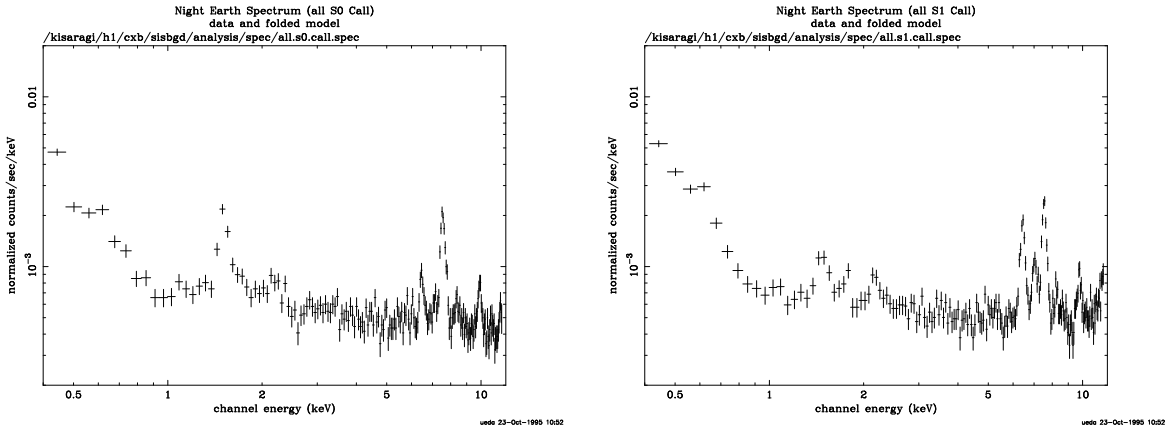


Figure 3.8: The spectra of SIS non X-ray background in 4CCD mode (grade 0, 2, 3 and 4). Those of 4 chips are averaged (unit: per chip) for S0 (left) and S1 (right). Several fluorescent lines are noticed. The figure is adopted from Ueda(1996).

第 4 章

X-ray Study of 1E 1740.7−2942: The Prototype of Micro Quasars

The X-ray source 1E1740.7−2942 is one of the moderately bright Galctic Center sources, known since 1980's. In the recent years, it has drawn much attention from many scientists as the best-candidate of stellar mass black holes, particularly in conjecture with the observational evidence for electron-positron annihilation γ-rays and relativistic bipolar radio jet. In order to provide new information on the nature of this highly unique object from X-ray aspects, we have extensively observed this source and analyzed the available data with the *ASCA* satellite. This section reports on the recent *ASCA* results of 1E 1740.7−2942 obtained with three pointing observations spanning by 1.5 years,

4.1 Introduction

The center of our Milky Way Galaxy is one of the most complex regions in X-rays as well as other wave bands. In fact, many X-ray point sources, including transients, have been found with the past observations. Among these, 1E1740.7−2942 has been found to be very unusual. This source was discovered with the Einstein/IPC (Hertz and Grindlay 1984) in the soft X-ray band below 3.5 keV. Higher energy observations revealed an unusually hard spectrum (Skinner *et al.* 1987, 1991; Kawai *et al.* 1988; Cook *et al.* 1991; Bazzano *et al.* 1992; Cordier *et al.* 1993a, b). In fact, this is the far brightest source in the high energy band above 20 keV with the single power-law spectrum extending up to MeV range. It showed flux variability in the time scale from day to a few years (Churazov *et al.* 1993), while whether or not it also possess any shorter time scale variability has not been clear due to the limited statistics. These spectral and variability phenomena generally resemble those of Cygnus X-1, the prototype of the galactic black hole candidate.

The electron-positron annihilation line of 511-keV, being highly variable possibly associated with the variable continuum flux, was reported with the *Granat* observations, hence has been

referred to the "Great Annihilator" (Bouchet *et al.* 1991, Sunyaev *et al.* 1991, Churazov *et al.* 1993, Cordier *et al.* 1993b). Jung *et al.* (1995), on the other hand, reported no evidence for the annihilation line, making this issue to be debatable. The VLA radio observation revealed that 1E1740.7−2942 has a radio counterpart with a variable flux correlated with the X-ray variation (Mirabel *et al.* 1992, Mirabel *et al.* 1993). They also found non-thermal double jet-like structures emanating from the source, hence also refereed to a "micro quasar". These facts altogether place 1E 1740.7−2942 to be one of the best-candidate of stellar mass black holes.

Unlike Cygnus X-1, however, optical and IR observations have failed to find any companion star probably due to the strong extinction for the direction to the Galactic Center (Prince and Skinner 1991, Mereghetti *et al.* 1992, Djorgovski *et al.* 1992). The CO observations found a giant molecular cloud whose density peak is in agreement with the position of 1E 1740.7−2942 (Bally and Leventhal 1991, Mirabel *et al.* 1991). They proposed that 1E 1740.7−2942 is an isolated or a binary black hole, powered directly from the surrounding molecular cloud such as by the Bondi-Hoyle accretion, although the conventional binary scenario with mass accretion from the companion can not be excluded.

X-ray observations of spectrum and time variability would play key roles for the study of the nature and emission mechanisms. In particular, the fluorescent iron line equivalent width as a function of absorption column provides direct evidence whether the source is really in the dense cloud or not. With the same conjecture, Churazov *et al.* (1996), and Sheth *et al.* (1996) have already examined the X-ray spectra of this source with either the Performance Verification (PV) or AO-2 phases of the early *ASCA* operations. Their results, however, give inconsistent N_H values, hence lead to inconsistent conclusion. This inconsistency partly due either to the energy range they used or the assumed iron abundance. More serious problem for the detailed spectral study of this source, particularly on the iron line and K-edge and low energy absorption structures, arises from a contamination of the thin thermal Galactic Center emission which includes strong emission lines (Koyama *et al.* 1996). Thus we have made further observations of this source after the PV and AO-2 phase, analyzed time sliced and total available data sets, putting our particular care to remove properly the possible contamination from the Galactic Center emission prevailing strongly even near this source. Estimation of the galactic background is based on the study of the global structure of the diffuse X-rays using the PV phase data of the Galactic Center region. We assume that the distance of the Galactic Center to be 8.5 kpc.

The essence and organization of this section is as follows. Observational details are given in section 4.2. The results and analysis, are given in section 4.3. Here we report that 1E 1740.7−2942 was in the low flux state, showing a long term flux variation of the factor two in the 1.5 years, while the photon index and column density were constant with $\Gamma \sim 1.6$ and $N_H \sim$

$1.6 \times 10^{23} H/cm^2$, respectively. With the assumed distance of 8.5 kpc (near to the Galactic Center), the obtained N_H value exceeds that of the interstellar absorption. This indicates presence of a local high column cloud near the source or in the line of sight. The local cloud may produce iron fluorescent line at 6.4 keV. However we only found faint iron 6.4 keV line with the equivalent width of about 10 eV. We thus make clear the previous debatable results, but based on better statistics, that the absorption cloud is not located near 1E 1740.7−2942, rather would be in our line of sight. This result gives a strong inference on the X-ray emitting mechanisms from 1E1740.7−2942. Details of these discussions are devoted in section 4.4. Section 4.5 is for the summary.

4.2 Observations

ASCA observations of 1E1740.7−2942 were made on the three occasions, during the PV, AO-2 and AO-3 phases, each for 40 ksec., 30 ksec., and 40 ksec. of nominal exposures. Two sets of Solid State Imaging Spectrometers (SIS) were operated in parallel with the Gas Imaging Spectrometers (GIS), both located separately at foci of four identical thin-foil X-ray telescopes (XRT). Nominal energy range of these instruments is 0.5-10 keV with total effective area of 1000 cm^2 at the energy of about 1 keV. The field of view of the XRT is about $30'$ arcmin-diameter (FWHM), while the GIS and SIS cover about $40'$ diameter and $22' \times 22'$ $arcmin^2$ of the sky, respectively. Details for *ASCA* and their instrumentation are found in chapter 3 (see also Tanaka *et al.* 1994; Serlemitsos *et al.* 1995; Burke *et al.* 1991,1994; Ohashi *et al.* 1996; Makishima *et al.* 1996).

The main objective of the PV and AO-2 observations were 1E1740.7−2942, hence pointed this source near to the center of the *ASCA* field of view, while the last AO-3 observation was pointed on the Galactic 200-pc arm, in which 1E1740.7−2942 was in the rim of the field of view of GIS. Accordingly, no data of SIS is available from this observation.

In addition to these source observations, we have made 8 sequential pointing observations near the Galactic Center region with 20 ksec accumulation time of each. These series of observations covered the Galactic Center region of about 1×1.5 $degree^2$. The data of these observations were used to estimate the Galactic diffuse background as accurate as possible.

Data reduction and cleaning were made with the standard method as described in the user guide by NASA Goddard Space Flight Center (GSFC). We quickly describe the data selection criterion in the followings. The data selection items are the cut off rigidity (COR), the earth elevation (ELV_{MIN}) and the radiation belt monitor count rate (RBM). In addition, the elevation from the bright earth ($ELV_{BREARTH}$) were usually used for the SIS data selection criteria, because the earth light leakage through the optical blocking filter increases background events observed in the soft band.

Table 4.1 summarizes observational log together with the data selection criteria and the resultant exposure time for each observation. We do not select the events by $ELV_{BREARTH}$ because 1E 1740.7−2942 has a hard spectrum (see section 4.3.3), which is little influenced by an increase of the background soft events. The event selection and the analysis below were performed on Unix workstations with the FTOOLS and XANADU packages released from the NASA Goddard Space Flight Center. To make the statistics better, we converted the SIS Faint data to the Bright data format and treated the both mode data as one data set.

4.3 Results and Analysis

4.3.1 X-ray images

The X-ray images for the soft X-ray band (0.5-2 keV for SIS and 0.7-2 keV for GIS) and the hard X-ray band (2-10 keV for both GIS and SIS) are given in figure 4.1 for each 3 observation. We found a strong point source at the *ROSAT* position of 1E1740.7−2942 (17h 43m 54.8s, −29d 44′ 38″) in J2000 coordinate (Heindl *et al.* 1994), within the nominal *ASCA* error circle of about 1′ radius in each image. The excess X-ray flux above the diffuse background level is higher in the hard X-ray band than that in soft X-rays. This immediately indicates that either the X-rays are highly absorbed, or X-ray spectrum is very hard, or probably both. In the AO-3 observation, the source is 16′ offset from the detector center, hence the source was out of the field of view of SIS. We also show the accumulation areas of the source X-rays as well as the background regions we used.

4.3.2 Short time variability

The X-ray photons were accumulated in the circular region within 3′ radius for both SIS and GIS (see figure 4.1). Since the X-rays from 1E1740.7−2942 are limited above about 2 keV (see next section or X-ray images in figure 4.1), we have made the 2-10 keV energy band light curves. To increase statistics, we have summed the data of SIS 0 and 1, and GIS 2 and 3 with the time bin of 128 sec. The results are given in figure 4.2 along with the time sequence. From the figures, we see no significant short time variability. The averaged flux of AO-2 and AO-3 decreased to about 75 % and 50%, respectively, of those of PV phase.

Then we have examined FFT analysis for the GIS 2+3 data of high-bit rate, which have a time resolution of 1/16 sec. The results are given in figure 4.3. Again, no significant time variability in the time scale of 1/16 – 1000 sec. is noted from 3 separate observations.

4.3.3 Long term spectral behavior

The data selection areas for the spectral analysis are the same as given in section 4.3.2. As for the two observations in September 1994, we analyzed the summed data because no significant change between them was detected in both spectral shapes and the flux. The background spectra were constructed from a $6'$–$12'$ radius annular region centered at the source for GIS (see figure 4.1) except the data taken in 1995. Since SIS has narrower field of view than GIS, we could not choose the same region as that of GIS. Accordingly, for the SIS background, we used the different region from GIS, which are given in figure 4.1 as designated regions [A] and [B]. For the SIS data taken in September 1994 (AO-2), the observation modes were 2-CCD for high-bit and 1-CCD for medium-bit (table 4.1). Thus we found no area to construct the background spectra large enough to provide reasonably good statistics. Therefore, we used the same background spectra as those of PV phase in 1993: the region [A] and [B] in figure 4.1.

The background subtracted GIS spectra with the sum of GIS2+3 are given in figure 4.4 separately for PV, AO-2 and AO-3. To these spectra, we fitted a power-law plus absorption model, where the absorption cross sections are taken from Morison and McCamon (1983). From figure 4.4, we see significant residuals from the simple power-law fit. The largest residuals are found at above 7 keV and below 2 keV. The former would be due to the iron K-edge while the latter would be incomplete background subtraction of the Galactic Center plasma. In fact, we found line like residuals at 1.9 or 2.4 keV, which can be attributable to He-like Si and S lines emitted predominantly from the Galactic Center plasma. Although the fitting is not reasonably good, we still list in table 4.2 the best-fit parameters for comparison with the previous data and with those of our further analysis.

We also made background subtracted SIS0+1 spectra for PV and AO-2 data, where the background is taken as the average of the region [A] and [B] (see figure 4.1). Thus constructed spectra are given in figure 4.5, together with the best-fit power-law model plus absorption. The best-fitted parameters are also listed in table 4.2. From figure 4.5, we see systematic residuals similar to the case of GIS.

Since we found systematic excess below 3 keV, we at first ignore the low energy data and tried model fitting in the 4-10 keV band. The model we used is the same as the previous wide energy band fitting: a power law with absorption. The best-fit results for SIS 0+1 and GIS 2+3 spectra with the best-fitted model are given in figure 4.6 separately for each observation, while that best-fit parameters are given in table 4.3. From figure 4.6 and table 4.3, we see that the simple power-law model, in the limited energy band of 4-10 keV for example, gives adequate fit to the data. We also see systematic trend of the best fit parameters between those determined in the full energy band and those in the 4-10 keV band; the power-law slope and N_H values become larger in the 4-10 keV band fit than those in the full energy band fit. This trend is

reasonable if the low energy band have excess emission due either to incomplete background subtraction or presence of real soft component. Also iron overabundance relative to the lighter elements which are responsible to the lower energy absorption is possible scenario.

Although we already obtained reasonable fit in the 4-10 keV band data, we nevertheless include a iron 6.4 keV line emission for the further fitting, because inferred large N_H value of about $1.8 \times 10^{23} H/cm^2$ implies that emission line of neutral iron at 6.4 keV may exist, with flux depending of course on the geometry of the large absorption gas. In this fitting we have fixed the line energy and intrinsic width to be 6.4 keV and 0 keV, respectively. The resultant parameters are listed in table 4.3 together with the 4-10 keV flux (absorption included).

In figure 4.7, we summarized the long term spectral behavior. We see that no significant difference, except for the small change in the flux, is found from observation to observation spanning by 1.5 year. Thus we can conclude that 1E1740.7−2942 has been rather stable, possibly in the low state (or hard sate) in the terminology of the galactic black hole spectra.

4.3.4 Detailed spectral analysis

In order to examine more detail of possible contamination of the galactic diffuse background even after the subtraction of nearby sky, we show in figure 4.8 the raw SIS 0+1 spectra (background inclusive) of 1E1740.7−2942 together with the two background spectra of regions [A] and [B] (see figure 4.1). The He-like Si and S lines at 1.9 and 2.4 keV are found very prominent in the background spectra. The lines are also found in the raw spectra of 1E1740.7−2942. This indicates that the galactic diffuse background significantly contributes to the source data. Koyama *et al.* (1989), Yamauchi *et al.* (1990) and Koyama *et al.* (1996) found that flux of the Galactic Center plasma deceases as the distance from the center increases, with the typical scale of 1 arcdegree. Still we should be cautious for the background estimation because the diffuse flux fluctuates from position to position with some tens arc minute scale and amplitude of about some 10% of the locally averaged value. Accordingly, we tried different approach for the estimation of possible contamination of the diffuse background to all the data of 1E1740.7−2942 we have. Since we found in section 4.3.3 that no significant variations of the spectral shape from observation to observation, we have made summed spectra from SIS0+1, from all the available data sets and subtracted non-X-ray background compiled using the long exposure of night earth data by the *ASCA* team. These spectra, which eventually include cosmic X-ray and galactic diffuse background, are given in figure 4.9 with the model of our further analysis mentioned below. We also made near-sky background spectra (regions [A] and [B]) after subtracting the same non-X-ray background and fit these spectra with a model proposed by Koyama *et al.* (1996) for the general spectra of the galactic diffuse. Although the spectra include the cosmic X-ray background, the applied model represent the spectra very well, in particular we can reproduce

many emission lines with this model. The best-fit phenomenological model for the background spectra are given in table 4.4 for SIS0+1.

Using the best-fit parameter but varying overall normalization, or fixing the spectral shape but varying the total flux of the background, we fitted the source spectra in the wide energy band of 1.5-10 keV adding a power-law with absorption and the 6.4 keV line. For the power-law index, we tried two case: (a) index is fixed to the best-fit value of fitting with 4-10keV band and (b) index is freed. The best-fit model and parameters are given in figure 4.9(a), (b) and table 4.5.

Neither model (a) nor (b) well reproduce the data. We, however, should note that either model gives the large absorption of more than $1.3 \times 10^{23} H/cm2$.

4.4 Discussion

4.4.1 Column density to 1E 1740.7−2942

Due either to the source confusion or complex diffuse galactic emission, accurate spectrum of 1E1740.7−2942 has long been lacking. Even with the recent *ASCA* analysis, estimation of low energy flux has still ambiguity, depending on how subtract the galactic diffuse emission. This eventually lead the previous authors to ambiguous N_H absorptions. Churazov *et al.* (1996) estimated the total hydrogen column density to be $1.7 \times 10^{23} H/cm^2$ by fitting the *ASCA* spectrum in the range of 4-10 keV band; they actually determined N_{Fe} using the iron K-edge and estimated the N_H assuming the cosmic abundance. On the other hand, Sheth *et al.* (1996) estimated N_H to be $0.8 \times 10^{23} H/cm^2$ by fitting essentially the same *ASCA* data but using the 0.7-10 keV range. In this case, N_H was determined by the absorption feature near at 1-3 keV, with major absorption elements of O to S. Therefore two possibility can be inferred: one is that the iron abundance averaged toward 1E1740.7−2942 is about two times larger than those of more light elements such as O, Si and S, the other is that there is, real or artifact, a soft X-ray excess above the single power-law spectrum. As a supporting fact for the later case, we can see an apparent excess emissions above the best-fit power-law model for the wide band fitting by both of Churazov *et al.* (1996) and Sheth *et al.* (1996). Our present paper have found that the soft excess is likely artifact due to incomplete subtraction of the Galactic emission or existence real soft component. Since the galactic diffuse emission was found to be variable from position to position, complete background estimation at the position of 1E1740.7−2942 is impossible. However the spectral shape is surprisingly similar from place to place (see Koyama *et al.* 1996). Therefore our procedure to remove the soft excess background would be reliable: assuming the same background spectra at 1E1740.7−2942, and estimating the flux by combined model, a fitting with fixed background shape but variable normalization plus power-law model. Our

procedure, however, do not well reproduce the data. It possibly suggests the existence of a real soft component. The confirmation with GIS may make it clearer.

We propose the true N_H toward 1E 1740.7−2942 is in the range from $(1.3 \sim 2.0) \times 10^{23} H/cm^2$ based on the result of two different estimation mentioned in previous sections (see table 4.3 and table 4.5). In the latter case, it is true that the models do not well represent the data and it possibly suggests the existence of a real soft component, however, the existence of a soft component probably gives a lower N_H value than the true one, when a simple model is assumed. Accordingly, our estimation of N_H value would be conservative; i.e. too lower.

We also estimate systematic error of N_H caused possible ambiguity of the residual background. To do this, we again assume that the spectral shape of the diffuse background is same but the absolute flux is variable from place to place by 50%, following the report by Koyama *et al.* (1996). Allowing this variation, we reproduced the background-subtracted spectra and examine the power-law fitting. The resultant N_H is in the range of 11.9∼14.9, which does not have large influence upon the discussion.

4.4.2 Equivalent width of iron line

In the preceding section 4.4.1, we concluded that the N_H values determined from the low energy absorption and iron K-edge structure gives large value of about $(1.3 \sim 2.0) \times 10^{23} H/cm^2$. Koyama *et al.* (1996) measured the column density toward general direction of the Galactic Center using the *ASCA* spectrum of the diffuse plasma, and found to be $(6 \sim 9) \times 10^{22} H/cm^2$. We therefore can estimate the local absorption of 1E1740.7−2942 to be $(0.4 \sim 1.4) \times 10^{23} H/cm^2$. Since the radio observation found a giant CO cloud in the same direction, the large local absorption of 1E1740.7−2942 would be originated from this molecular cloud, lying at or in front of 1E1740.7−2942.

The 6.4 keV line is emitted as a consequence of K-shell photo-ionization of neutral iron atoms if cold gas is surrounding 1E 1740.7−2942. Present analysis set the 90% upper limit of the iron EW to be 15 eV (see table 4.3). Then, with a simple assumption of optically thin and cosmic abundance gas, averaged N_H value around 1E1740.7−2942 is estimated to be about $10^{22} H/cm^2$. In fact, detailed numerical calculation, assuming that the absorption gas with cosmic abundance is uniformly and isotropically distributed around 1E1740.7−2942, gives the EW of 15 eV to be $1.2 \times 10^{22} H/cm^2$ (Inoue 1984, Awaki 1991). These excepted values in a simple geometry are significantly lower than the local absorption of $(0.4 \sim 1.4) \times 10^{23} H/cm^2$ of 1E1740.7−2942. Therefore a large fraction of the local absorption is not due to gas surrounding 1E1740.7−2942 but that locating in front of 1E1740.7−2942. Likely scenario is that the gas is the CO cloud observed with the radio band, hence the cloud would not be physically related to 1E1740.7−2942. Consequently, the idea that 1E 1740.7−2942 is powered by the molecular cloud

like the Bondi-Hoyle accretion would be unlikely. Our present results are rather consistent with a conventional binary black hole scenario.

4.4.3 Long term variability

Pavlinski *et al.* (1994) reported the long term variability of 1E1740.7−2942 measured with ART-P on board *Granat*. Accordingly their results, 1E1740.7−2942 was usually in medium or high state since 1990 with occasional exceptions. The flux obtained with *ASCA* corresponds to the low state, and the flux is less than that of the high-state by a factor of 5. The spectral behavior during the *ASCA* low state has been very stable with no significant change except for the slight decrease of the total flux. No change of N_H may imply that the absorption gas is not in the close vicinity of 1E1740.7−2942, such as accretion disk or corona, but will be further away like molecular cloud with a scale of more than 1 pc.

The scale of the region from which we constructed the spectra, 3 arcminute, corresponds to 7.5 pc at the assumed distance of 8.5 kpc. Then, the time variability shorter than about 10 years can lead miss-estimate of real EW. For example, if 1E1740.7−2942 had been luminous than the time of our observation in the past, which may be the true case, the observed equivalent width would become larger than the constant flux assumption. Accordingly, our present estimation of 6.4 keV equivalent width can be regarded as the largest, hence no significant change is required on the above discussion.

4.5 Summary

Using all the *ASCA* data of 1E1740.7−2942, available at the time of this writing, we conclude as follows:

(1) We found that 1E1740.7−2942 was in the low flux state, showing a long term variation of the factor two in the 1.5 years, while the photon index and column density were nearly constant.

(2) The column density is found to be larger than that of the average of the Galactic Center: $N_H = (1.3 \sim 2) times 10^{23} H/cm^2$ for 1E1740.7−2942, while $(6 \sim 9) \times 10^{22} H/cm^2$ for the general direction of the Galactic Center. This, together with the constant value of about 1.5 years span, implies the absorption is due to molecular cloud near or in the line of sight of 1E1740.7−2942.

(3) The iron equivalent width has been very small with 90% upper limit of 15eV. This gives strong constraint on the site of the absorption molecular cloud: it is likely to locate in front of 1E1740.7−2942. Accordingly, X-ray activation is not due to the molecular cloud gas accretion. This source is likely a conventional binary black hole.

Table 4.1: Observational log with data mode, data selection etc.

Phase	Date[1]	RA[2]	DEC[2]	Bit-Rate	Data Mode		Exposure[3]	
					GIS	SIS	GIS	SIS
PV	1993/09/26	17h43m30s	−29d50m	High	PH	4CCD Faint	24	24
				Medium	PH	1CCD Bright	10	12
PV[4]	1993/10/03[4]	17h45m30s	−29d14m	High	PH	4CCD Faint	8	6
				Medium	PH	4CCD Bright	15	14
PV[4]	1993/10/04[4]	17h44m00s	−29d20m	High	PH	4CCD Faint	18	12
				Medium	PH	4CCD Bright	3	3
AO-2	1994/09/08	17h43m30s	−29d50m	High	PH	2CCD Faint	12	12
				Medium	PH	1CCD Faint	5	5
AO-2	1994/09/12	17h43m30s	−29d50m	High	PH	2CCD Faint	9	9
				Medium	PH	1CCD Faint	4	4
AO-3	1995/03/27	17h44m10s	−30d03m	High	PH	—	24	–
				Medium	PH	—	16	–

[1] : year/month/day, in Universal Time.

[2] : Coordinate of detector center (J2000).

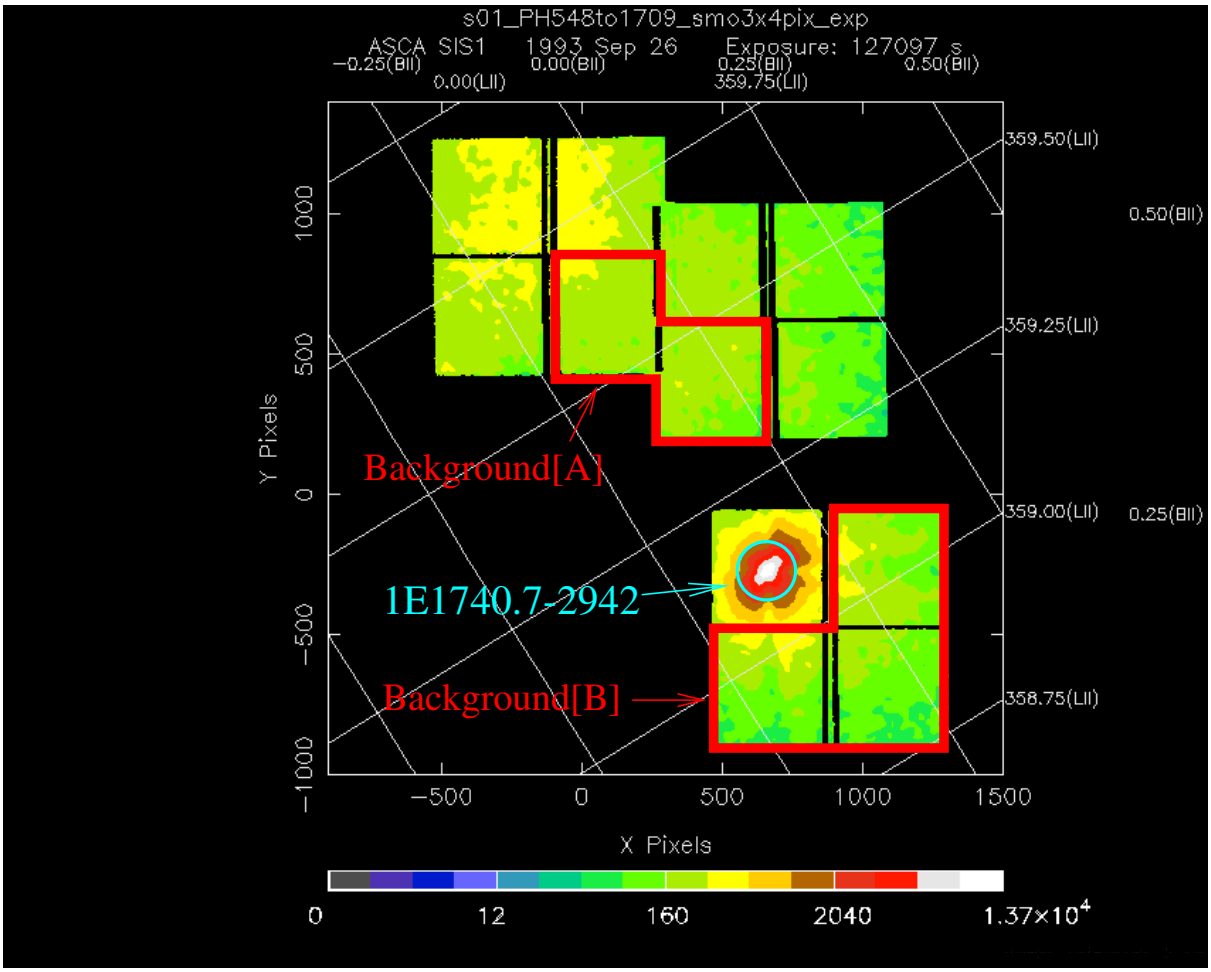
[3] : unit of kilo-second.

[4] : These pointings do not include 1E 1740.7−2942 in their FOVs. They are used for background estimation.

Data screening criteria†

for SIS	for GIS	Description
SAA=0	SAA=0	Only use data taken outside the South Atlantic Anomaly
SIS_RBMF=0	GIS_RBMF=0	Only use data when RBM monitor count was below the threshold
ELV>5	ELV>5	Earth elevation angle for target (degrees)
COR>4	COR>4	Cut off rigidity
ANG_DIST<0.005	ANG_DIST<0.005	Angular distance of field of view from mean direction (degrees)

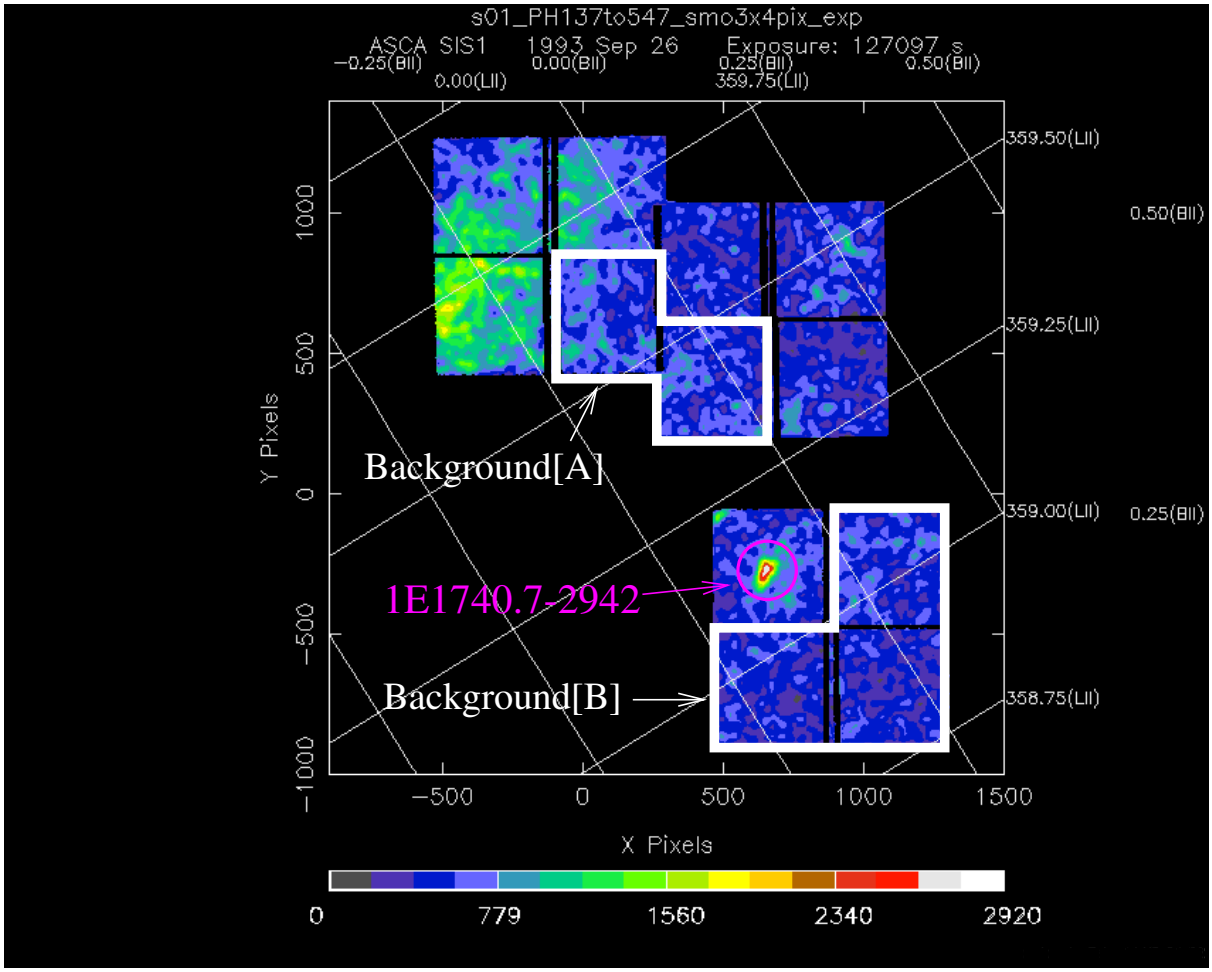
†: Details on these screening criteria may be found in section 5.2 of Day *et al.* (1995).



(a)SIS0+1 image with 2–10keV band of high-bit mode in PV phase

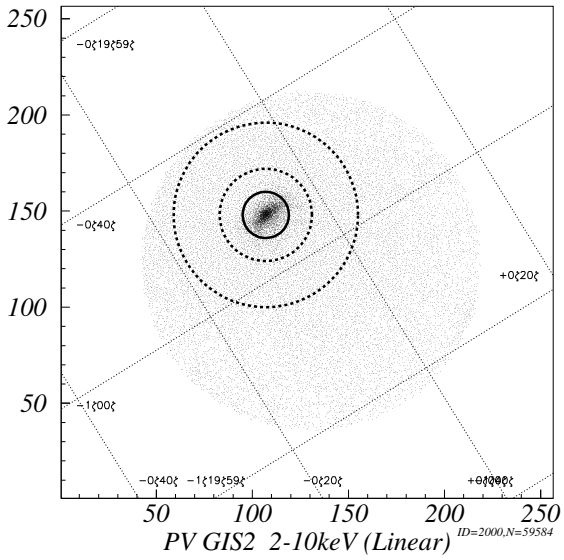
Figure 4.1: X-ray images with data areas

The SIS spectra of the source and background taken in PV phase are accumulated in the circular region within 3′ radius and in the designated region [A] and [B], respectively. The grids follow the galactic coordinate (L_{II}, B_{II}). These figures are corrected for exposure time (continued to the next page (↗)).

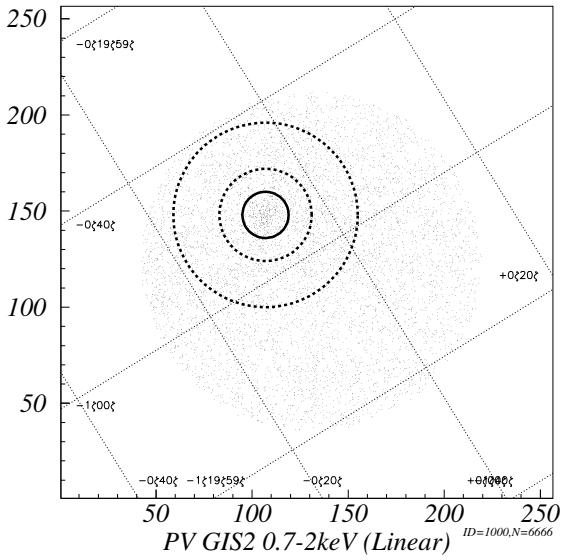


(b)SIS0+1 image with 0.5–2keV band of high-bit mode in PV phase

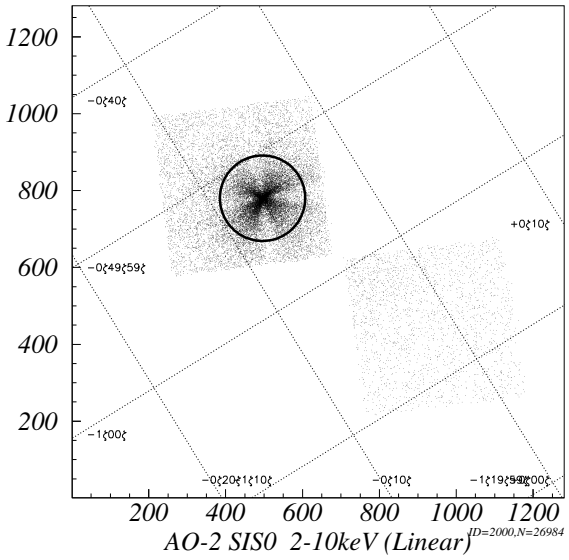
Figure 4.1: (↘) Images (continued from the previous page and further to the next page (↗)).



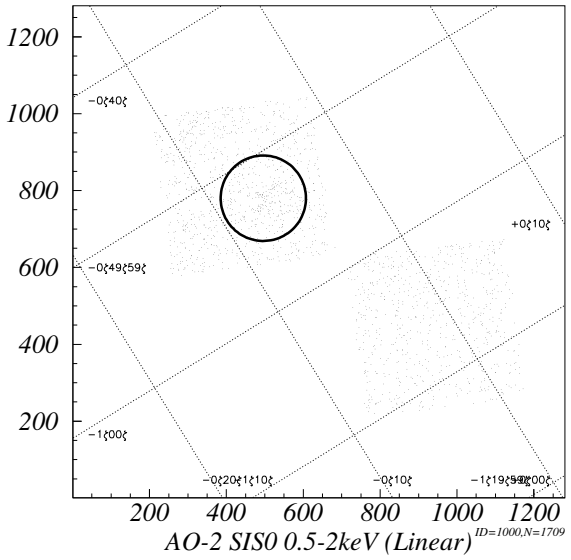
(c) GIS2 2–10keV image in PV phase



(d) GIS2 0.7–2keV image in PV phase

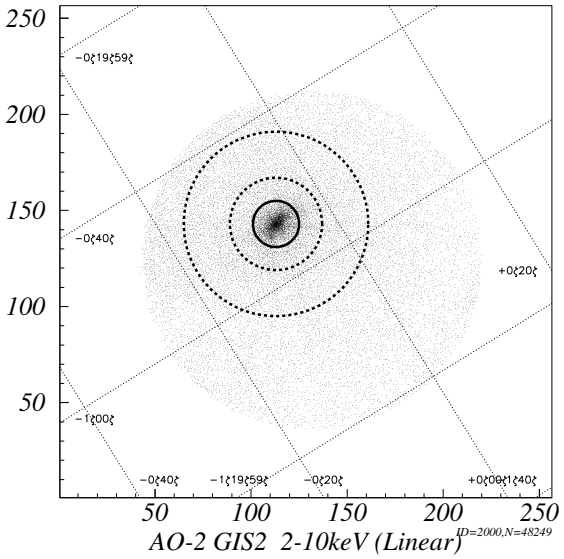


(e) SIS0 2–10keV image of high-bit mode in AO-2 phase

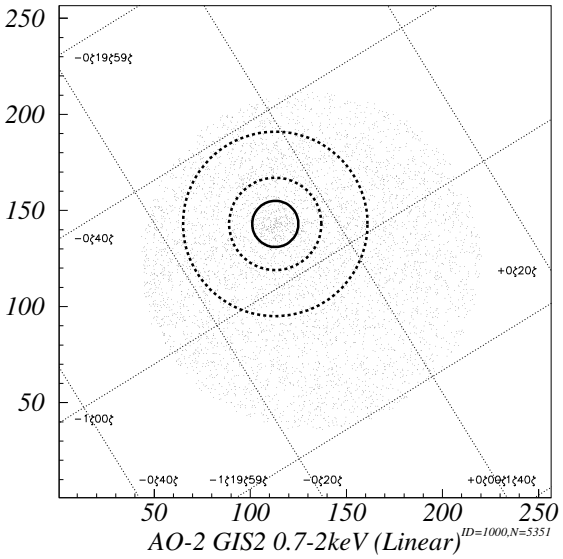


(f) SIS0 0.5–2keV image of high-bit mode in AO-2 phase

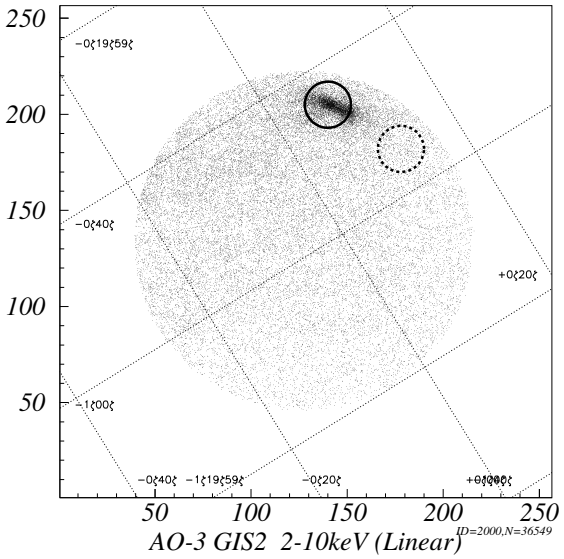
Figure 4.1: (↘) Images (continued from the previous page)
The GIS spectra of the source and background are accumulated in the circular region within $3'$ radius (inside of solid lines) and the $6'$–$12'$ radius of annular region centered at the source (shown by scattered lines), respectively. For the SIS image in AO-2 phase, we only show the region where the source spectra are accumulated (continued further to the next page (↗)).



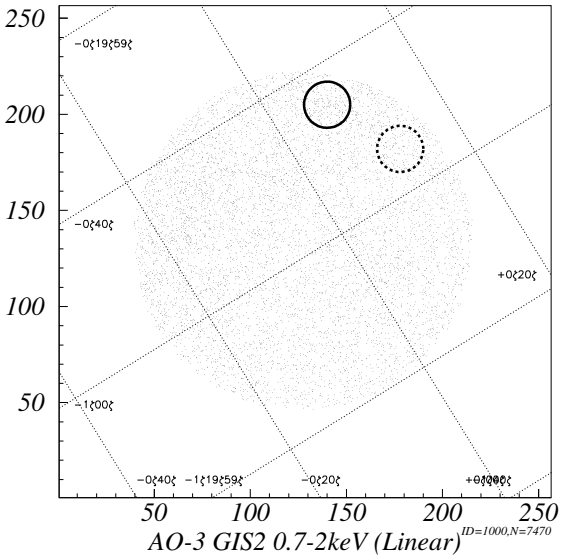
(g) GIS2 2–10keV image in AO-2 phase



(h) GIS2 0.7–2keV image in AO-2 phase

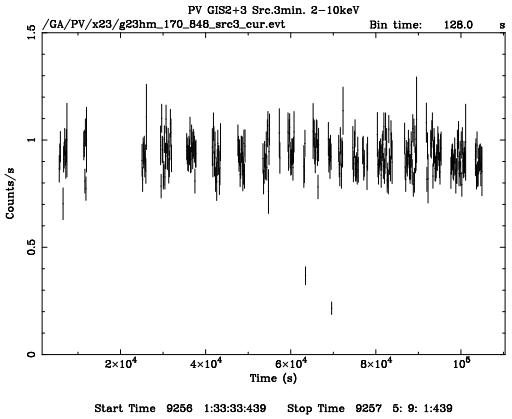


(i) GIS2 2–10keV image in AO-3 phase

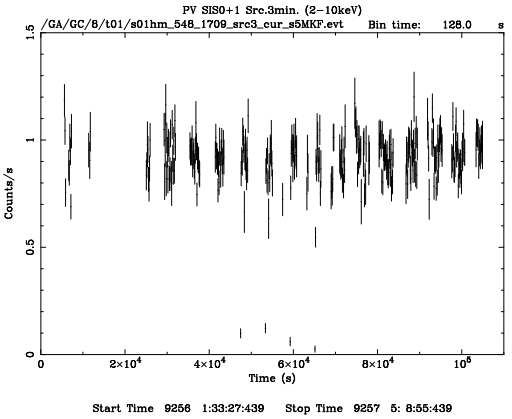


(j) GIS2 0.7–2keV image in AO-3 phase

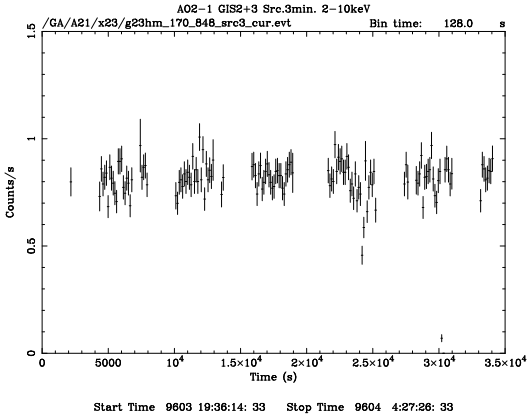
Figure 4.1: (↘) Images (continued from the previous page)



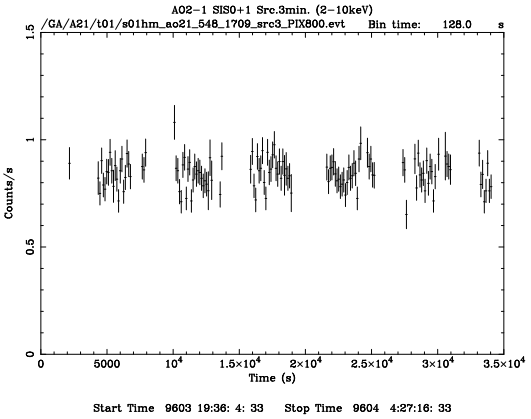
(a) GIS2+3 data from 1993/10/04



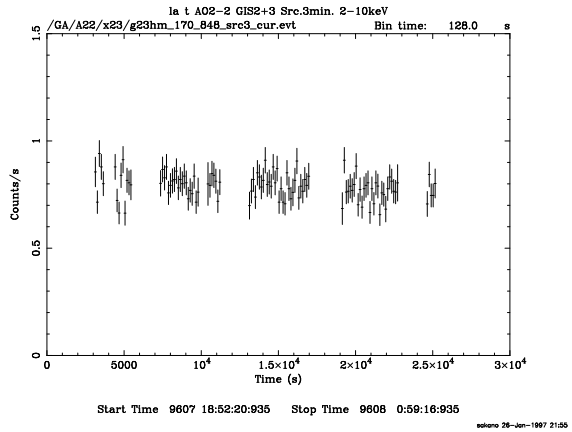
(b) SIS0+1 data from 1993/10/04



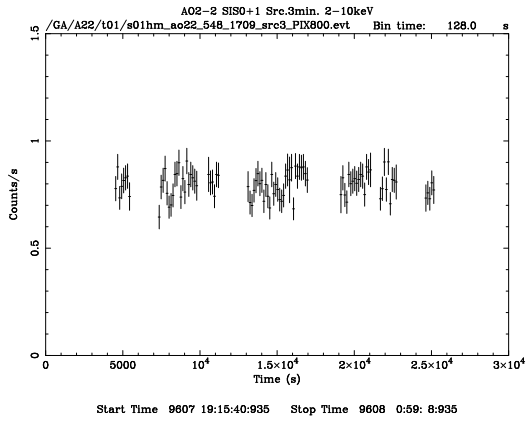
(c) GIS2+3 data from 1994/09/08



(d) SIS0+1 data from 1994/09/08

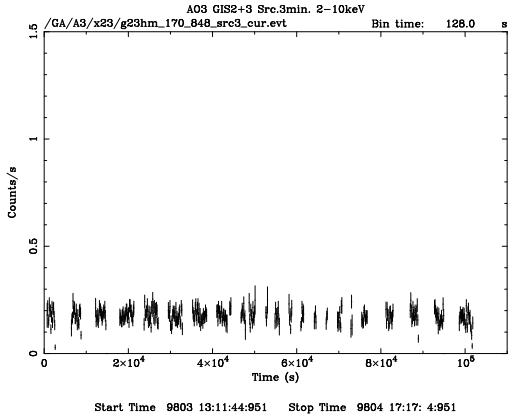


(e) GIS2+3 data from 1994/09/12



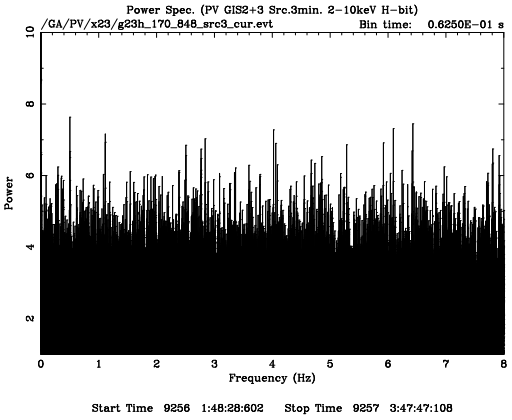
(f) SIS0+1 data from 1994/09/12

Figure 4.2: Light curves with 128second bin.Continued to the next page (↗).

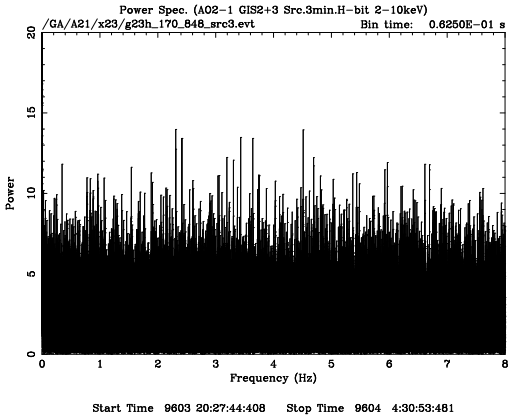


(g) GIS2+3 data from 1995/03/27

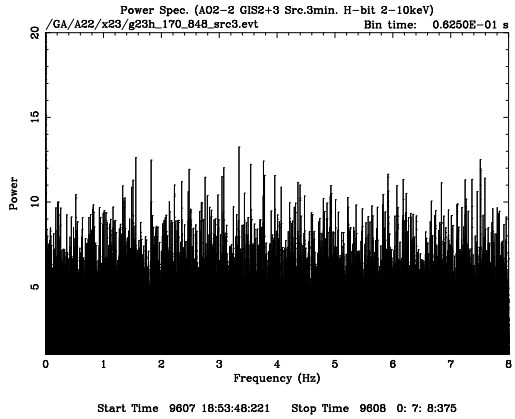
Figure 4.2: (↘) Light curves (continued from the previous page)



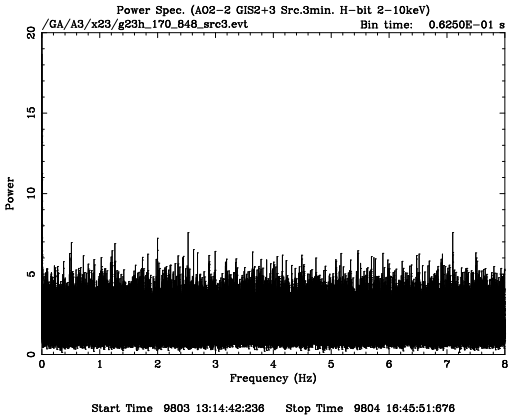
(a)from 1993/10/04



(b)from 1994/09/08

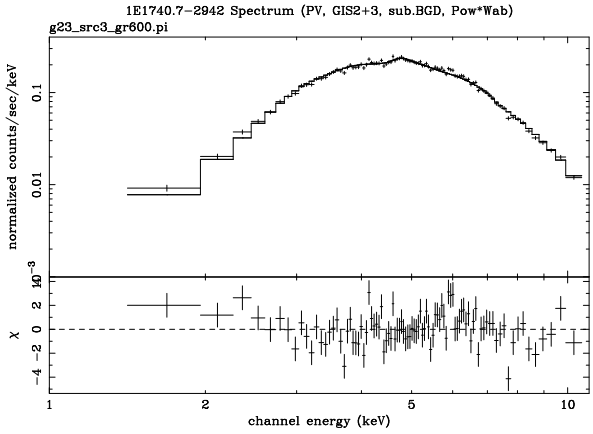


(c)from 1994/09/12

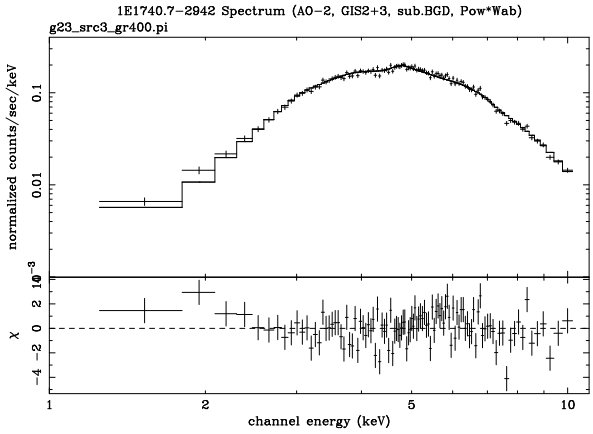


(g)from 1995/03/27

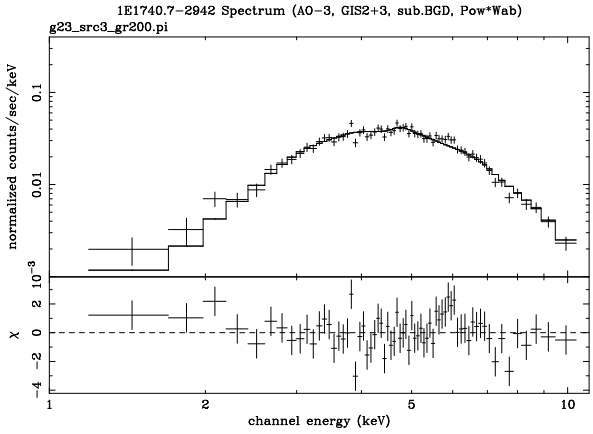
Figure 4.3: FFT analysis of the data of high-bit mode taken in GIS2 and GIS3 (summed)



(a) in PV phase



(b) in AO-2 phase



(c) in AO-3 phase.

Figure 4.4: GIS2+3 spectra with full energy band.

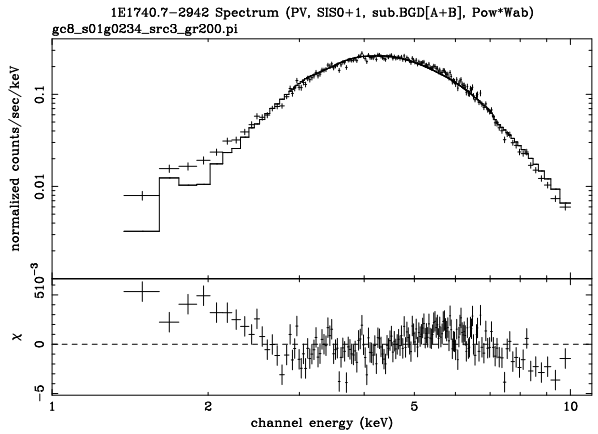
Table 4.2: Best-fit parameters with full energy band

Phase		Γ[1]	I_{1keV}[2]	N_H[3]	χ^2/d.o.f.
PV	GIS	$1.35^{+0.05}_{-0.04}$	$4.9^{+0.5}_{-0.4}$	12.4 ± 0.3	164.0/92
	SIS	1.20 ± 0.05	$3.8^{+0.4}_{-0.3}$	11.8 ± 0.3	447.8/168
AO-2	GIS	1.39 ± 0.05	3.8 ± 0.4	12.3 ± 0.4	159.1/106
	SIS	1.19 ± 0.06	2.8 ± 0.3	10.6 ± 0.3	339.9/154
AO-3	GIS	$1.19^{+0.15}_{-0.14}$	$1.7^{+0.6}_{-0.4}$	$10.9^{+1.0}_{-0.9}$	82.67/65

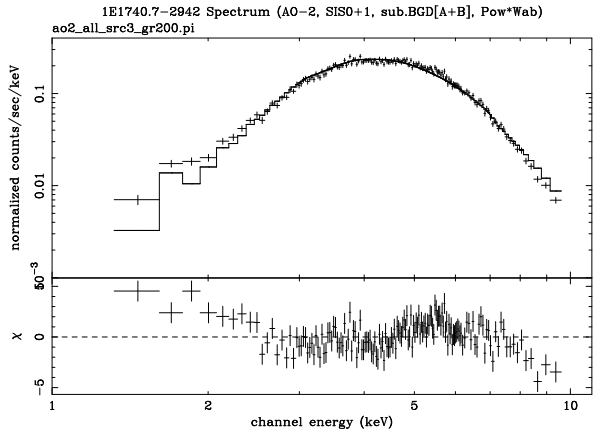
[1]: Photon index

[2]: Intensity of continuum at 1keV [10^{-2}Photon/keV/cm^2/s] (absorption corrected)

[3]: Hydrogen column density [10^{22}H/cm^2]

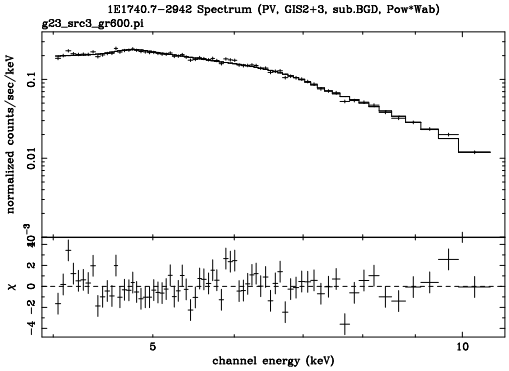


(a) in PV phase

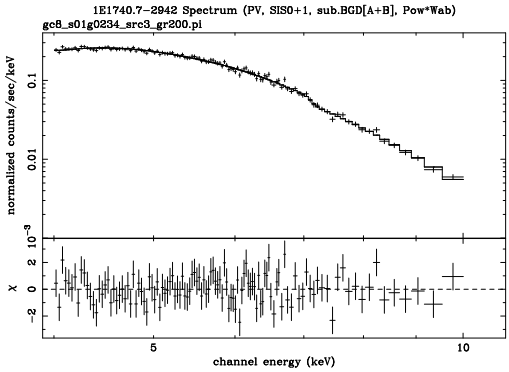


(b) in AO-2 phase

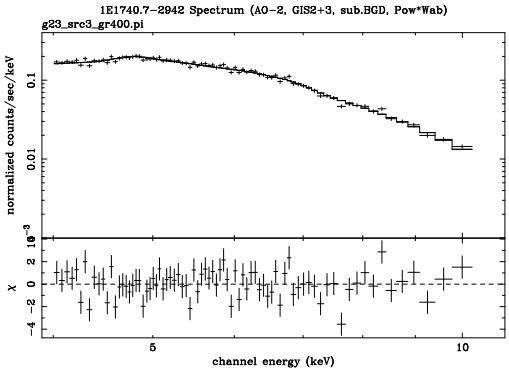
Figure 4.5: SIS0+1 spectra with full energy band.



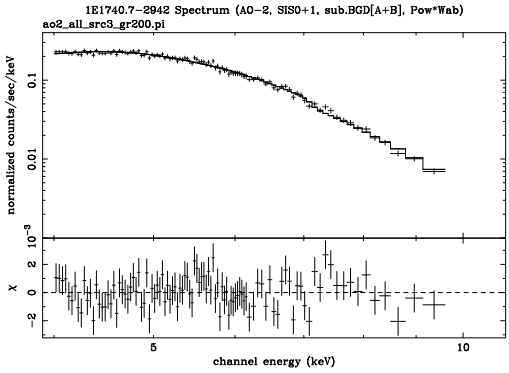
(a) with GIS in PV phase



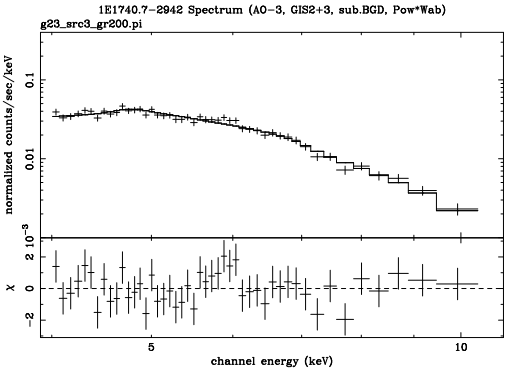
(b) with SIS in PV phase



(c) with GIS in AO-2 phase



(d) with SIS in AO-2 phase



(e) with GIS in AO-3 phase

Figure 4.6: GIS2+3 and SIS0+1 spectra with 4-10keV band.

Table 4.3: Best-fit parameters with 4-10keV band

Phase		Γ[1]	I_{1keV}[2]	N_H[3]	χ^2/d.o.f.	$L_{6.4keV}$[4]	$EW_{6.4keV}$[5]	F_x[6]
PV	GIS	1.52 ± 0.08	$7.2^{+1.4}_{-1.2}$	14.8 ± 1.2	109.9/67	4.6 ± 7.5	11 ± 18	1.79
	SIS	1.85 ± 0.10	$16^{+3.8}_{-3.0}$	$20.5^{+1.4}_{-1.3}$	117.5/113	1.8 ± 5.1	3.6 ± 10.2	1.82
AO-2	GIS	1.62 ± 0.10	$6.3^{+1.5}_{-1.2}$	15.9 ± 1.4	108.0/77	< 5.3	< 17.5	1.28
	SIS	1.87 ± 0.12	$12.1^{+3.6}_{-2.7}$	20.0 ± 1.6	110.9/101	< 4.2	< 11.4	1.39
AO-3	GIS	$1.71^{+0.29}_{-0.28}$	$5.3^{+4.4}_{-2.3}$	18.4 ± 4	42.1/44	< 11.5	< 53	0.86

[1]: Photon index

[2]: Intensity of continuum at 1keV [10^{-2}Photon/keV/cm^2/s] (absorption corrected)

[3]: Hydrogen column density [10^{22}H/cm^2]

[4]: Intensity of 6.4keV-line [10^{-5}Photon/cm^2/s] (absorption corrected)

[5]: Equivalent width(EW) of 6.4keV-line [eV]

[6]: Observed flux (4-10keV) [10^{-10}erg/cm^2/s]

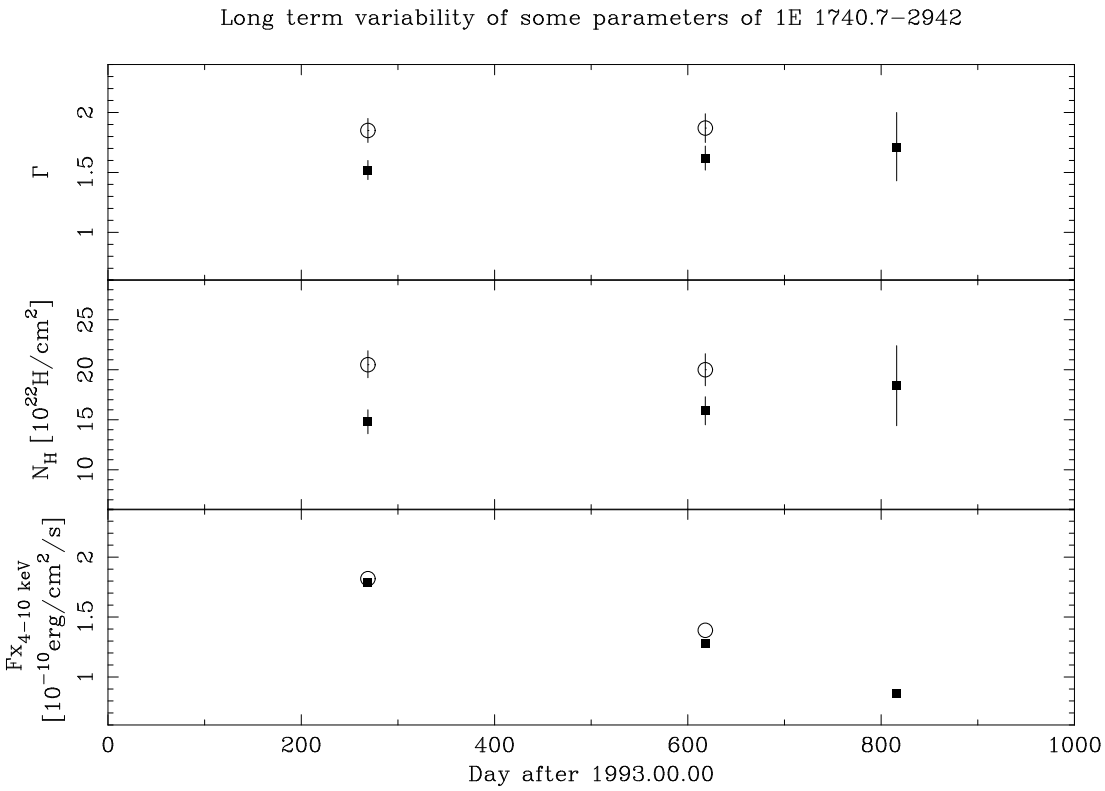


Figure 4.7: Long term variability of photon index Γ, N_H, Flux.
Γ is photon index of power-law continuum. N_H is hydrogen column density in unit of $10^{22}H/cm^2$. The energy band of flux is 4–10keV in unit of $10^{10}erg/cm^2/s$. Close boxes and open circles are the data of GIS and SIS, respectively.

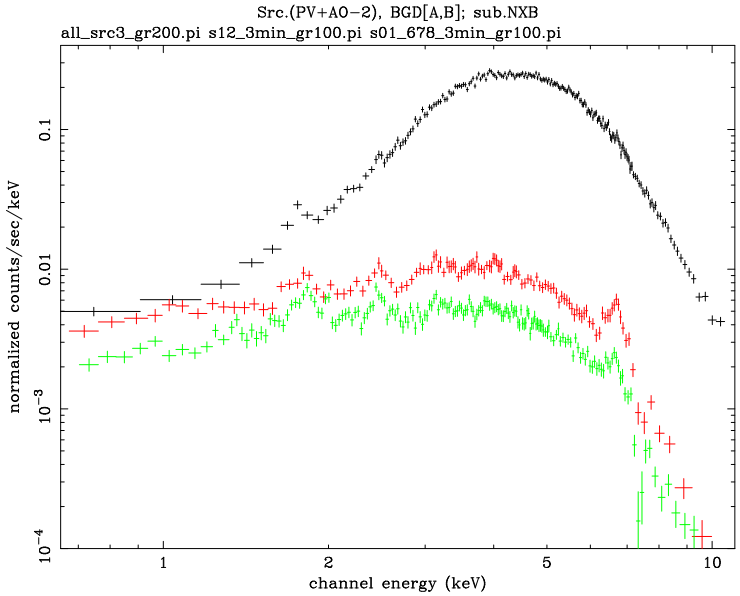


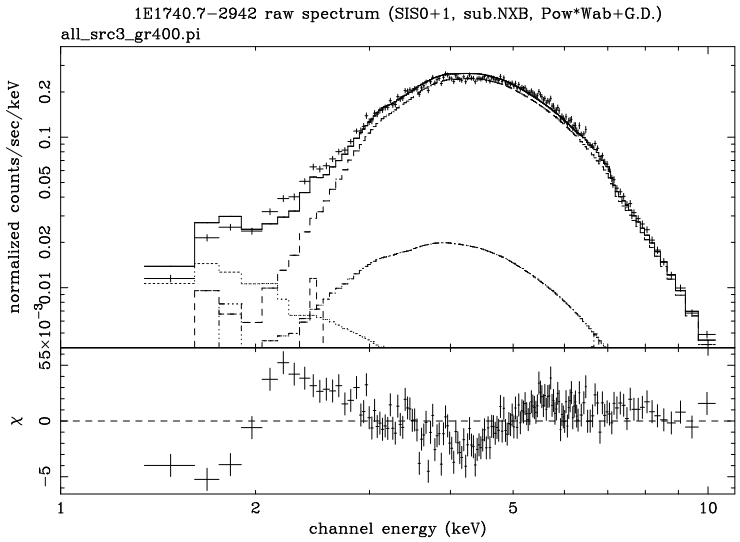
Figure 4.8: Raw spectrum and background spectra of SIS0+1 (after subtraction of non-X-ray background)

They are, in order of the intensity, the raw spectrum of 1E1740.7−2942, background spectra collected from the region [A] and [B], respectively. The source spectrum is the sum of the spectra taken in PV and AO-2 phase.

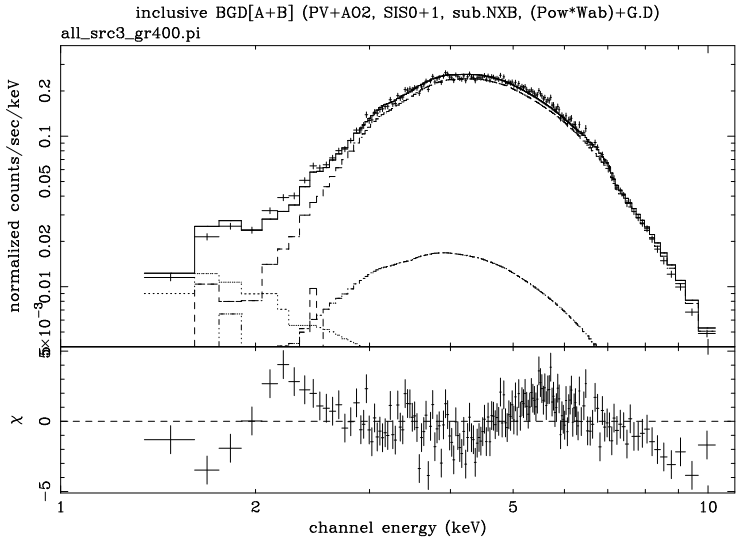
Table 4.4: Best-fit parameters of a phenomenological model for the background spectrum

Param.	Value	Description
kT	31	Temperature of Bremsstrahlung [keV]
N_H	8.0	Hydrogen column density [10^{22}H/cm^2]
kT	0.93	Temperature of Bremsstrahlung [keV]
N_H	2.9	Hydrogen column density [10^{22}H/cm^2]
Line(1)-Center	1.86	He-like Si-Kα [keV]
Line(1)-Intensity	5.37	He-like Si-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(2)-Center	2.01	H-like Si-Kα [keV]
Line(2)-Intensity	1.87	H-like Si-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(3)-Center	2.26	Line-like artificial factor* [keV]
Line(3)-Intensity	3.53	Line-like artificial factor* [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(4)-Center	2.45	He-like S-Kα [keV]
Line(4)-Intensity	8.14	He-like S-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(5)-Center	2.62	H-like S-Kα [keV]
Line(5)-Intensity	2.04	H-like S-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(6)-Center	3.14	He-like Ar-Kα [keV]
Line(6)-Intensity	2.39	He-like Ar-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(7)-Center	3.90	He-like Ca-Kα [keV]
Line(7)-Intensity	0.59	He-like Ca-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(8)-Center	6.43	neutral Fe-Kα [keV]
Line(8)-Intensity	6.25	neutral Fe-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(9)-Center	6.72	He-like Fe-Kα [keV]
Line(9)-Intensity	14.9	He-like Fe-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(10)-Center	7.01	H-like Fe-Kα [keV]
Line(10)-Intensity	5.93	H-like Fe-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
Line(11)-Center	7.47	He-like Ni-Kα [keV]
Line(11)-Intensity	1.68	He-like Ni-Kα [10^{-5}Photon] (absorption corrected)
χ^2/d.o.f.	313.2 / 217	

*: This factor must be required for reproducing the spectrum. It is probably because of the uncertainty of the detector response function near M-edge of gold, with which the mirrors are coated.



(a) in the case that power-law index is fixed.



(b) in the case that power-law index is freed.

Figure 4.9: Best-fit background inclusive spectrum of SIS0+1.
Only non-X-ray background is subtracted from the source spectrum. Power-law index of the source component is fixed(Fig.(a)) or freed(Fig.(b)). The lines of 1.9keV and 2.4keV correspond to Kα emissions of He-like Si and He-like S, respectively. The best-fit models are given in table 4.5.

Table 4.5: Best-fit parameters of background inclusive spectra

Model	Γ[2]	I_{1keV}[3]	N_H[4]	$I_{L(1)}$[5]	χ^2/d.o.f.
Index is fixed	1.86 (fixed)	10.4 ± 0.1	16.0 ± 0.2	1.78 ± 0.08	588.0 / 162
Index is freed	1.47 ± 0.04	5.0 ± 0.4	13.4 ± 0.3	1.50 ± 0.09	393.4 / 161

[1]: Power-law photon index

[2]: Intensity of continuum at 1keV [10^{-2} Photon/cm^2/s/keV] (absorption corrected)

[3]: Hydrogen column density [10^{22} H/cm^2]

[5]: Intensity of line(1) of Table 4.4 [10^{-5}Photon] (absorption corrected)

The relative background intensities, center energy of lines, temperature and hydrogen column density are all fixed. The normalization is a sole free parameter in the parameters connected with the background model. We show here the value of Si-Kα line intensity as the normalization.

Acknowledgement

本研究において、多くの方々の多大な援助を賜わりました。

指導教官で、このテーマを研究する機会を与えて下さった小山勝二教授には、データの見方、取り扱い方から研究者としての考え方にいたるまで、本当に多くのことを御指導いただきました。物理も実際の観測も初心者だった私がこの論文を完成できたのは、ひとえに小山勝二教授のおかげであります。

銀河中心領域の共同研究者でもある前田良知さんには、具体的な研究の方針の議論にのって下さり、また実際の作業にも多大な御協力を頂きました。助手の鶴剛さんには、そもそも私が X 線天文学を始めるきっかけを与えていただき、解析からハードウェアまで御指導いただきました。助手の粟木久光さんにも、大変お世話になりました。特に、系外ブラックホール天体である活動銀河核の物理について、また具体的なデータ解析の初歩からこと細かく指導いただきました。尾崎正伸さんには、日常的な計算機の扱い、ハードウェアの基礎を教えていただき、同時によく物理の議論をして下さり、修論の完成に大変役立ちました。

宇宙科学研究所の高橋忠幸助教授、上田佳宏さんには、 ASCA-ANL を使った枠組など自由度の高いソフトによるデータの取り扱い方を御指導頂きました。上田佳宏さんには、第三章の ASCA の較正に関する絵を頂き、また最近のブラックホール研究の進展についての示唆を頂きました。同じく宇宙科学研究所の山下朗子さんには、 SIS の較正について教えていただき、第三章で用いた SIS の絵を頂きました。江塚弘幸さんには、 SIS の Instrumental background のスペクトルを作っていただきました。それは、第四章における SIS を使った解析に大きな威力を発揮しました。

宇宙線研究室赤外線グループの舞原俊憲助教授、寒川尚人さん、岩室史英さんには X 線天文学とは違った視点からのコメントをいただき、研究の視野が広がりました。宇宙研究室の院生の方々には、議論の相手になっていただきました。また行き詰まった時には温かく励まして下さり、本当に助かりました。

また、この論文が完成したのは、「あすか」という優秀な X 線天文衛星のおかげです。「あすか」の開発、打ち上げ、運用、較正、解析ソフトの開発など、「あすか」プロジェクトにかかわった全ての方々に感謝申し上げます。

最後に、私を精神的に支えて下さった両親、兄弟、そして多くの友人に心から感謝申し上げます。

1997 年 2 月 3 日

References

Avni, Y. and Bahcall, J.N., 1975, **197**, 675

Bailyn, C.D., Orosz, J.A. *et al.* , 1995, *Nature*, **378**, 157

Bally, J. and Leventhal, M., 1991, *Nature*, **353**, 234

Balucińska, M. and Hasinger, G., 1991, *Astron. Astrophys.*, **241**, 439

Barr, P. and van der Woerd, H., 1991, *Astrophys. J.*, **352**, L41

Bazzano, A., La Padula, C., Ubertini, P. and Sood, R.K., 1992, *Astrophys. J.*, **385**, L17

Blandford, R., 1993, Astrophysical Jets, ed. Burgarella, D., Livio, M. and O'Dea, C.P., Space Telescope Science Institure Symposium Series, vol. 6, p15

Boër, M., Greiner, J. and Motch, C, 1996, *Astron. Astrophys.*, **305**, 835

Bolton, C.T., 1975, *Astrophys. J.*, **200**, 269

Bondi, J. and Hoyle, F., 1944, MNRAS, **104**, 21

Bouchet, L., Mandrou, P., Roques, J.P. *et al.* , 1991, *Astrophys. J. Letters*, **383**, L45

Bradt, H.V.D. and McClintook, J.E., 1983, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **21**, 13

Brinkmann, W., Kawai, N., Matsuoka, M. and Fink, H.H., 1991, *Astron. Astrophys.*, **241**, 112

Burke, B.E., Mountain, R.W., Harrison D.C., Bautz M.W. *et al.* , 1991, IEEE Trans. ED-38, 1069

Burke, B.E., Mountain, R.W., Daniels, P.J and Dolat, V.S., 1994, IEEE Trans. Nuc. Sci., 41, 375

Casares, J. and Charles, P.A. 1994, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **271**, L5

Castro-Tirado, A.J., Brandt, S. and Lund, N., 1992, IAU Circ. 5590

Castro-Tirado, A.J., Geballe, T.R. and Lund, N., 1996, *Astrophys. J. Letters*, **461**, L99

Chaty, S., Mirabel, I.F., Duc, P.A. *et al.* , 1996, *Astron. Astrophys.*, **310**, 825

Churazov, E., Gilfanov, M., Sunyaev, R. *et al.* , 1993a, *Astrophys. J.*, **407**, 752

Churazov, E., Gilfanov, M., Sunyaev, R. *et al.* , 1993b, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **97**, 173

Churazov, E., Gilfanov, M. and Sunyaev, R., 1996, *Astrophys. J. Letters*, **464**, L71

Cook, W.R., Grunsfeld, J.M., Heindl, W.A. *et al.* , 1991, *Astrophys. J. Letters*, **372**, L75

Cordier, B., Paul, J., Gaoldwurm, A. *et al.* , 1993a, *Astron. Astrophys.*, **272**, 277

Cordier, B., Paul, J., Ballet, J. *et al.* , 1993b, *Astron. Astrophys.*, **275**, L1

Cordier, B., Goldwurm, A., Leray, J.P. *et al.* , 1993c, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **97**, 177

Cowley, A.P., Crampton, D., Hutchings, J.B. *et al.* , 1983, *Astrophys. J.*, **272**, 118

Day, C., Arnaud, K., Ebisawa, K. *et al.* , 1995, The ABC Guide to *ASCA*Data Reduction: version 4, NASA/GSFC

D'Odorico, S., Oosterll, T., Zwitter, T. and Calvani, M., 1991, *Nature*, **353**, 329

Ebisawa, K., 1991, Ph.D. thesis, University of Tokyo

Ebisawa, K., White, N.E. and Kotani, T., 1995, IAU Circ. 6171

Ebisawa, K., Titarchuk, L. and Chakrabarti, S.K., 1996, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **48**, 59

Elvis, M. *et al.* , 1975, *Nature*, **257**, 656

Finoguenov, A., Churazov, E., Gilfanov, M. *et al.* , 1994, *Astrophys. J.*, **424**, 940

Foster, R.S., Waltman, E.B., Tavani, M. *et al.* , 1996, *Astrophys. J.*, **467**, L81

Galeev, A.A., Rosner, R. and Vaiana, G.S., 1979, *Astrophys. J.*, **229**, 318

Goldwurm, B., Cordier, B., Paul, J., Balle, J. *et al.* , 1994, **371**, 589

Greiner, J., 1993, IAU Circ. 5786

Greiner, J., Morgan, E.H. and Remillard, R.A, 1996, *Astrophys. J. Letters*, **473**, L107

Harris, M.J., Share, G.H. adn Leising, M.D., 1994a, *Astrophys. J.*, **420**, 649

Harris, M.J., Share, G.H. adn Leising, M.D., 1994b, *Astrophys. J.*, **433**, 87

Harmes, R.J. *et al.* , 1994, *Astrophys. J. Letters*, **435**, L35

Harmon, B.A., Paciesas, W.S. and Fishman, G.J., 1992, IAU Circ. 5619

Harmon, B.A. *et al.* , 1994, *AIP Conference Proc.*, **304**, eds. Fichtel, C.E., Gehrels, N. and Norris, J.P., New York Pres., p210

Harmon, B.A. *et al.* , 1995, *Nature*, **374**, 703 Haswell, C.A. and Shafter, A.W., 1990, *Astrophys. J.*, **359**, L47

Hayakawa, S., 1985, *Phys. Rep.*, **121**, 317

Heindl, W.A., Prince, T.A. and Grunsfeld, J.M., 1994, *Astrophys. J.*, **430**, 829

Hertz, P. and Grindlay, J., 1984, *Astrophys. J.*, **278**, 137

Hjellming, R.M. and Rupen, M.P., 1995, *Nature*, **375**, 464

Hutchings, J.B. *et al.* , 1987, *Astronomical J.*, **94**, 340

Inoue, H., 1992, Accretion Disks in Compact Stellar Systems, ed. Wheeler, J.C.

Jung, G.V., Kurfess, D.J., Johnson, W.N., Kinzer, R.L. *et al.* , 1995, *Astron. Astrophys.*, **295**, L23

Kaluzienski, L.J. *et al.* , 1977, *Astrophys. J.*, **212**, 203

Kawai, N., Fenimore, E.E., Middleditch, J. *et al.* , 1988, *Astrophys. J.*, **330**, 130

Koyama, K., Awaki, H., Kunieda, H., Takano, S. *et al.* , 1989, *Nature*, **339**, 603

Koyama, K., Maeda, Y., Sonobe, T, Takeshima, T. *et al.* , 1996, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **48**, 249

Kruper, J.S., Urry, C.M. and Canizares, C.R., 1990, *Astrophys. J. Suppl.*, **74**, 347

Kubota, A. *et al.* , 1997, Proceeding of Astrophysics with line X-ray and gamma-ray(V), ed. Shigeyama, T., in press (in Japanese)

Leventhal, M., MacCallum, C.J. and Stang, P.D., 1978, *Astrophys. J.*, **225**, L11

Liang, E.P. and Nolan, P.L., 1984, Space Scien. Rev., **38**, 353

Lightman, A.P. and Eardley, D.M., 1974, *Astrophys. J. Letters*, **187**, L1

Ling, J.C., Mahoney, W.A., Wheaton, W.A. and Jacobson, A.S., 1987, *Astrophys. J.*, **321**, L117

Malet, I., Roques, J.P., Bouchet, L. *et al.* , 1995, *Astrophys. J.*, **444**, 222

Makino, F. and Kii, T., 1997, X-ray Imaging and Spectroscopy of Cosmic Hot Plasmas, ed. Makino, F. and Mitsuda, K., p214, in press

Mahoney, W.A., Ling, J.C. and Wheaton, W.A. 1993, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **97**, 159

Makishima, K., Tashiro, M., Ebisawa, K., Ezawa, H. *et al.* , 1996, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **48**, 171

Marscher, A.P., 1993, Astrophysical Jets, ed. Burgarella, D., Livio, M. and O'Dea, C.P., Space Telescope Science Institure Symposium Series, vol. 6, p73

Marsden, B.G., 1989, IAU Circ., 4783

Marti, J., Rodriguez, L., Mirabel, I.F and Paredes, J.M., 1996, *Astron. Astrophys.*, **306**, 449

Mereghetti, S., Caraveo, P., Bignami, G. and Belloni, T., 1992, *Astron. Astrophys.*, **259**, 205

Mirabel, I.F., Morris, M., Wink, J. *et al.* , 1991, *Astron. Astrophys.*, **251**, L43

Mirabel, I.F., Rodriguez, L.F., Cordier, B. *et al.* , 1992, *Nature*, **358**, 215

Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., Cordier, B. *et al.* , 1993a, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **97**, 193

Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., Marti, J. *et al.* , 1993b, IAU Circ. 6094

Mirabel, I.F. and Rodríguez, L.F., 1994, *Nature*, **371**, 46

Mirabel, I.F. *et al.* , 1994, *Astron. Astrophys.*, **282**, L17

Mirabel, I.F., Rodríguez, L.F., Chaty, M *et al.* , 1996, *Astrophys. J. Letters*, **472**, L111

Mirabel, I.F. and Rodríguez, L.F., 1996, Proc. of An International Conference on X-ray Astronomy and Astrophysics "Rontogenstrahlung from the Universe", MPE Report, Vol.263, p263

Mitsuda, K. *et al.* , 1984, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **36**, 741

Miyoshi, M., Moran, J., Hernstein, J., Greenhill, L. *et al.* , 1995, *Nature*, **373**, 127

Morison, R. and McCammon, D., 1983, *Astrophys. J.*, **270**, 119

Negoro, H., 1995, Ph.D. thesis, Osaka University

Ohashi, T., Ebisawa, K., Fukazawa, Y., Hiyoshi, K. *et al.* , 1996, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **48**, 157

Paciesas, W.S., Harmon, B.A., Pendletonn, G.N. *et al.* , 1993, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **97**, 253

Pavlinsky, M.N., Grebenev, S.A., Sunyaev, R.A. *et al.* , 1994, *Astrophys. J.*, **425**, 110

Phillips, J.A. and Lazio, T.J.W., 1995, *Astrophys. J. Letters*, **442**, L37

Priedhorsky, W., Garmire, G.P., Rothschild, R. *et al.* , 1979, *Astrophys. J.*, **233**, 350

Prince, T and Skinner, G., 1991, IAU Circ. No. 5252

Pudritz, R.E. and Fahlman, G.G., 1982, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **198**, 689

Ramaty, R., Leventhal, M. and Chan, K.W., 1992, *Astrophys. J. Letters*, **392**, L63

Rodríguez, L.F., Gerard, E., Mirabel, I.F. *et al.* , 1995, *Astrophys. J.*, **101**, 173

Sakano, M., Tsuru, T., Ueda, Y., Takahashi, T. *et al.* , 1996, Proceeding of Astrophysics with line X-ray and gamma-ray(IV), ed. Shigeyama, T, p124 (in Japanese)

Sams, B.J, Eckart, A. and Sunyaev, R., 1996, *Nature*, **382**, 47

Serlemitsos, P.J., Jalota, L., Soong, Y., Kunieda, H. *et al.* , 1995, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **47**, 105

Shakura, N.I. and Sunyaev, R.A., 1973, *Astron. Astrophys.*, **24**, 337

Sheth, S., Liang, E., Luo, C. and Murakami, T., 1996, *Astrophys. J.*, **468**, 755

Skinner, G.K., Willmore, A.P., Eyles, C.J. *et al.* , 1987, *Nature*, **330**, 544

Skinner, G.K., Pan, H.C., Maisack, M. *et al.* , 1991, *Astron. Astrophys.*, **252**, 172

Smith, D.M., Leventhal, M., Cavallo, R., *et al.* , 1996, *Astrophys. J.*, **458**, 576

Spencer, R.E., 1979, *Nature*, **282**, 483

Sunyaev, R., Churazov, E., Gilfanov, M. *et al.* , 1991a, *Astron. Astrophys.*, **247**, L29

Sunyaev, R., Churazov, E., Gilfanov, M. *et al.* , 1991b, *Astrophys. J. Letters*, **383**, L49

Tanaka, Y., Inoue, H. and Holt, S.S., 1994, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **46**, L37

Teegarden, B.J., Cline, T.L., Gehrels, N. *et al.* , 1996, *Astrophys. J.*, **463**, L75

Tingay, S.J., Jauncey, D.L, Preston, R.A. *et al.* , 1995, *Nature*, **374**, 141

Ueda, Y., 1996, Ph.D. thesis, University of Tokyo

Ueda, Y., 1997, in Proc. of "high energy astro objects", eds. Kifune, T., (in press), (in Japanese) Turner,

T.J. and Pounds, K.A., 1989, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **240**, 833

Volwerk, M., van Oss, R.F. and Kuijpers, J., 1993, *Astron. Astrophys.*, **270**, 265

Yamashita, A., 1995, Master thesis, University of Tokyo, (in Japanese)

Yamauchi, S, Kawada, M., Koyama, K., Kunieda, H. and Tawara, Y., 1990, *Astrophys. J.*, **365**, 532

White, N.E. and van Paradijs, J., 1996, *Astrophys. J. Letters*, **473**, L25

Zhang *et al.* , 1994, IAU Circ. 6046