X線天文衛星「あすか」を使ったX線撮像分光による銀河中心の高エネルギー物理現象の観測的研究

– 大質量ブラックホールと超高温巨大プラズマの謎 –

前田良知

京都大学院 理学研究科 物理学第二教室 宇宙線研究室

1995 年 2 月 14 日

はじめに

「銀河中心」とは、我々の銀河系の中心部を指す。多種多様な星、星間物質が存在するだけでなくその中心核には太陽の 10^6 倍にもなる大質量ブラックホールが存在すると考えられており、さまざまな天体物理現象を生み出している場所になっている。

銀河中心の最大の観測的長所は、他の銀河の中心部と比べると圧倒的に近いことである。角分解能は距離に比例し、また photon flux は距離の２乗に比例して観測的に有利になる。つまり、中心部を細かく分類し、暗いＸ線源まで検出できるのである。しかし、銀河中心にも大きな観測的欠点がある。銀河中心から放射された光は強い星間吸収を受け、観測波長が限られるのである。そこで、高エネルギー現象を解明する波長として透過力の強い硬Ｘ線が有力になっている。

Ｘ線天文衛星「あすか」が 1993 年春に打ち上げられた。硬Ｘ線反射望遠鏡とＸ線ＣＣＤおよび撮像型蛍光比例係数管を組合せ、硬Ｘ線帯で撮像分光を可能にした最初の衛星である。本研究は、この「あすか」を使った 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ の観測である。当論文では、この観測結果を報告し、超高温巨大プラズマの起源とメカニズム、さらには大質量ブラックホールの活動性等について考察を行う。

兵庫県南部地震の犠牲となった方々の御冥福を心からお祈りいたします。

目次

1 X線と物質の相互作用 **6**
- 1.1 減光 . . . 6
- 1.2 光学的に薄いプラズマ (thin thermal plasma) . . . 6
- 1.3 散乱 . . . 8

2 銀河中心 **9**
- 2.1 過去の銀河中心の観測 . . . 9
  - 2.1.1 銀河中心のX線観測の歴史 . . . 9
- 2.2 銀河中心のさらなる解明のために . . . 13

3 あすか **14**
- 3.1 XRay Telescope(XRT) . . . 15
  - 3.1.1 有効面積と視野 . . . 15
  - 3.1.2 結像性能 . . . 16
- 3.2 GIS と SIS . . . 17
  - 3.2.1 GIS . . . 17
  - 3.2.2 SIS . . . 17

4 観測と結果 **19**
- 4.1 観測 . . . 19
- 4.2 銀河中心像 ($1^\circ \times 1^\circ$) . . . 19
- 4.3 明るいX線星 . . . 21
- 4.4 広がったX線放射 ($1^\circ \times 1^\circ$) . . . 22
  - 4.4.1 軟X線マップと硬X線マップとの比較 ($1^\circ \times 1^\circ$) . . . 22
  - 4.4.2 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ 全体のスペクトル . . . 23
  - 4.4.3 Narrow band images . . . 24
  - 4.4.4 スペクトル解析 . . . 26
  - 4.4.5 輝線診断 . . . 29
  - 4.4.6 2 成分プラズマモデル . . . 33
- 4.5 輝線で特徴的な領域 . . . 35
  - 4.5.1 SgrA SgrB Bulge 領域の輝線 . . . 35
  - 4.5.2 銀河中心核 SgrA . . . 37
  - 4.5.3 SgrB . . . 41
  - 4.5.4 bulge 領域 . . . 42

5 考察 **44**
- 5.1 6.4 keV 輝線 . . . 44
  - 5.1.1 散乱のモデル . . . 44
  - 5.1.2 既存の明るいX線源の寄与 . . . 44
- 5.2 巨大高温プラズマの起源 . . . 46
  - 5.2.1 A: 点源の集まり . . . 46
  - 5.2.2 真に広がった Hot gas . . . 46

5.2.3 B: 超新星残骸 47
5.2.4 C: 若い大質量星（早期型星） 47
5.3 高温プラズマの物理状態 47
5.3.1 プラズマパラメーター 47
5.3.2 プラズマタイムスケール 48
5.4 銀河中心核 SgrA 50
5.4.1 巨大プラズマに対する中心核の寄与 50
5.4.2 6.4 keV line に対する中心核の寄与 50
5.5 銀河中心X線放射と物質分布 53

6 まとめ **54**

A background と data reduction **55**
A.1 background 55
A.1.1 background の適用 55

図目次

1.1 宇宙組成の星間物質に光電吸収されない確率 7

2.1 SgrA-West の HCN(J=1 → 0) 及び 6cm radio continum のマップ 10
2.2 銀河中心の質量分布 10
2.3 He_I 輝線星の分布 11
2.4 銀河中心の電波源と分子雲 11
2.5 Granat 衛星により観測された硬X線スペクトルとその分布 12
2.6 Ginga 衛星で観測された鉄輝線とその分布 13

3.1 あすかの観測系の概観図 14
3.2 XRT の有効面積と視野 15
3.3 点源の結像性能 16
3.4 GIS2 の概観図 17
3.5 SIS の概観図 18

4.1 1993 年 秋、銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ 観測領域 20
4.2 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ GIS マップ 20
4.3 SIS で見た銀河中心像 ($1^\circ \times 1^\circ$) 20
4.4 A1742-294、1E1740.7-2942、1E1743.1-2843 のスペクトルと best fit powerlaw model 21
4.5 SIS の軟X線マップ (0.5–1.7 keV band) と硬X線マップ (4.0–5.5 keV band) 22
4.6 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ 全体のスペクトルとその観測量 23
4.7 800μm 遠赤外線マップ。 24
4.8 Nallow band images 25
4.9 領域毎のスペクトル 26
4.10 6.7 keV line と 6.97 keV line 31
4.11 6.4 keV line と 6.7 keV line 31
4.12 Si He-like line と S He-like line 32
4.13 S He-like line と Fe He-like line 32
4.14 領域毎のスペクトルの 2 成分プラズマモデルの best fit value 33
4.15 SgrA の鳥かん図 37
4.16 1993 年秋及び 1994 年秋の SgrA 38
4.17 SgrA-West の 2 温度プラズマモデルの結果とスペクトル 39
4.18 南西のX線源の powerlaw モデルによる fitting 結果 40
4.19 SgrB2 領域の image と spectrum 42
4.20 bulge East 及び Bulge West 43

5.1 高温プラズマと分子雲の分布の関係を表した摸式図。 53

A.1 Blank sky と Internal background のスペクトルの比較 56
A.2 銀河中心とバックグランドのスペクトルの比較 56

表目次

3.1 GIS と SIS の基本性能。 18

4.1 観測領域と積分時間 19
4.2 A1742-294、1E1740.7-2942、1E1743.1-2843 の model fitting 結果 21
4.3 連続X線と輝線のパラメーター。 27
4.4 硬連続X線と鉄輝線の過去のX線観測との比較 29
4.5 領域毎のスペクトルの 2 成分プラズマモデルの best fit value 33
4.6 SgrA、SgrB 及び、バルジ領域の輝線と連続X線 36
4.7 銀河中心 SgrA の過去の観測結果 41

5.1 散乱体に必要な $N_H \frac{\Omega}{4\pi} Ab_{Fe}$ の値。 45
5.2 散乱体に必要な N_H の最大値。 46
5.3 広がった高温プラズマの各種タイムスケール 49

第 1 章

X線と物質の相互作用

1.1 減光

天体から放射されたX線は、地球との間にある星間物質により減光される。X線にとって地球大気は非常に厚く、宇宙からのX線はほぼ 100% 減光され、地上でのX線観測を不可能にしている。減光には、「吸収」と「散乱」の2つがあり、X線領域ではそれぞれ光電吸収とトムソン散乱が主に効く。

光電吸収

光電吸収の確率 A(E) は、光電断面積 σ_{ph}(E) を使って、

$$\mathrm{A(E)} = \exp(-\mathrm{N}_H \times \sigma_{ph}(\mathrm{E}))$$

と表すことができる。

宇宙組成を仮定し、$\mathrm{N}_H = 1\times10^{22}, 5\times10^{22}, 1\times10^{23}\ cm^{-2}$ の場合についての吸収されない確率 (Transmissivity) を図 1.1に載せる。不連続な部分は、組成の比較的大きな原子の K-edge (主量子数 $n = 0$ のエネルギー準位に相当するクーロンポテンシャル) に対応している。

銀河中心までの典型的な interstellar absorption は、水素の柱密度 N_H で表すと 数 $\times10^{22}\ cm^{-2}$ といわれている。一方、銀河中心近傍には巨大分子雲 (Giant Molecular Cloud 以下 GMC) が存在しその密度は、$10^4\ \mathrm{cm}^{-3}$ にもなり、視線方向で積分すると、$\mathrm{N}_H \geq 10^{23}\ cm^{-2}$ にもなると予想される。GMC ほど大きくないにしろ $\mathrm{N}_H \sim 10^{22}\ cm^{-2}$ 程度の分子雲も存在し、等方的でなく bar などとも呼ばれている。ただし、銀河中心の分子雲の scale height は、20 pc(15') 程度なので、銀河面から離れるにつれ吸収は少なくなる。このような分子雲は銀河中心で放射されたX線を光電吸収する。断面積 σ_{ph} は、$\propto E^{-\frac{8}{3}}$ で近似され、軟X線側で大きくなり物質の密度分布に軟X線の強度は敏感である。一方、鉄の K line を含む硬X線領域では、$\mathrm{N}_H \sim 10^{22}\ cm^{-2}$ 程度の密度分布には影響を受けにくい。硬X線側に観測される鉄の K-line は、銀河中心の高エネルギー現象そのもののよい指標になる。

トムソン散乱

X線は、星間物質の電子とトムソン散乱を起こす。トムソン散乱の断面積 σ_{Th} は、$6.652\times10^{-25}\ cm^2$ でエネルギーに関係なくほぼ一定である。数 keV 以上のX線で無視できない。

1.2 光学的に薄いプラズマ (thin thermal plasma)

高温プラズマは、観測的に光学的に薄い場合と厚い場合の2つに分類される。光学的に薄いプラズマ (thin thermal plasma) からは、「熱制動放射」と「特性X線 (輝線)」が観測される。

熱制動放射 (thermal bremsstrahlung)

約百万度 (0.1keV) 以上に温められたプラズマ中では、熱運動する電子が他の荷電粒子によりクーロン散乱され、X線放射をする（熱制動放射）。これは連続X線スペクトルを作る。プラズマの電子密度 n_e、原子番号 Z のイオン密度 n_Z、体積 V とすると、その明るさ L_{ff} は、

$$L_{ff}\ \ (ergs\ \ s^{-1}) \propto \int_{V,\nu} g \sum_Z (Z^2 n_e n_Z T^{-\frac{1}{2}} e^{-\frac{h\nu}{kT}})\ dV\ d\nu$$

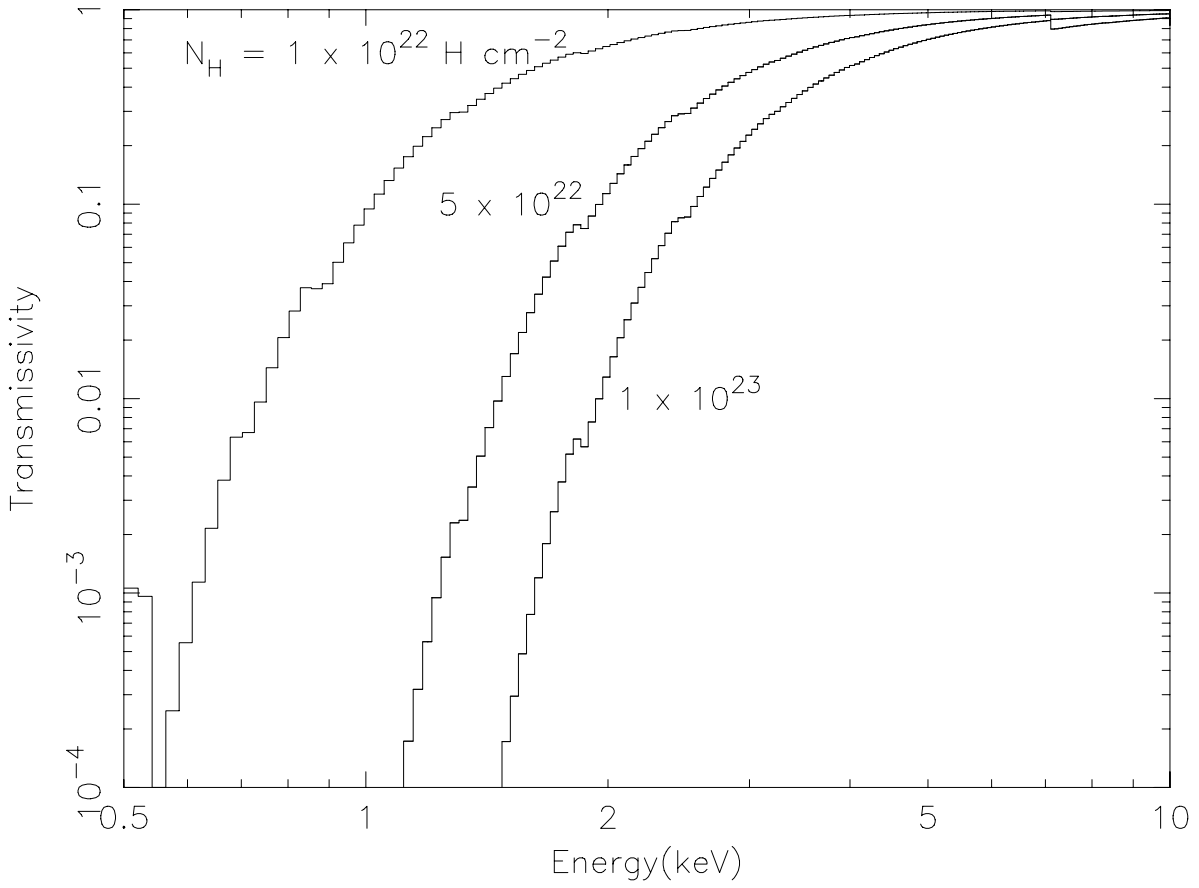


図 1.1: 宇宙組成の星間物質に光電吸収されない確率（縦軸）。横軸は、X線のエネルギー。3本の実線は、吸収されない確率 (Transmissivity) で、宇宙組成を仮定したときの、$N_H = 1\times10^{22}, 5\times10^{22}, 1\times10^{23}\ cm^{-2}$ の場合に対応する。断面積は、Morrison & McCammon 1983 による。

ここで、T はプラズマ温度、h、k はそれぞれプランク定数、ボルツマン定数である。また、g は Gaunt 係数と呼ばれ、$g \approx (\frac{E}{kT})^{-0.3}$ と近似できる。宇宙組成を仮定すれば、

$$L_{ff}\ \ (ergs\ \ s^{-1}) \propto \int_{V,\nu} g n_e^2 T^{-\frac{1}{2}} e^{-\frac{h\nu}{kT}}\ dV\ d\nu$$

となり、明るさは、$T^{-\frac{1}{2}}$ と $\int_V n_e^2 dV$ に比例する。スペクトルから温度が決まれば、明るさから $\int_V n_e^2 dV$ がもとまる。これは、emission measure とよばれプラズマパラメーターを探る1つの手がかりを与える。

特性X線 (輝線)

イオンに束縛された電子のエネルギー準位の遷移によって放射されるX線である。原子のエネルギー準位差に相当した線スペクトルとして検出されるものである。電子温度が上がれば上がるほど、イオンの電離は進む。十分時間が経つと、熱運動する電子と平衡になる（電離平衡[1]）。X線を強く出すような高温プラズマになると、水素のように束縛電子が1個しかないイオン (H-like) やヘリウムのように2個しかないイオン (He-like) からの放射が目立つようになる。高電離のイオンからの輝線は、thin thermal plasma を特徴づけるX線放射になる。

一般に、原子番号の大きな原子ほどクーロンポテンシャルが深く、電離するのに多くのエネルギーを要する。高電離のイオンからの放射は、温度約 1keV から軽い原子（シリコン、硫黄など）が、温度約数 keV から重い原子（鉄など）が強くなってくる。さらに、温度 10keV ぐらいになるとシリコン、硫黄などの軽い原子はほとんど完全電離され、輝線は弱くなる。高電離した軽い原子と重い原子の輝線強度から、プラズマの温度を決めることができる。

また、同じ原子番号でも、He-like と H-like のイオン化は、H-like が方が多くの熱エネルギーを要する。同じ原子で比べた場合、輝線の強度比 He-like/H-like が小さい程温度が高くなる。輝線の強度比は、温度を知るよい指標に

[1]電離平衡になっていない高温プラズマもしばしば観測されている（電離非平衡）。今回は簡単のためプラズマは電離平衡を仮定する。

なるのである。

輝線を観測的に評価するものに等価幅 (Equivalent Width) という考え方がある。輝線と連続X線との比を表すもので、中心エネルギー $E(keV)$ の輝線に対して、等価幅 EW は、

$$EW(keV) = \frac{F_{line}}{I_{cont} \ \ at \ \ E(keV)}$$

F_{line} $(ergs\ s^{-1}\ cm^{-2})$：中心エネルギー E(keV) の輝線の強さ
$I_{cont(E)}(ergs\ s^{-1}\ cm^{-2}\ keV\ \hat{}\ -1)$：連続X線の E keV での強度

と定義される。輝線を出すイオンの存在比が大きくなると輝線の強度が増し Equivalent Width は大きくなる。この量は、元素の存在比 (abundance) を知る有力な手段になる。

1.3 散乱

X線が物質に当たり散乱される時、トムソン散乱または光電吸収がおこる。

トムソン散乱

トムソン散乱は弾性散乱のため散乱される前のX線の方向を変えるだけである。散乱体が光学的に薄い場合には、散乱される前のX線スペクトルをそのまま保存する。

特性X線 (輝線)

光電吸収が起こると、X線を捕獲した電子のエネルギー準位が空席になる。ここに高いエネルギー準位の電子が落ちる時に特性X線（輝線）を出す。この反応は、主に低電離の物質が担う。こうした物質にX線が吸収されると、低電離の原子からの輝線として観測される。この輝線は、電離平衡の高温プラズマには見られないので、低温ガスによる散乱を特徴づける有力な情報になる。

連続X線は、熱制動放射、黒体放射、トムソン散乱と高温プラズマの光学的な厚さに関係なく、また散乱でも観測できるため、それぞれを区別しその放射メカニズムを知るのが難しい。一方、特性X線（輝線）を使えば、そのエネルギーから原子の電離状態を知ることができ、高温プラズマと散乱とを区別できる。輝線の有無を調べれば、高温プラズマが光学的に厚いか薄いかも知ることができる。分光により輝線という純粋な観測量を知ることができ、天体現象の解明につながるのである。

第 2 章

銀河中心

2.1 過去の銀河中心の観測

宇宙の誕生からしばらくして、数々の銀河が生まれる。銀河の中では、星が次々に生まれ、死んでいく。こうして進化を遂げていく。銀河の中でも中心部分は、多くの物質が集中するため、急激な星形成を繰り返す。さらには、中心の極限られた領域に物質が集中するため太陽質量を大きく上回る大質量ブラックホールの存在が推測されている。

数ある銀河の中心の中でも我々の銀河系の中心" 銀河中心" は最も距離が近く、観測上の大きな利点になっている (太陽系からの距離は、約 8.5kpc)。にもかかわらず太陽系も銀河中心も銀河円盤上に位置するため、銀河中心からの放射は強い星間吸収を受ける。この星間物質は水素の柱密度で $N_H \gg 10^{22}$ cm^{-2} にもなるため、観測可能な波長は限られている。

最初に銀河中心を観測したのは電波領域である。銀河中心 (SgrA) は、SgrA-West 及び SgrA-East の 2 つの電波源からなっている。SgrA-West には、Mini spiral と呼ばれる電離した渦巻状の分子雲が発見されており、その中心に非熱的電波源 SgrA* がある (図 2.1)。SgrA* から 1′ 強離れたところに位置する SgrA-East は、銀河中心近傍の超新星残骸と考えられている。

近赤外観測により、SgrA-West 領域でその中心に向かって星が集中しいることがわかってきた。重力的に束縛された回転運動をしているとすると、中心数 pc に約 10^7 $M_\odot$ もの質量が存在していることになる (図 2.2)。その重心はは非熱的電波源 SgrA* にほぼ一致しており、大質量ブラックホールではないかとの主張がある。SgrA にある星々からは、HeI の広がった輝線をもつ十数個の若い大質量星 (He_I 輝線星) の存在も確認された (図 2.3)。このため銀河中心に活発な星形成が起こった (いる) と解釈されている。このことから、大量の大質量星が多くの質量を担い、大質量ブラックホールは存在しないとする考え方もある。

銀河中心核 (SgrA*) 程ではないにしろ、銀河中心数 °× 数 ° には、星、分子雲等が密集している (図 2.4)。SgrA から、約 100pc ほど離れたところに 2 番目に明るい電波源、SgrB がある。ここでは、10^6 $M_\odot$ を越える巨大な分子雲 SgrB2 cloud が観測されている。(Oort 1977, Brown and Liszt 1984, Genzel and Townes 1987, Blitz *et al.* 1993, Genzel *et al.* 1994 for recent review)

2.1.1 銀河中心のX線観測の歴史

電波・赤外に続き、X線領域でも 1960 年代から観測が始まった。ところがX線では、銀河中心はそれほど明るい天体ではなかった。むしろ中心の周りに存在するX線星のほうが明るかったのである。

Einstein(Watson *et al.*1981) Spartan1(Kawai *et al.* 1988) Spacelab2(Skinner *et al.* 1987) により銀河中心約 1 ° に広がったX線放射が観測された。この広がったX線放射の解明は、Ginga 衛星まで待たねばならなかった (Koyama *et al.* 1989, Yamauchi *et al.* 1990)。Ginga 衛星は、広がった成分から高電離の鉄輝線 (6.7 keV) を検出し、高温プラズマであることを突き止めたのである (図 2.6)。その後、Granat 衛星により、銀河面に沿って伸びる硬X線 (12-19 keV) 放射を検出され、$N_H \geq 5\times10^{23}$ cm^{-2} もの吸収を受けた散乱成分の存在もほのめかされている (Sunyaev *et al.* 1993,Markevitch *et al.* 1993) (図 2.5)。

一方、軟X線帯 ($\leq$ 3keV) での高分解能観測が、Einstein 及び Rosat により行なわれており、それぞれ SgrA* を含む位置から吸収を受けた点源 1E1742.5-2845、RXJ1745.6-2900 を検出している (Watson *et al.*1981, Predehl and Trümper 1994)。硬X線帯 ($\geq$ 2keV) でも、空間分解能は劣るが、Spartan1(Kawai *et al.* 1988) Spacelab2(Skinner *et al.* 1987) Ginga(Takeshima 1989) Granat(Pavlinsky *et al.* 1994) で検出されたりされなかっ

たりして、時間変動がほのめかされている。そのうち、Ginga では、等価幅 0.97 keV の高電離の鉄輝線が SgrA を含む領域から観測されている (Takeshima 1989)。

図 2.1: SgrA-West の HCN(J=1 → 0) 及び 6cm radio continum のマップ。中央に見える渦巻状のものが電離ガス (mini spiral)。それを囲うように分布するリング状のものが分子雲が分布している (リング状分子雲 (CNR), もしくは、2 パーセク分子リング)。mini spiral のほぼ中央に、非熱的電波源 SgrA* が存在する。(Genzel and Townes 1987 より抜粋)

図 2.2: 銀河中心の質量分布。(Genzel *et al.* 1994 より抜粋)

図 2.3: He$_I$ 輝線星の分布。丸で囲ったものが He$_I$ 輝線星。点線は、mini spiral。 (Krabbe *et al.* 1991 より抜粋)

図 2.4: 銀河中心の電波源と分子雲。上段の等高線が波長 3cm の電波地図を表す。影をつけた部分は、偏波強度を表す。電波アーク、偏波プルーム、Ω ローブが銀河面に垂直な巨大磁場構造を形づくっていると考えられている。中心核 SgrA から電波アークにかけての高位置分解能電波写真が左すみに載せてある。下段は、CS 分子輝線の分布。銀河面に沿って多くの分子雲が連なる。(Tsuboi 1993 より抜粋)

図 2.5: Granat 衛星により観測された硬X線スペクトルとその分布。上がスペクトル。下がそれぞれのエネルギーバンドのマップ。硬X線帯でのX線放射が、トムソン散乱によると考えられる。(Markevitch *et al.* 1993 より抜粋)

図 2.6: Ginga 衛星で観測された鉄輝線とその分布。右がスペクトル。左が鉄輝線の分布。(Koyama *et al.* 1989, Yamauchi *et al.* 1990 から抜粋)

2.2 銀河中心のさらなる解明のために

（1）銀河中心の視線方向には、多くの星間物質が存在し、銀河中心で放射されたX線は $N_H > 10^{22}$ cm^2 の吸収を受ける。1keV より低い軟X線では、$\leq 10^{-3}$ にも減光されてしまう。透過力の強い硬X線を使って観測する必要がある。
（2）銀河中心には、星、HII 領域、分子雲などが無数に存在する。弱いながらも、X線放射をしている天体は数多くあると推察される。これらのX線源を1つ1つ分離していくことで、個々の天体の物理現象を探ることができる。
（3）さらに、どのようなメカニズムでX線放射が置きているのかを探る強力な手段の1つが輝線を使う方法（分光）である。輝線を測るには、1つ1つの輝線を分離することが不可欠になる。

まとめると、銀河中心核の研究には
（A）硬X線領域に高い感度をもち、
（B）位置分解能が高く、
（C）エネルギー分解能も高い。
検出器が有効になる。

この3つの条件を備えた世界初のX線天文衛星「あすか」が 1993 年 2 月に打ち上げられた。

第 3 章

あすか

あすかの観測系は、4台の検出器からなりそれぞれ1つずつ望遠鏡がついている。4つの検出器は、SIS(Solidstate Imaging Spectrometer: X線CCD カメラ) と GIS(Gas Imaging Spectrometer: 撮像型蛍光比例係数管) が2つずつで構成されている (図 3.1)。4台の望遠鏡は、すべて同じもので、XRT(X-Ray Telescope) と呼ばれるX線反射望遠鏡である。(Tanaka et al. 1994)

図 3.1: あすかの観測系の概観図。4つの XRT のそれぞれの焦点面に、SIS × 2、GIS × 2 の検出器がおいてある。

3.1 XRay Telescope(XRT)

数 keV のX線は、0.5-1 度以内でなければ反射されないので、わずかに絞られた円錐の内側を反射面として使う。有効面積を稼ぐために、極限まで薄くした基盤 (アルミ μm) を約 1mm ピッチで 120 枚同心円に並べ、0.5° という大変小さな入射角の制限にもかかわらず、開口面積の 50% 以上の有効利用を可能にしている。ただし、薄い基盤であるため反射面は円錐 2 段で近似している。(Serlemitsos and Kunieda 1993)

3.1.1 有効面積と視野

有効面積は、2-3 keV で落ちる。鏡に蒸着した金の M 吸収端の影響である。10 keV 以上では有効面積が非常に小さくなっている。光軸からずれた領域の有効面積は、隣の Foil に邪魔されるため徐々に減少する (図 3.2)。

図 3.2: XRT の有効面積と視野。光軸からのずれの関数としてそれぞれの有効面積を出している。

3.1.2 結像性能

Point source を実際に SIS, GIS で検出される時の image をのせる。反射面は円錐 2 段で近似しているために、像が広がる (図 3.3)。

図 3.3: 点源の結像性能。GIS 及び SIS の例である。ray-tracing 法による。

3.2 GIS と SIS

3.2.1 GIS

GIS2 GIS3 のほとんど同じ 2 種類の撮像型蛍光比例係数管からなる (図 3.4)。ベリリウムの薄い入射窓を通して入ったX線は、 Xe:He = 96:4 の比のガス中で光電吸収され、電子とイオンを生成する (drift region)。その後、強い電場の scintillation region で、電子が加速され、 Xe を励起させる。 Xe が de-excite し、最終的には入射 X 線のエネルギーに比例した UV 光を放射する。このＵＶ光を位置検出型フォトチューブ (PSPT) で検出する (Makishima 1993)。

図 3.4: GIS2 の概観図

3.2.2 SIS

SIS0 及び SIS1 の 2 つの X 線 CCD カメラからなる (図 3.5)。X線を電子に変換するのに、シリコンの半導体を使用するためガスカウンターを凌ぐエネルギー分解能が得られている。量子効率を上げるため空乏層の厚い (約 $40\mu m$) 素子を使っている。$E = 6\,keV$ で 80% 以上、$10\,keV$ で 30% の検出効率を達成しており、かつその読みだし雑音レベルは電子 3 個程度、エネルギー分解能は半値幅で $\sim 200\,eV$ (5.9 keV) を実現している (打ち上げ直後)。素子の大きさはそれぞれ $11mm$ 角であるが、一台の SIS センサーにはこれを 4 個モザイク状に並べて、有効面積 $22mm$ 四方、有効視野で約 $22'$ 角を実現している。また 1 素子中の、実際に X 線撮像に用いる領域は 420×422 個の画素 (ピクセル) に分割されており、一画素は $27\mu m$ 四方に対応する。 X 線の入射位置検出精度の限界は XRT の結像性能によって決定される。今回観測に使った Bright4CCD モードは、露光時間 16 秒にもなる (Ricker 1993)。

図 3.5: SIS の概観図

	GIS	SIS
エネルギー帯域	0.7 − 10 keV	0.5 − 10 keV
エネルギー分解能 (5.9 keV)	∼ 8%	∼ 2%
有効面積	直径 ∼ 50 mm （視野直径 ∼ 50 分角）	11′×11′ × 4chip
二次元位置分解能 (FWHM)	∼ 0.5mm (0.6 分角)	∼ 0.027 mm
時間分解能	約 <0.1 ms	16 s(4CCD mode)

表 3.1: GIS と SIS の基本性能。GIS は、硬X線領域で感度が高く、時間分解能が良く、視野が広いのが特徴になる。一方、SIS は、軟X線領域で感度が高く、位置分解能がよく、エネルギー分解能が高い。

第 4 章

観測と結果

4.1 観測

1993 年 秋 及び 1994 秋 に銀河中心領域の観測が行われた（表 4.1、図 4.1）。

領域	視野中心	始め	終り	時間	PI
GC0	(0.00,0.00)	1993 年 9 月 30 日 17 時 42 分	同年 10 月 1 日 7 時 00 分	20ksec	小山
GC1	(0.34,0.21)	1993 年 10 月 1 日 7 時 00 分	同年 10 月 1 日 21 時 15 分	20ksec	小山
GC2	(0.52,−0.09)	1993 年 10 月 1 日 21 時 15 分	同年 10 月 2 日 10 時 25 分	20ksec	小山
GC3	(0.18,−0.30)	1993 年 10 月 2 日 10 時 25 分	同年 10 月 3 日 0 時 31 分	20ksec	小山
GC4	(−0.16,−0.51)	1993 年 10 月 3 日 0 時 31 分	同年 10 月 3 日 13 時 20 分	20ksec	小山
GC5	(−0.26,−0.16)	1993 年 10 月 3 日 13 時 20 分	同年 10 月 4 日 2 時 13 分	20ksec	小山
GC6	(−0.71,0.38)	1993 年 10 月 4 日 2 時 13 分	同年 10 月 4 日 16 時 30 分	20ksec	小山
GC7	(−0.28,0.45)	1993 年 10 月 4 日 16 時 30 分	同年 10 月 5 日 3 時 31 分	20ksec	小山
1E1740	(−0.88,−0.12)	1993 年 9 月 26 日 0 時 11 分	同年 9 月 27 日 5 時 11 分	40ksec	村上
SgrA	(0.02,−0.07)	1994 年 9 月 15 日 22 時 00 分	同年 9 月 17 日 14 時 00 分	80ksec	小山
SgrB	(0.67,−0.04)	1994 年 9 月 22 日 3 時 40 分	同年 9 月 23 日 12 時 10 分	60ksec	前田
SgrB	(0.67,−0.04)	1994 年 9 月 24 日 2 時 00 分	同年 9 月 24 日 14 時 40 分	20ksec	前田

表 4.1: 観測領域と積分時間をまとめた。PI は、それぞれの観測の責任者である（敬省略）。領域については図 4.1を参照。GC0∼7 及び、1E1740(1E1740.1-2942 の略) は、あすか運用初期の試験観測の間に行なわれた。視野中心は、すべて銀河座標 (l_{II}, b_{II})、時間は、世界標準時で記してある。

GC0∼7 は、銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ のモザイク観測である。SgrA、SgrB の観測は、先の観測の約 1 年後に行なわれ、$1^\circ \times 1^\circ$ の中でも特徴的なX線放射を観測した領域 SgrA、SgrB を長い時間かけて詳しく調べるためにおこなわれた。

4.2 銀河中心像 $(1^\circ \times 1^\circ)$

GIS(図 4.2), SIS(図 4.3) で撮像された銀河中心について報告する。

GIS

図 4.2は、1993 年秋に観測された銀河中心領域 (GC0∼7 及び、1E1740) の GIS モザイクマップである。ピークが 4 つ見られた。そのうち 3 つは過去のX線観測によりすでに発見されているX線星で、明るい順に、A1742-294 $(359.56, -0.38)$[1]、1E1740.7-2942(359.12, −0.10)、1E1743.1-2843(0.27,−0.02) に同定される。また。4 番目に明るいピークは、中心核 SgrA(359.93, −0.04) に一致していた。銀河中心は、中心核よりもむしろ周りのX線星の方が明るい。3 つのX線星については 4.3章で報告する。また全体に広がった成分も同時に検出された。広がった成分及び中心核周辺のX線放射については SIS を用いた解析結果を報告する (4.4章)。

[1]銀河座標 (l_{II}, b_{II})。以下では特に断らない限り銀河座標を使う。

図 4.1

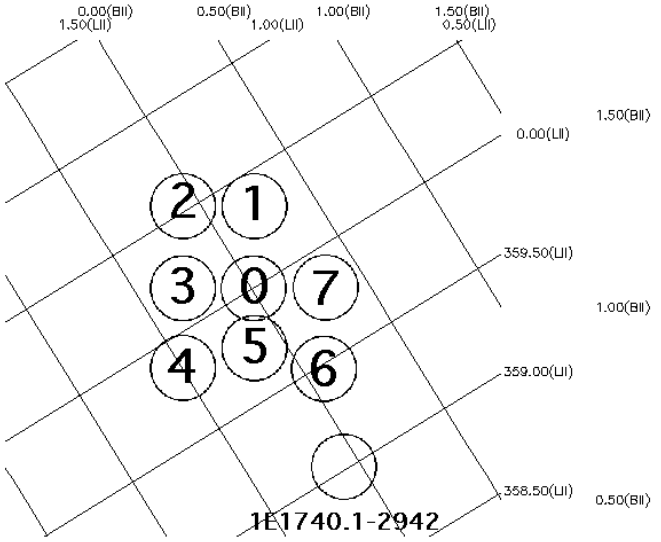


図 4.2

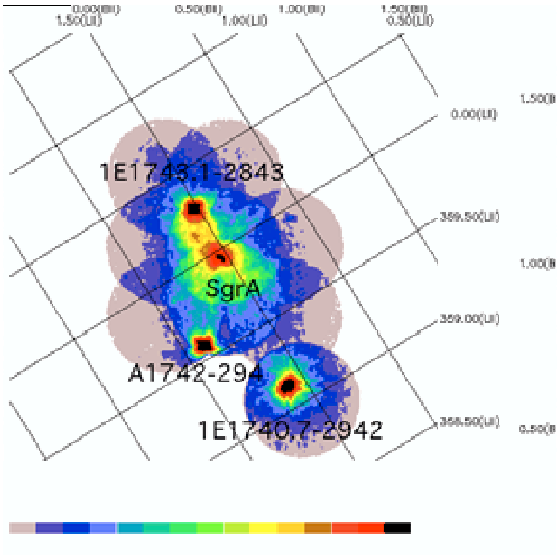


図 4.1: 1993 年 秋、銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ 観測領域を図示したものである。番号は観測時間順に振ってある。1994 秋の SgrA、SgrB の観測は、それぞれ 1993 秋の GC0、GC2 の領域の再観測である。SIS の 1 チップの視野は、$11' \times 11'$。GIS の視野は半径約 $25'$。

図 4.2: 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ GIS マップ。GC0 ～ 7 に加えて、1E1740.7-2942 領域のモザイクマップである。エネルギー領域は、0.7-10keV 。積分時間、有効面積の補正、及び、バックグランドの除去は行なっていない。下の色違いの棒は、強度を表したもの。左の色ほどX線が弱く、右の色ほどX線が強い。ピークが 4 つ見られた。

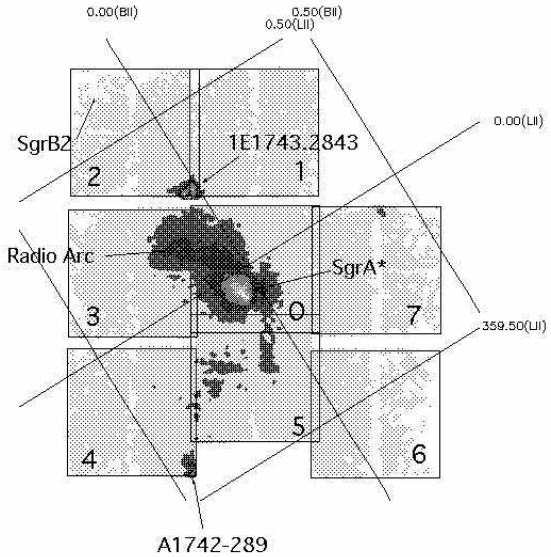


図 4.3: 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ SIS マップ。GC0–7 のモザイクマップである。エネルギー領域は、0.7–10keV 。積分時間はすべて同じにしてある。有効面積の補正、及び、バックグランドの除去も行なっていない（以下のマップでも同様）。SIS では、GC0 ～ 7 を解析に使った。

SIS

GIS と同様に観測領域全体から強いX線を検出した。広がったX線放射の検出を優先させたため、GIS で明るいピークになっていたX線星 (A1742-294、1E1743.1-2843) が SIS の視野の端もしくは外に位置している (図 4.3)。1E1740.7-2942 領域 は、1E1740.7-2942 が SIS の視野中心に位置するため、望遠鏡の集光特性により 1E1740.7-2942 からの photon が視野全体に広がっていた。よって、広がった成分の解析が困難なため、今回は一連の解析から除き、GC0 ∼ 7 (図 4.1) のみ解析を行なった。GIS で 4 番目に明るかった 中心核 SgrA は、2 つのX線源に分離できた (4.5章) 。

4.3 明るいX線星

この章では、GIS で検出された 3 つの明るいX線星について定量的な評価を行なう。図 4.4にスペクトルを載せる。輝線構造がないので、Powerlaw[2] (表 4.2) で model fitting した。

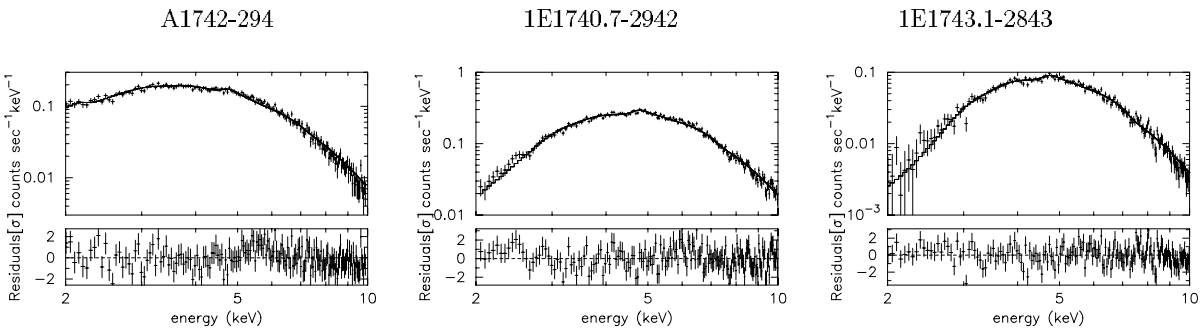


図 4.4: A1742-294、1E1740.7-2942、1E1743.1-2843 のスペクトルと best fit powerlaw model(実線)。左から順に、A1742-294、1E1740.7-2942、1E1743.1-2843。

天体	A1742-294	1E1740.7-2942	1E1743.1-2843
検出器	GIS2+3	GIS2+3	GIS2+3
積分時間 (sec)	27k	26k	68k
Powerlaw model			
N_H cm^{-2}	5.71(5.44-5.98)×10^{22}	1.25(1.21-1.31)×10^{23}	1.85(1.77-1.93)×10^{23}
Photon index	1.57(1.51-1.63)	1.46(1.40-1.52)	2.09(1.99-2.18)
$F_{2-10keV}$ erg cm^{-2} s^{-1}	2.2×10^{-10}	1.7×10^{-10}	9.1×10^{-11}
$L_{2-10keV}$ erg s^{-1}	2.7×10^{36}	2.6×10^{36}	2.1×10^{36}
$Red\chi^2$(χ^2/dof)	1.021(507.5/500)	1.269(210.7/169)	1.151(192.2/170)

表 4.2: A1742-294、1E1740.7-2942、1E1743.1-2843 の powerlaw model の best fit value。A1742-294 のスペクトルは、バーストの起きている時間は含まれない。恒常的に光っている成分のスペクトルである。

Powerlaw (表 4.2) で良くスペクトルを再現できた。

他の観測との比較

A1742-294 は、*Ariel5* 衛星により同定された銀河中心半径 1° 以内でもっとも明るいX線星である (Eyles et al. 1975) 。*Granat* 衛星によりX線バースターと同定された (Sunyaev et al. 1991a)。あすかでも 5 回のX線バーストが見つかっている。銀河面上に位置する他の 2 つのX線星の吸収値 (N_H = 1∼2×10^{23} H cm^{-2}) に比べて、数分の 1 (N_H = 2∼6×10^{22} H cm^{-2}) しかない。

[2] このモデルの物理的な意味は明白でない。連続X線スペクトルは、一般に $AE^{-\alpha}$ photons s^{-1} cm^{-2} keV^{-1} に近くなる。この形を powerlaw と呼ぶ (α は、photon index と呼ばれる) 。簡潔なのが最大の特徴である。

1E1740.1-2942 は、*Einstein* 衛星による銀河面サーベイで見つかったX線星である (Hertz & Grindlay 1984)。511 keV の電子陽電子対消滅による輝線が観測されており、"The Great Annihilator" とも呼ばれているブラックホール候補星である (Bouchet et al. 1991, Sunyaev et al. 1991b)。同じ視線方向に分子雲 (G-0.86-0.08) が観測されている (Bally & Leventhal 1991) 。大きな吸収値は、この分子雲によるのかもしれない。

1E1743.1-2843 は、*Einstein* 衛星により見つかったX線星である (Watson et al. 1981)。その正体は良くわかっていない。銀河面上の視線方向にいくつかの分子雲が観測されているところに位置している。これらの分子雲が大きな吸収値の原因であろう。

これら3つのX線星の吸収値は、「あすか」ではじめて精度良く決められたものである。1E1740.1-2942、1E1743.1-2843 は、それぞれ A_V ~70, ~100 等にもなる ($N_H = 1.79 \times 10^{21}$ Av, Predehl, Schmitt 1995)。

4.4 広がったX線放射 ($1^\circ \times 1^\circ$)

4.4.1 軟X線マップと硬X線マップとの比較 ($1^\circ \times 1^\circ$)

この章では、軟X線マップと硬X線マップを報告し（図4.5）、お互いを比較する。

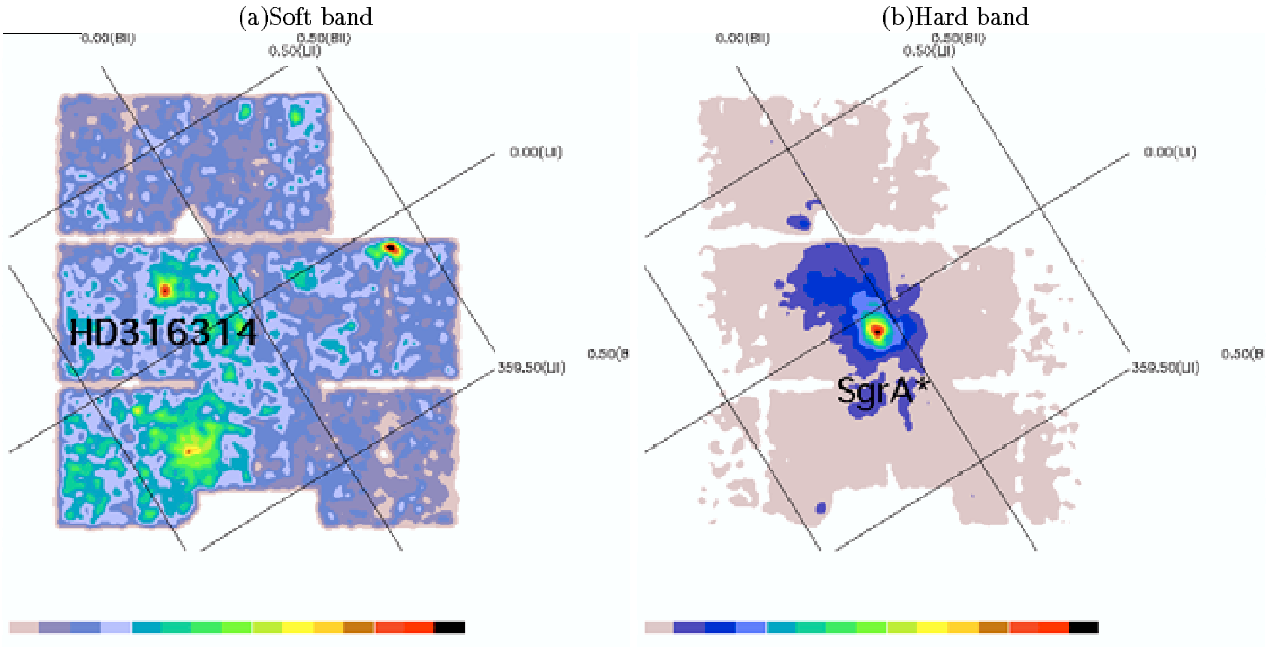


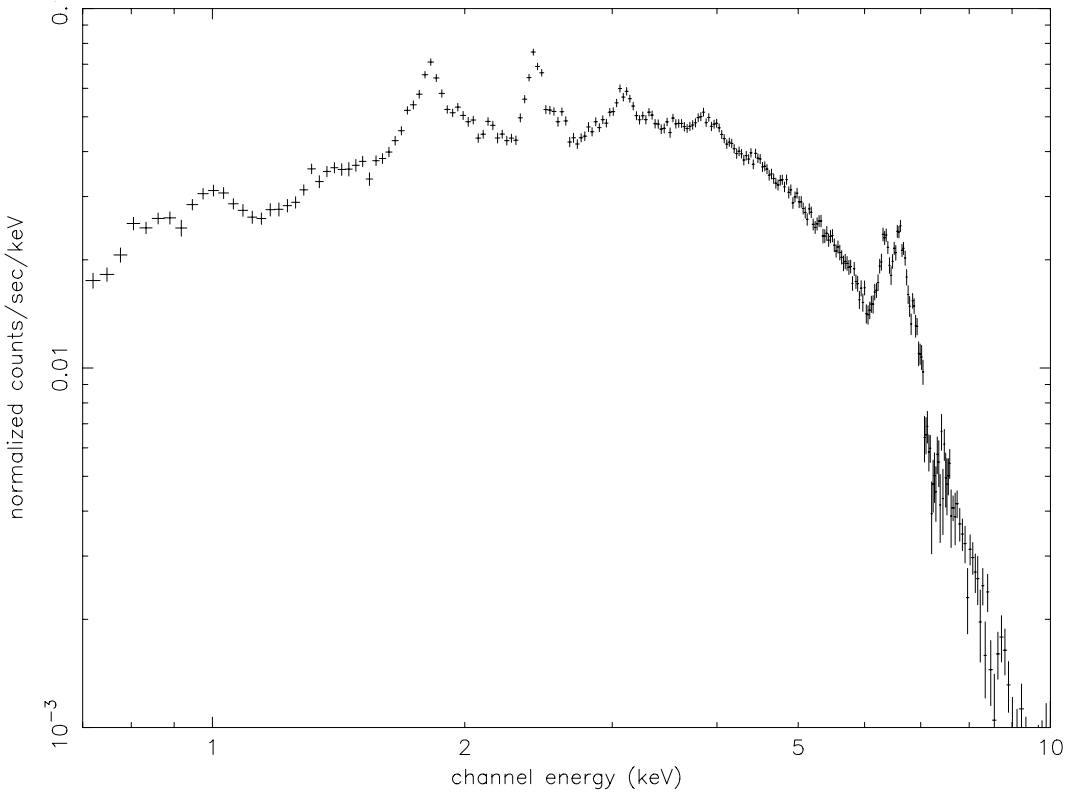
図 4.5: SIS で得られたマップ。(a) は、軟X線マップ (0.5−1.7 keV band)。(b) は、硬X線マップ (4.0−5.5 keV band)。X線星 (1E1743.1-2843、A1742-294、1E1740.1-2942、SgrA の南西のX線源) が見当たらないが、これは意図的に除外したためである。

軟X線マップ (0.5−1.7 keV band: 図 4.5a) では、中心核 SgrA 付近に特に強いX線源は見当たらない。かわって Foreground のF型星 HD316314(0.15, −0.17) などが明るい。硬X線マップ (4.0−5.5 keV band: 図 4.5b) では、中心核 SgrA-West(−0.05, −0.05) に強い中心集中をしている (SgrA-East ではない)。また、銀河中心から北東方向にX線を強く放射する領域が伸びている。

銀河中心から放射されたX線は、多くの星間物質 ($N_H \gg 10^{22}$ H cm^{-2}) と相互作用し光電吸収される。よって、観測されるX線は硬X線に限られる。硬X線でのみ明るいということは強い吸収を受けていることと等価であるので、SgrA-West を中心に広がったX線放射は、手前のコンタミではなく真に銀河中心から放射されていると解釈できる。実際軟X線で明るい HD316314 (~ 1kpc) は強い吸収を受けていない ($N_H \leq 10^{21}$ H cm^{-2})。硬X線帯では、星間物質による強い吸収にもかかわらず、銀河中心からのX線放射が検出されている。

4.4.2 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ 全体のスペクトル

銀河中心の広がったX線放射の簡単なスペクトル解析を行い、観測量を導いた。



Line energy	同定 (理論値)	強度 (erg s^{-1} cm^{-2})
1.87(1.86−1.88) keV	Si_{XIII} Kα (1.86 keV)	4.9×10^{-12}
(2.00 keV)	Si_{XIV} Kα (2.00 keV)	1.2×10^{-12}
2.45(2.44−2.45) keV	S_{XV} Kα (2.45 keV)	1.0×10^{-11}
(2.63 keV)	S_{XVI} Kα (2.63 keV)	2.1×10^{-12}
3.14(3.13−3.15) keV	Ar_{XVII} Kα (3.14 keV)	3.5×10^{-12}
(3.90 keV)	Ca_{XIX} Kα (3.90 keV)	5.7×10^{-12}
6.44(6.43−6.45) keV	$Fe_I \sim Fe_{XVII}$ Kα (6.4 keV)	2.6×10^{-11}
6.71(6.70−6.72) keV	Fe_{XXV} Kα (6.7 keV)	4.5×10^{-11}
6.99(6.98−7.01) keV	Fe_{XXVI} Kα (6.97 keV)	2.5×10^{-11}

図 4.6: 銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ 全体のスペクトル (SIS) である。数多くの輝線が見られる。1keV 付近のX線イベントは、銀河中心より手前の天体からの寄与が大きい可能性がある (A.1.1章参照)。検出された輝線を表にまとめた。左から、実際の輝線のピーク、同定された輝線の名称と理論値、観測領域全体からの全強度。輝線のピークの値でカッコがついているものは、理論値に中心エネルギーを固定して強度を測定したもの。詳しくは、表4.3の caption を参照。

GIS、SIS 共に点源のない領域から有意なX線を検出した。図 4.6[3]は、1993 年秋に行なわれた 8 つの観測を平均した SIS のスペクトル[4]である。

連続X線は、3keV 付近にピークをもち、低エネルギー側が吸収を受けている様子を表している。また、多くの輝線が発見された。シリコン、硫黄、アルゴン、カルシウムの各 Kα 線は、「あすか」で初めて検出されたものである。特に強い輝線が、Si_{XIII}(He-like)、S_{XV}(He-like) の Kα line である。また、鉄の Kα line は、Ginga 衛星により 6.7 keV の Fe_{XXV} Kα 輝線として検出されている (Koyama et al. 1989, Yamauchi et al. 1990)。「あすか」は、6.4、6.7、6.97 keV の 3 つに最初に分離したことになる。6.4 keV 輝線は、Fe_I〜Fe_{XVII} の低電離の Kα line に対応し、散乱による特性X線 (輝線) と考えられる。6.7 keV, 6.97 keV の輝線は、それぞれ Fe_{XXV}(He-

[3] X線星のもれこみは、10% 以下になっている。

[4] GIS のスペクトル残念なことに鉄の 3 種類の輝線を分離できない。そこで、以下のスペクトル解析は SIS を使って行なった。

like)、Fe_{XXVI}(H-like) の高電離の Kα line に対応する。シリコン、硫黄、アルゴン、カルシウムの高電離のイオンからの Kα line と共に高温の光学的に薄いプラズマ起源の輝線と考えられる。連続X線と輝線を合わせた全強度 $F_{2-10keV}$ は、

$$F_{2-10keV} = 2.3 \times 10^{-9} \ erg \ \ s^{-1} \ \ cm^{-2}$$

であった。

以下では、これらの輝線に対応する狭いエネルギーバンドのマップを使ってその分布を調べる（4.4.3章）。その後で、スペクトル解析を行ない輝線に加えて連続X線成分も定量的に報告し、過去の観測結果と簡単な比較を行なう（4.4.4章）。また、輝線の診断を通して、X線の放射機構についてまとめる（4.4.5章）。

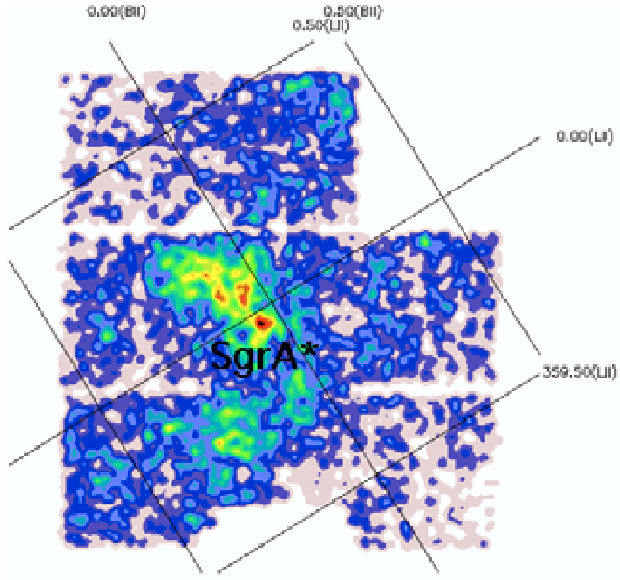
4.4.3 Narrow band images

図4.8の4つのイメージは、非常に強い輝線が観測されている Si He-like、S He-like、Fe 6.4 keV line、Fe He-like に対応する狭いエネルギーバンドの分布を調べたものである。(座標はすべて銀河座標)

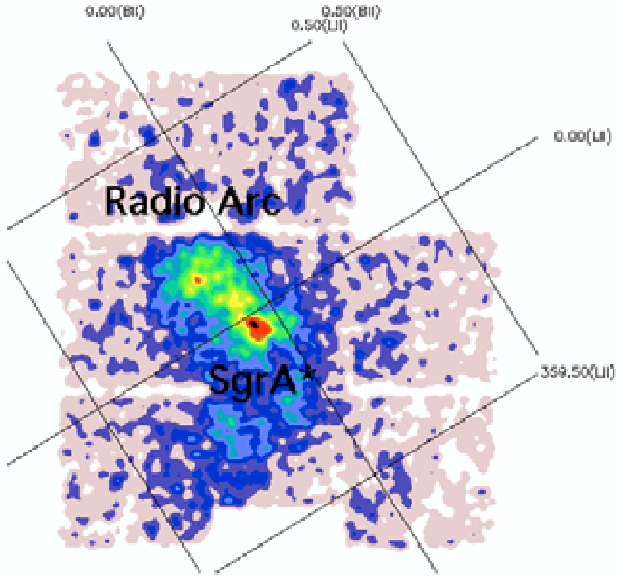
Si He-like(図4.8a) の分布は、SgrA* から北東に明るい領域が伸びている。はっきりしたピークはなものの、$(359.80, -0.25)$ 及び $(359.77, -0.09)$ 付近にも明るい部分がある。また、その他に微弱なX線源がいくつか見られる。S He-like(図4.8b) の分布は、SgrA*(359.94,-0.05) に集中し、そこから北東に明るい領域が伸びており電波アーク付近 $(0.14, -0.12)$ で明るくなっている。それ以外にも、$(359.80, -0.25)$ 及び $(359.77, -0.09)$ 付近が明るい。6.4 keV (図4.8c) の分布は、中心集中せず、SgrB2 付近 $(0.64, -0.06)$ 及び電波アーク付近 $(0.11, -0.11)$ にピークを持つ。銀河面に沿って明るく、分子雲（図4.7）と良い相関を示す。ただし、すべての分子雲と相関しているわけではない。Fe He-like(図4.8d) の分布は、SgrA*$(-0.05, -0.05)$ に非常によく中心集中し、銀河面に沿って広がっている。SgrA* 以外に局所的な構造は見られない。

高電離 (He-like) の Si, S, Fe の分布は、共に中心集中しているのに対し、低電離の Fe 分布は、分子雲 SgrB2 等に集中している。前者と後者が違う放射機構（散乱と高温プラズマ）によることを色濃く反映しているのだろう。

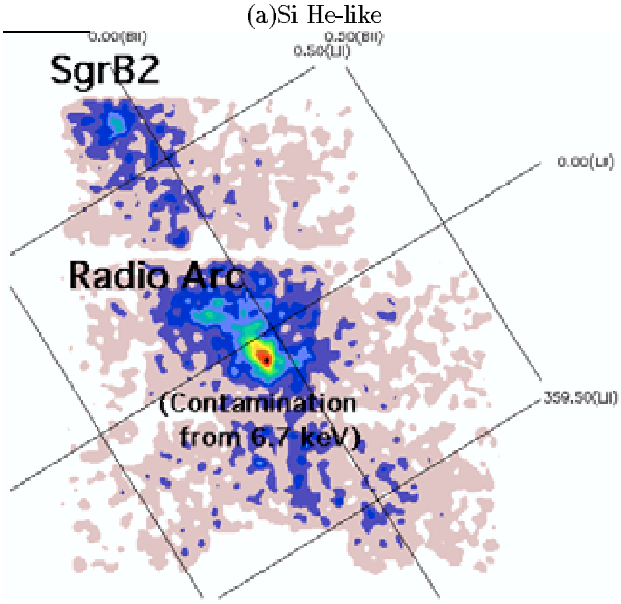
図 4.7: 800μm 遠赤外線マップ。ダストの分布を表している。(Lis and Carlstrom 1994 より抜粋。)



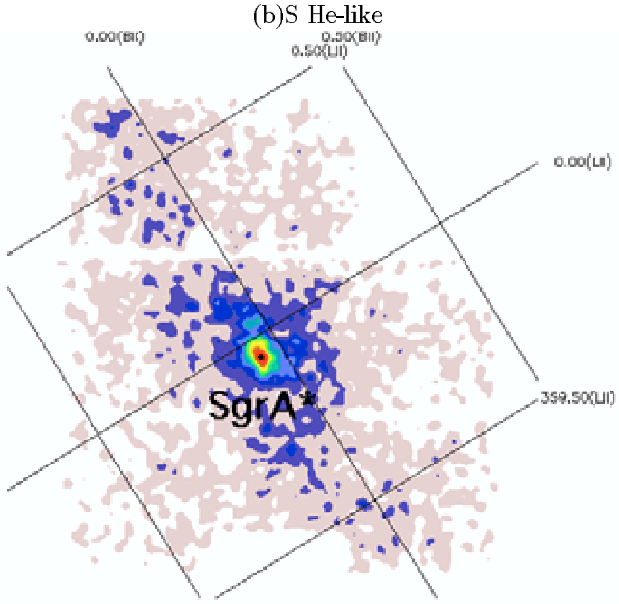
(a)Si He-like



(b)S He-like



(c)6.4 keV



(d)Fe He-like

図 4.8: (a)Si He-like(1.79 – 1.935 keV band)、(b)S He-like(2.37 – 2.54 keV band)、(c)6.4keV(6.20 – 6.55 keV band)、(d)Fe He-like(6.55 – 6.90 keV band) に対応する輝線に対応する狭いバンドのX線イベントを集めたマップである。(c) の 6.4 keV map の SgrA 付近 のピークは Fe He-like の混入であり、実際には明るくない[1]。

[1]SgrA* は、6.7 keV 輝線が強い SIS のエネルギー分解能では、約 30% の photon が、6.20 – 6.55 keV band に入ってきてしまう。この 6.4 keV map の SgrA* のピークはコンタミである。

4.4.4 スペクトル解析

銀河中心領域から得られた領域毎のスペクトルである (図 4.9)。各領域で各輝線が検出されていることに着目し、定量的な評価を行なう。

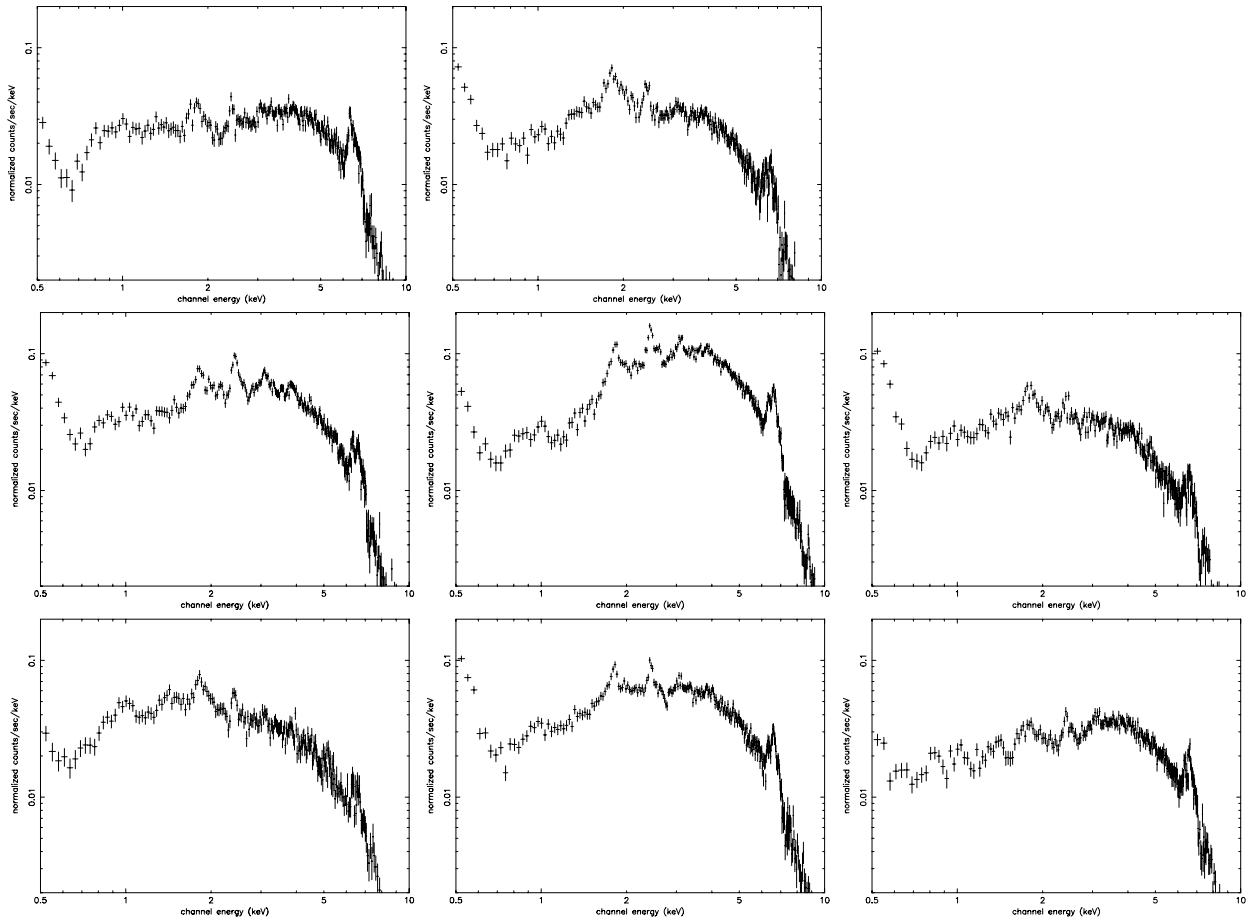


図 4.9: スペクトルの位置は、それぞれ天空上の位置に対応している。上段左から GC2、GC1、中段左から GC3、GC0、GC7、下段左から GC4、GC5、GC6。縦軸は、強度、横軸は、エネルギーになっている。0.5 keV 付近に見られる構造は、光洩れによる instrumental background である。バックグランドとしては、夜の地球を観測した SIS0 の chip1 のスペクトルを引いてある。

連続X線と輝線の評価

スペクトルを軟X線帯 1.5 ~ 5 keV と、硬X線帯 4.5 ~ 10 keV の 2 つに分けて輝線強度を見積もった。2 つに分けたのは、1 成分の吸収と 1 成分の連続X線のモデルではうまくスペクトルを再現できないためである。各領域につき、連続X線は powerlaw model で、特性X線 (輝線) は、gaussian model でそれぞれ fitting した。具体的には、

軟X線帯 (1.5 ~ 5 keV band) : absorption × [powerlaw + gaussian(Si,S,Ar,Ca)]
硬X線帯 (4.5 ~ 10 keV band): absorption × [powerlaw + gaussian(Fe)]
とした。その結果を表 4.3に載せる。

component	物理量	GC0	GC1	GC2
column density	N_H	3.7(3.5-3.9)$\times 10^{22}$	1.9(1.6-2.1)$\times 10^{22}$	1.2(1.0-1.5)$\times 10^{22}$
continuum	powerlaw index	1.4(1.3-1.5)	1.2(1.1-1.4)	0.0(-1.2-1.7)$\times 10^{-1}$
(1.5-5keV)	flux	2.0(1.8-2.4)$\times 10^{-11}$	6.7(5.2-8.2)$\times 10^{-12}$	6.6(5.3-8.4)$\times 10^{-12}$
Si_{XIII} Kα	center energy	1.87(1.86-1.88)	1.87(1.86-1.88)	1.88(1.87-1.89)
	flux	3.0(2.6-4.0)$\times 10^{-13}$	1.7(1.4-1.9)$\times 10^{-13}$	0.9(0.7-1.1)$\times 10^{-13}$
	equivalent width	150(130-160)	150(130-170)	120(100-150)
Si_{XIV} Kα	center energy	2.006(fix)	2.006(fix)	2.006(fix)
	flux	3.6(0.7-7.2)$\times 10^{-14}$	7.6(5.4-9.8)$\times 10^{-14}$	1.2(0-3.0)$\times 10^{-14}$
	equivalent width	14(3-26)	56(39-73)	14(0-35)
S_{XV} Kα	center energy	2.45(2.44-2.46)	2.44(2.43-2.45)	2.44(2.43-2.45)
	flux	7.4(6.9-8.0)$\times 10^{-13}$	2.4(2.2-2.6)$\times 10^{-13}$	1.5(1.2-1.7)$\times 10^{-13}$
	equivalent width	160(140-170)	140(120-160)	120(100-140)
S_{XVI} Kα	center energy	2.622(fix)	2.622(fix)	2.622(fix)
	flux	2.1(1.7-2.7)$\times 10^{-13}$	0.9(0-3.5)$\times 10^{-14}$	4.3(1.7-6.9)$\times 10^{-14}$
	equivalent width	41(31-51)	5(0-19)	31(13-49)
Ar_{XVII} Kα	center energy	3.14(3.13-3.16)	3.139(fix)	3.14(3.13-3.16)
	flux	2.9(2.6-3.5)$\times 10^{-13}$	4.3(1.6-7.0)$\times 10^{-14}$	6.7(3.8-9.2)$\times 10^{-14}$
	equivalent width	44(36-53)	20(7-35)	36(20-52)
Ar_{XVIII} Kα	center energy	3.324(fix)	3.324(fix)	3.324(fix)
	flux	0(0-7.0)$\times 10^{-15}$	0.4(0-3.1)$\times 10^{-14}$	4.6(1.8-7.4)$\times 10^{-14}$
	equivalent width	0(0-7)	2(0-15)	23(9-38)
Ca_{XIX} Kα	center energy	3.903(fix)	3.903(fix)	3.903(fix)
	flux	1.4(0.8-2.0)$\times 10^{-13}$	3.3(0-6.1)$\times 10^{-14}$	2.1(0-5.3)$\times 10^{-14}$
	equivalent width	19(11-26)	15(1-29)	9(0-22)
Ca_{XX} Kα	center energy	4.106(fix)	4.106(fix)	4.106(fix)
	flux	3.3(0-6.6)$\times 10^{-15}$	-	3.2(0-7.0)$\times 10^{-14}$
	equivalent width	4(0-8)	-	12(0-26)
Redχ^2(χ^2/dof)		2.010(219.1/123)	1.324(147/123)	1.256(138.2/123)
column density	N_H	1.2(0.8-1.5)$\times 10^{23}$	0.7(0.1-1.4)$\times 10^{23}$	1.7(1.2-2.2)$\times 10^{23}$
continuum	powerlaw index	1.7(1.5-1.9)	1.7(1.2-2.1)	1.6(1.3-1.9)
(4.5-10keV)	flux	4.2(2.7-6.6)$\times 10^{-11}$	1.2(0.5-3.4)$\times 10^{-11}$	2.0(1.0-4.0)$\times 10^{-11}$
Fe_I Kα	center energy	6.45(6.44-6.47)	6.42(6.39-6.45)	6.45(6.44-6.46)
$\sim Fe_{XVII}$ Kα	flux	1.8(1.6-2.1)$\times 10^{-12}$	4.2(3.1-5.2)$\times 10^{-13}$	1.6(1.4-1.8)$\times 10^{-12}$
	equivalent width	210(190-240)	180(140-230)	400(360-450)
Fe_{XXV} Kα	center energy	6.73(6.72-6.74)	6.72(6.70-6.74)	6.72(6.69-6.74)
	flux	3.7(3.3-4.0)$\times 10^{-12}$	0.8(0.7-1.0)$\times 10^{-12}$	1.2(1.0-1.4)$\times 10^{-12}$
	equivalent width	440(400-470)	360(300-430)	310(260-350)
Fe_{XXVI} Kα	center energy	7.01(6.98-7.04)	6.99(6.95-7.02)	6.99(6.95-7.02)
	flux	1.7(1.4-2.0)$\times 10^{-12}$	5.1(3.7-6.7)$\times 10^{-13}$	0.9(0.7-1.1)$\times 10^{-12}$
	equivalent width	210(180-240)	230(160-300)	230(180-270)
Redχ^2(χ^2/dof)		2.519(586.9/243)	1.016(104.7/112)	1.134(127/121)

表 4.3: 連続X線と輝線のパラメーター。シリコンや、硫黄の He-like の輝線ははっきりと観測されている他、どの領域でも有意な3本の鉄ラインが検出されている。2keV 付近の background には不定性があるので、Si, S の等価幅にも systematic な不定性が残る。GC4 領域の視野の端に、A1742-294 が位置する。このため、X線イベントの混入した隣接 chip は解析に使用しなかった。GC0−GC3,GC5 では、1E1743.1-2843、SgrA の南西のピーク (A1742-289)、A1742-294 のX線イベントの混入があるが、連続X線の $\leq \frac{1}{10}$ と推量されるので、無視して解析した。（次ページにつづく）

GC3	GC4	GC5	GC6	GC7
$2.9(2.7\text{-}3.1)\times10^{22}$	$1.4(1.2\text{-}1.7)\times10^{22}$	$2.5(2.3\text{-}2.7)\times10^{22}$	$2.3(2.0\text{-}2.5)\times10^{22}$	$2.0(1.8\text{-}2.3)\times10^{22}$
1.5(1.4-1.6)	1.4(1.2-1.5)	1.3(1.2-1.5)	0.8(0.6-0.9)	1.4(1.3-1.6)
$1.1(0.9\text{-}1.3)\times10^{-11}$	$6.7(5.0\text{-}8.7)\times10^{-12}$	$1.2(1.0\text{-}1.4)\times10^{-11}$	$6.7(5.2\text{-}8.2)\times10^{-12}$	$6.1(4.7\text{-}7.7)\times10^{-12}$
1.86(1.85-1.87)	1.88(1.86-1.89)	1.86(1.85-1.87)	1.87(1.85-1.89)	1.86(1.85-1.88)
$1.6(1.3\text{-}1.9)\times10^{-13}$	$1.6(1.3\text{-}2.0)\times10^{-13}$	$1.6(1.4\text{-}1.9)\times10^{-13}$	$5.4(3.8\text{-}7.3)\times10^{-14}$	$1.2(1.0\text{-}1.5)\times10^{-13}$
100(90-120)	100(86-120)	93(79-107)	72(52-93)	100(85-120)
2.006(fix)	2.006(fix)	2.006(fix)	2.006(fix)	2.006(fix)
$3.6(1.3\text{-}5.9)\times10^{-14}$	$5.3(2.1\text{-}8.5)\times10^{-14}$	$4.3(1.9\text{-}6.8)\times10^{-14}$	$0.5(0\text{-}1.9)\times10^{-14}$	$2.8(0.7\text{-}4.8)\times10^{-14}$
19(7-32)	20(0-38)	20(9-32)	5(0-23)	22(5-39)
2.46(2.45-2.47)	2.44(2.43-2.45)	2.45(2.44-2.46)	2.45(2.43-2.46)	2.42(2.40-2.44)
$4.9(4.3\text{-}5.3)\times10^{-13}$	$2.4(1.9\text{-}2.7)\times10^{-13}$	$4.2(3.8\text{-}4.6)\times10^{-13}$	$1.3(1.1\text{-}1.6)\times10^{-13}$	$1.7(1.4\text{-}2.0)\times10^{-13}$
170(160-190)	95(77-110)	140(120-150)	90(70-110)	100(80-120)
2.622(fix)	2.622(fix)	2.622(fix)	2.622(fix)	2.622(fix)
$0.9(0.5\text{-}1.2)\times10^{-13}$	$4.0(0.3\text{-}8.0)\times10^{-14}$	$0.7(0.3\text{-}1.1)\times10^{-13}$	$0.5(0\text{-}3.1)\times10^{-14}$	$5.2(2.2\text{-}7.9)\times10^{-14}$
28(16-41)	14(0-29)	22(10-34)	4(0-19)	29(13-47)
3.14(3.12-3.15)	3.13(3.09-3.17)	3.12(3.10-3.15)	3.15(3.11-3.18)	3.139(fix)
$2.0(1.6\text{-}2.4)\times10^{-13}$	$0.8(0.4\text{-}1.1)\times10^{-13}$	$1.2(0.8\text{-}1.6)\times10^{-13}$	$0.7(0.5\text{-}1.0)\times10^{-13}$	$0(0\text{-}3.0)\times10^{-14}$
55(44-67)	0(0-10)	31(20-42)	35(21-50)	2(0-17)
3.324(fix)	3.324(fix)	3.324(fix)	3.324(fix)	3.324(fix)
$4.1(0.7\text{-}7.8)\times10^{-14}$	-	$5.5(1.2\text{-}9.0)\times10^{-14}$	$2.2(0\text{-}5.3)\times10^{-14}$	$2.0(0\text{-}4.4)\times10^{-14}$
12(2-23)		13(3-23)	10(0-25)	9(0-24)
3.903(fix)	3.903(fix)	3.903(fix)	3.903(fix)	3.903(fix)
$1.1(0.8\text{-}1.5)\times10^{-13}$	$4.4(0\text{-}7.7)\times10^{-14}$	$0.7(0.3\text{-}1.2)\times10^{-13}$	$1.8(0\text{-}4.9)\times10^{-14}$	-
30(19-41)	-	16(6-27)	7(0-20)	-
4.106(fix)	4.106(fix)	4.106(fix)	4.106(fix)	4.106(fix)
$0.3(0\text{-}0.4)\times10^{-14}$	-	$0.6(0.2\text{-}1.1)\times10^{-14}$	$3.4(0\text{-}6.8)\times10^{-14}$	$3.7(0.5\text{-}6.3)\times10^{-14}$
1(0-11)	-	15(4-25)	13(0-27)	19(3-36)
1.524(166.1/123)	1.335(153.6/127)	2.024(220.7/123)	0.8846(96.42/123)	1.662(184.5/123)
$1.1(0.6\text{-}1.6)\times10^{23}$	$1.0(0.9\text{-}1.1)\times10^{23}$	$0.9(0.4\text{-}1.3)\times10^{23}$	$1.1(0.5\text{-}1.6)\times10^{23}$	$0.4(0\text{-}1.1)\times10^{23}$
1.9(1.6-2.3)	1.8(1.2-2.4)	1.4(1.1-1.6)	1.3(1.0-1.7)	0.9(0.5-1.4)
$1.9(0.9\text{-}3.8)\times10^{-11}$	$1.1(0.3\text{-}4.2)\times10^{-11}$	$2.5(1.4\text{-}4.6)\times10^{-11}$	$1.7(0.8\text{-}3.6)\times10^{-11}$	$1.2(0.6\text{-}3.5)\times10^{-11}$
6.43(6.41-6.45)	6.41(6.37-6.44)	6.45(6.42-6.47)	6.45(6.42-6.48)	6.41(6.37-6.45)
$8.1(6.5\text{-}8.9)\times10^{-13}$	$3.6(2.3\text{-}5.0)\times10^{-13}$	$6.8(5.2\text{-}8.1)\times10^{-13}$	$5.1(3.9\text{-}6.3)\times10^{-13}$	$3.2(2.2\text{-}4.3)\times10^{-13}$
210(180-250)	170(100-240)	140(110-170)	160(120-200)	150(100-200)
6.71(6.69-6.72)	6.73(6.70-6.76)	6.71(6.69-6.72)	6.72(6.70-6.74)	6.70(6.67-6.73)
$1.2(1.0\text{-}1.4)\times10^{-12}$	$6.3(4.7\text{-}8.1)\times10^{-13}$	$1.8(1.5\text{-}2.0)\times10^{-12}$	$1.2(1.0\text{-}1.4)\times10^{-12}$	$7.3(6.0\text{-}8.9)\times10^{-13}$
330(280-380)	290(210-380)	380(340-430)	370(310-420)	340(270-410)
7.00(6.97-7.03)	7.06(6.99-7.12)	6.98(6.95-7.00)	7.01(6.97-6.04)	6.99(6.94-7.03)
$7.7(5.8\text{-}9.6)\times10^{-13}$	$3.8(2.0\text{-}5.7)\times10^{-13}$	$0.9(0.8\text{-}1.1)\times10^{-12}$	$6.3(4.7\text{-}7.9)\times10^{-13}$	$5.0(3.4\text{-}6.4)\times10^{-13}$
210(160-260)	180(100-280)	200(160-240)	190(140-240)	220(150-300)
0.9632(107.9/121)	1.135(86.23/85)	1.048(123.6/127)	0.8748(96.23/119)	0.9128(91.28/109)

（つづき）連続成分の model 化のために 1.5-5, 4.5-10 keV の 2 つに分けてそれぞれ輝線の強度・等価幅を調べた。連続X線は、column density と powerlaw で再現した。ガウシアンを使って輝線を評価する際、便宜的に幅 $\sigma = 0.04$keV (Si,S,Ar,Ca),$\sigma = 0.06$keV (Fe) にした。単位は、N_H (H cm^{-2})、flux (erg s^{-1} cm^{-2} $chip^{-1}$)、surface brightness (erg s^{-1} cm^{-2} sr^{-1})、center energy (keV)、equivalent width (eV)。

過去の観測との比較

銀河中心の広がった成分の検出は、Spartan1(Kawai et al. 1988)、Spacelab2(Skinner et al. 1987)、Ginga (Yamauchi et al. 1990)、Granat(Sunyaef et al. 1993) で報告されている (表 4.4)。

表面輝度	Spartan1	Spacelab2	Ginga	Granat	ASCA(SIS)
$S_{2-10keV}$	1.5±0.1 $\times 10^{-6}$	2.4±0.1 $\times 10^{-6}$	2–5 $\times 10^{-6}$	1.6 $\times 10^{-6}$	7.5 $\times 10^{-6}$
$S_{Fe\ \ total}$	-	-	2.2±0.1 $\times 10^{-7}$	-	3.0 $\times 10^{-7}$
$S_{Fe_I \sim Fe_{XVII}}$	-	-	-	-	8.2 $\times 10^{-8}$
$S_{Fe_{XXV}}$	-	-	-	-	1.4 $\times 10^{-7}$
$S_{Fe_{XXVI}}$	-	-	-	-	7.8 $\times 10^{-8}$

表 4.4: 硬連続X線と鉄輝線 surface brightness の過去のX線観測との比較を比較したものである。ASCA の値は、systematic なものが効くので誤差はつけていない。過去の観測の $S_{2-10keV}$ は、kT = 10 keV の熱制動放射を仮定して、2 - 10 keV に変換したものである。surface brightness (表面輝度) の単位は、($ergs\ \ s^{-1}\ \ cm^{-2}\ \ sr^{-1}$)。(Yamauchi et al. 1990 より一部抜粋)

連続X線成分 (表 4.4・1段目) は、「あすか」の値がやや高めになっている。他の検出器に比べて、銀河中心極近傍の明るい領域だけを平均しているのが1つの原因であろう。他の観測と大きな違いはない。ぎんがと「あすか」で、鉄輝線の強度の違いはない。ただし、鉄輝線の約2 0%は、低電離の鉄に対応する。

Granat 衛星で $N_H \geq 5 \times 10^{23}$ cm^{-2} (99% confidence) にもなる 8-11 keV の吸収端がほのめかされている (Maxim et al. 1993)。表 4.3の 4.5-10 keV band で調べた N_H の量は、どの領域でも $\sim 1 \times 10^{23}$ H cm^{-2} (最も N_H が大きな GC2 領域でも $1.7(1.2-2.2) \times 10^{23}$ H cm^{-2}) と Maxim et al. より数倍以上低い値になっている。「あすか」の結果は、過去のX線観測とほとんど矛盾しないが、この1つだけが例外になっている。

4.4.5 輝線診断

硬X線帯にある鉄の K-line は視線方向の吸収の影響をあまり受けていない。よって鉄輝線の強度分布は、銀河中心で放射される鉄輝線の強度そのものと解釈できる。放射機構を探るため、3本の鉄ラインの相関を調べた (図 4.10、図 4.11) 。

6.7 keV line と 6.97 keV line

6.7 keV, 6.97 keV はそれぞれ鉄の He-like, H-like にそれぞれ同定される。どちらも高電離状態にあり、高温プラズマ起源と考えられる。

図4.10は、0 から 7 領域までの 6.7 keV line と 6.97 keV line の強度、及び等価幅の相関をとったものである。2つともすべての観測領域から検出されている。どちらの輝線も中心 (領域0) が一番強い。また、銀河面上 (領域2、6) では、銀河面から離れた場所 (領域1、4、7) よりも明るく観測されている。場所によらず、6.7 keV line と 6.97 keV line の強度比がほぼ一定 (2 : 1) になっている。電離平衡に達したプラズマ中のイオンの電離度は、温度の正の関数になる。つまり、He-like/H-like のライン比は、温度を表している。$1^\circ \times 1^\circ$ 全体で、比が一定なのでどの領域でもほぼ温度一定になっている。しかも、2 : 1の強度比は、約10keV の超高温プラズマから観測されるものに一致している。また、等価幅は、6.7 keV line、6.97 keV line ともにほぼ一定になっている。温度が一定なので、鉄の abundance が一定であることがわかる。

6.4 keV line と 6.7 keV line

図4.11の横軸の 6.4 keV 輝線は、低電離の鉄輝線である。6.4 keV line も他の2つの鉄輝線と同じくすべての観測領域から検出されている。分子雲が多く観測されている領域 (領域0、2) が特に強く、銀河面から離れた領域 (領域1、4、7) では、弱くなっている。等価幅は、領域2で大きい。

横軸の 6.4 keV と縦軸は 6.7 keV 輝線との関係 (強度及び等価幅) は、散乱成分と高温プラズマ成分との比較になっている。6.7 keV と 6.97 keV の強度分布は比例しているので、統計の良い 6.7 keV で高温プラズマ成分を代表させることができるからである。強度比は、6.4 keV : 6.7 keV $\approx$ 1 : 2。ただし、領域2だけは 6.4 keV line の比率が高い (4 : 3) 。また、領域2は、6.4keV line の等価幅で他を圧倒して大きいが、6.7 keV は特に大きいわけ

ではない。

連続X線成分についても、散乱起源の散乱連続X線、高温プラズマの熱的連続X線（熱制動放射）を導入して考えてみる。6.4 , 6.7 keV line の等価幅 $EW_{6.4keV}$、$EW_{6.7keV}$ は、

$$EW_{(6.4keV)} = \frac{(6.4keV\,line\text{の強度})}{(\text{散乱連続X線の強度})+(\text{熱的連続X線の強度})}、$$
$$EW_{(6.7keV)} = \frac{(6.7keV\,line\text{の強度})}{(\text{散乱連続X線の強度})+(\text{熱的連続X線の強度})}、$$

と表せる。大雑把であるが、輝線と連続 X 線の強度は、

$$(6.4\text{ keV line の強度}) \propto (\text{散乱連続X線の強度})$$
$$(6.7\text{ keV line の強度}) \propto (\text{熱的連続X線の強度})$$

となるだろう。6.4 keV の強い領域2を他の領域と比較してみる。領域2では、6.4 keV 輝線が強いので、比例して散乱連続X線の強度も増えていると予想される。一方、6.7 keV line の強度は他と変わらないので、熱的連続X線の強度はそれほど増えていないだろう。そこで、6.4 keV line の等価幅が増加し、6.7 keV line の等価幅の減少すると期待されるが、現実には後者は減少していない。これは、「散乱連続X線は増加しているが、熱的連続X線に比べて非常に弱い。」と考えれば説明がつく。領域2だけでなく他の領域でも、6.7 keV line の等価幅は、ほとんど一定である。これも、同じく説明できる。

銀河中心１°× １°全体に温度一定、abundance 一定の高温プラズマが存在し、連続X線成分を支配している。それ以外にも分子雲に良く相関した散乱成分があり、6.4 keV line を放射している。と推定される。

以上比較的吸収の影響を受けにくい鉄の K-line について考察した。同じ原子の He-like H-like の輝線は、ほとんど同じエネルギーなので、吸収の影響が少ない。よって原理的には Si, S, Ar, Ca の各輝線についても He-like/H-like の輝線の強度比から温度を推定できる。しかし、Si S Ar の H-like の輝線はどれも He-like に比べて弱い (Ca についてはあまり強くないので良くわからない。）。そこで、Si, S の He-like K-line についても解析を続ける。ただし、これらの輝線は軟X線領域にあるので、吸収の影響が無視できない。

Si He-like line と S He-like line

図4.12に 1keV のプラズマから観測される Si He-like line、S He-like line の強度、等価幅を図示した。Si He-like line、S He-like line 共に、すべての観測領域で検出されている。Si S ともに He-like が H-like より強い。このような状態は 2keV より低い温度 (約 1keV) のプラズマで実現される。鉄ほど明白ではないが、強度比がほぼ一定である。等価幅についても、Si S 共に領域毎に大きな違いはない。この傾向は高電離の鉄の相関と同じである。従って、鉄の強度比から見積もられた超高温 (10 keV) のプラズマの他に温度一定 (約 1keV)、Si,S の abundance が一定の高温プラズマが存在すると考えることができる。さらに、中心が一番強度が強い。この傾向は高電離の鉄と同じで、低い温度と高い温度の両方のプラズマが中心集中していることになる。

S He-like line と Fe He-like line

軟X線領域で最も統計のいい S He-like line と、硬X線領域で最も統計のいい Fe He-like line の強度を比較した (図4.13)。前者は約 1keV 、後者は約 10keV の高温プラズマから放射されている。強度は、どちらも中心（領域０）が強い。低温成分も高温成分もプラズマは中心集中している。銀河面に近い観測領域（２や６）では、等価幅は一定だが、S He-like/Fe He-like は小さくなっている。銀河面上では、一般に強い吸収を示すので、強度比の減少は視線方向の吸収量の違いが主な原因だろう。

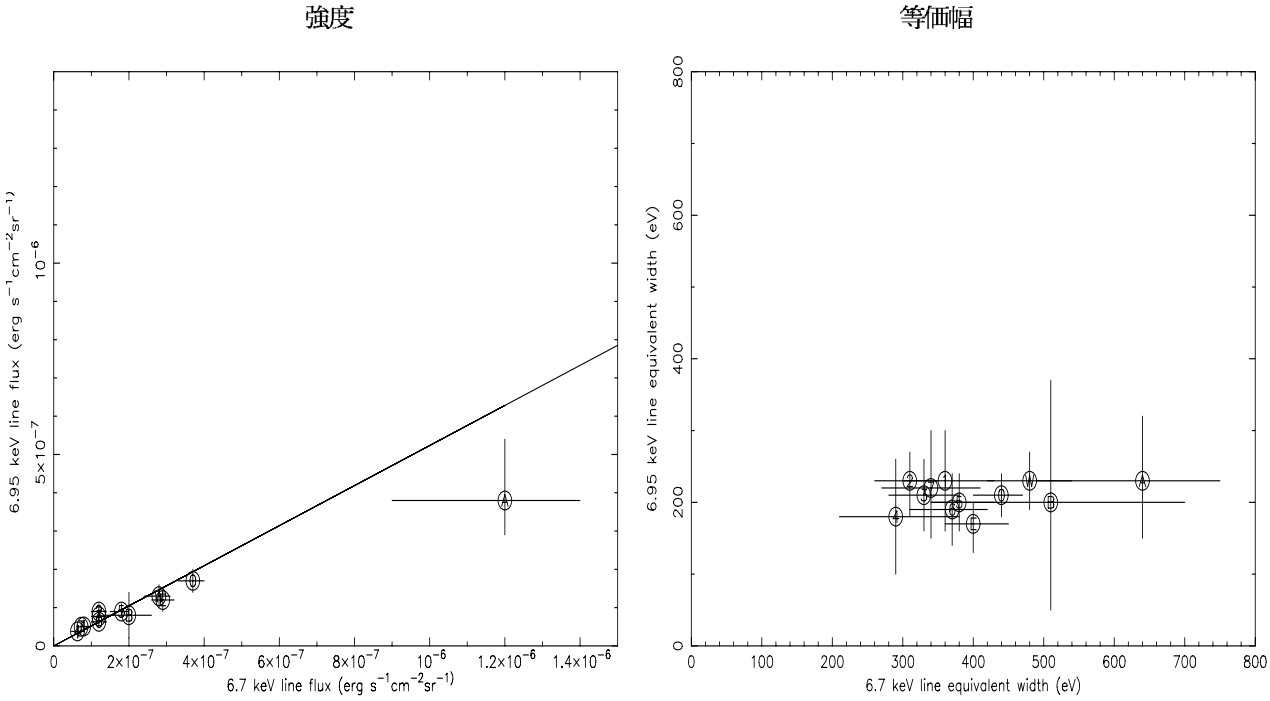


図 4.10: 左が強度。右が等価幅の図になっている。横軸は 6.7 keV 縦軸は 6.97 keV の輝線に対応する。番号のついたデータ点は、観測地点（0 - 7）にそれぞれ対応する。上の強度を比較したグラフでは、右上ほど、それぞれ強度が強くなり、左下ほど強度が弱くなる。上の強度比を表した図に温度 1 億度 (約 10keV) の時の強度比を直線にして図に載せた (Mewe et al. 1985)。A,B,E,W は、SgrA, SgrB2, bulge east, bulge west をそれぞれ表す (4.5章参照)。

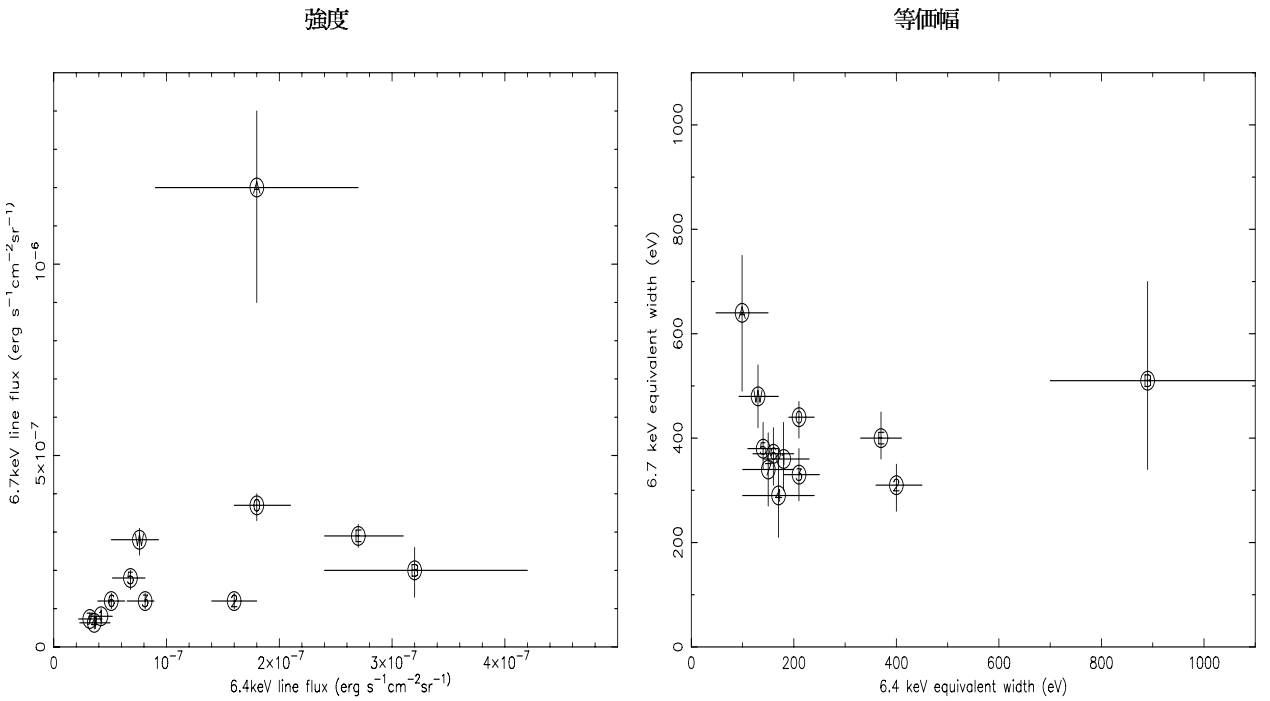


図 4.11: 表 4.10と同じ。正し、横軸は 6.4 keV 縦軸は 6.7 keV の輝線である。

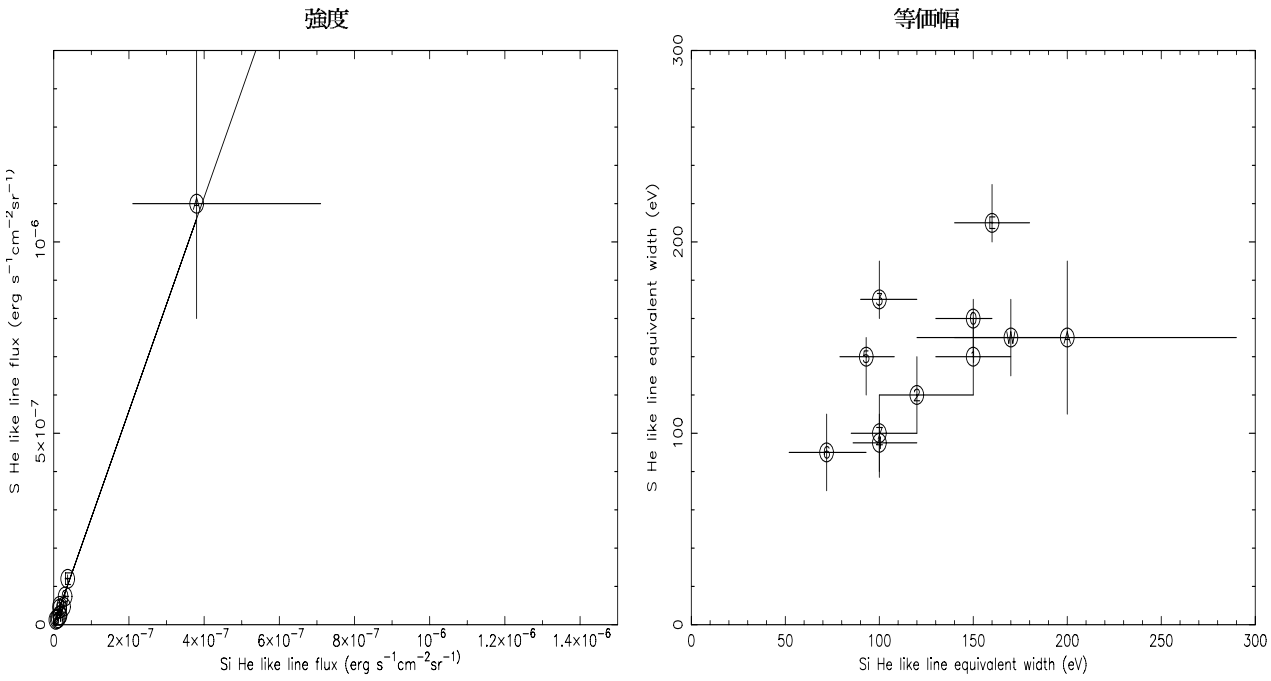


図 4.12: 表 4.10 と同じ。正し、横軸は Si He-like 縦軸は S He-like の輝線である。低エネルギー領域にありバックグランドレベルが高いので、連続X線の強度には systematic error が無視できない。ゆえに、等価幅には不定性がある。温度千万度 (約 1keV) の時の強度比を直線にして図に載せた (Mewe et al. 1985)。

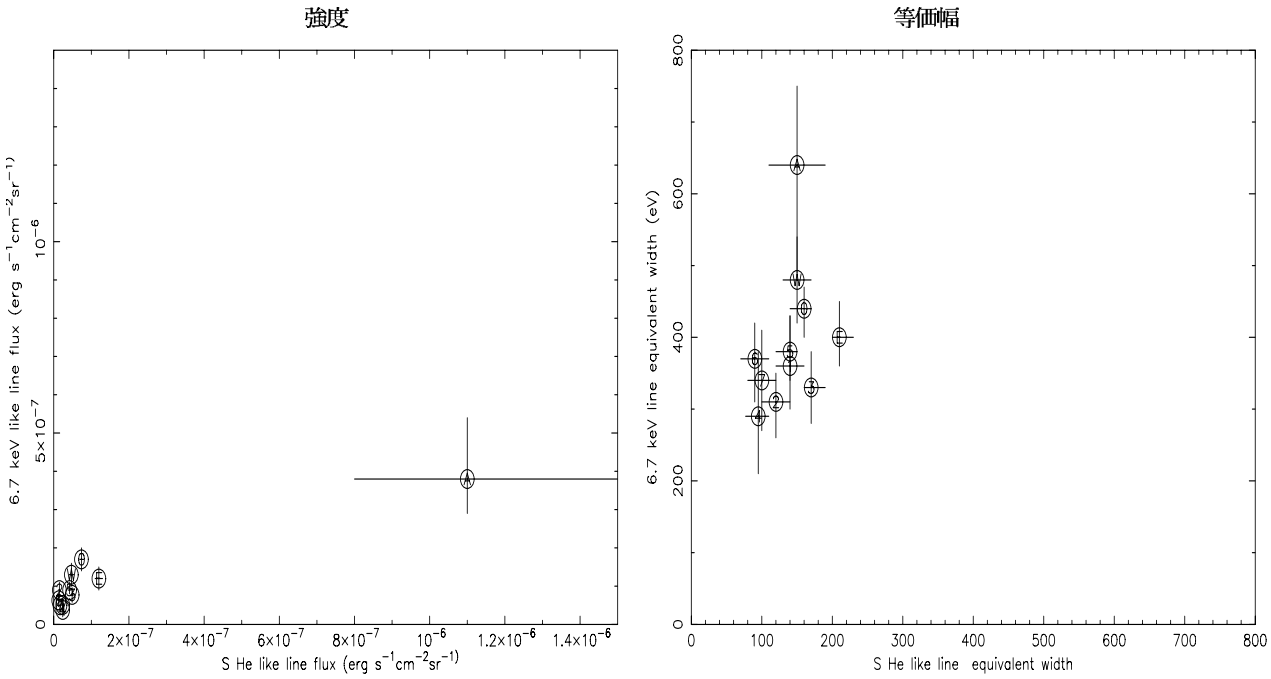


図 4.13: 表 4.10 と同じ。正し、横軸は S He-like 縦軸は Fe He-like の輝線である。

4.4.6 2成分プラズマモデル

component	物理量 (単位)	gc0	gc1	gc2
wabs1	$N_{H(1)}$ (H cm^{-2})	5.4(5.3-5.7)×10^{22}	3.4(3.2-3.6)×10^{22}	3.5(3.3-3.8)×10^{22}
Raymond-Smith1	$kT_{(1)}$(keV)	0.9(0.8-1.0)	0.9(0.8-1.0)	0.8(0.7-1.1)
	abundance	0.65(0.57-0.73)	0.52(0.42-0.66)	0.72(0.59-0.92)
	$n^2V_{(1)}$ (cm^{-3})	2.5(2.0-3.1)×10^{59}	7.4(4.7-11.4)×10^{58}	3.5(2.2-5.1)×10^{58}
	$flux_{(1)}$ (erg s^{-1} cm^{-2})	4.0×10^{-11}	1.0×10^{-11}	4.7×10^{-12}
	$luminosity_{(1)}$ (erg s^{-1})	3.5×10^{35}	8.7×10^{34}	4.1×10^{34}
Raymond-Smith2	$kT_{(2)}$(keV)	10(9-11)	10(9-11)	12(11-14)
	abundance	0.65(0.57-0.73)	0.52(0.42-0.66)	0.72(0.59-0.92)
	$n^2V_{(2)}$ (cm^{-3})	8.0(7.3-9.3)×10^{58}	2.2(1.9-2.4)×10^{58}	3.5(3.1-3.9)×10^{58}
	$flux_{(2)}$ (erg s^{-1} cm^{-2})	1.2×10^{-10}	3.1×10^{-11}	5.6×10^{-11}
	$luminosity_{(2)}$ (erg s^{-1})	1.0×10^{36}	2.7×10^{35}	4.8×10^{35}
covering factor	s(%)	55(51-58)	60(53-67)	71(69-74)
wabs2	$N_{H(2)}$ (H cm^{-2})	3.4(2.9-4.4)×10^{23}	2.5(2.1-3.1)×10^{23}	2.9(2.5-3.4)×10^{23}
Fe_I $K\alpha$	center energy (keV)	6.44(6.43-6.45)	6.41(6.38-6.44)	6.45(6.44-6.46)
$\sim Fe_{XVII}$ Kα	flux (erg s^{-1} sr^{-1})	1.7(1.4-2.0)×10^{-12}	5.1(3.7-6.7)×10^{-13}	0.9(0.7-1.1)×10^{-11}
Red χ^2(χ^2/dof)		2.519(586.9/243)	1.271(265.6/219)	1.610(351.0/228)

表 4.5: 領域毎のスペクトルの2成分プラズマモデルの best fit value。 (次ページにつづく)

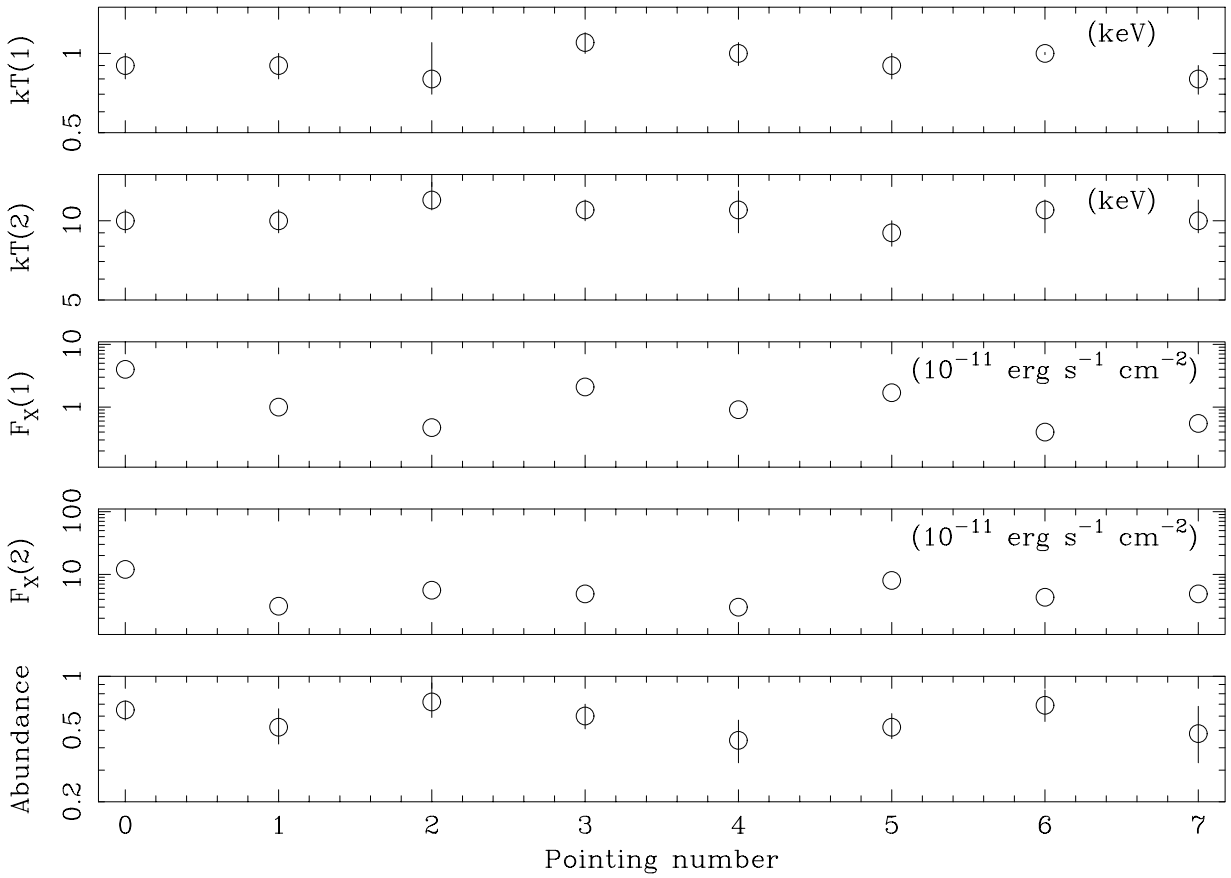
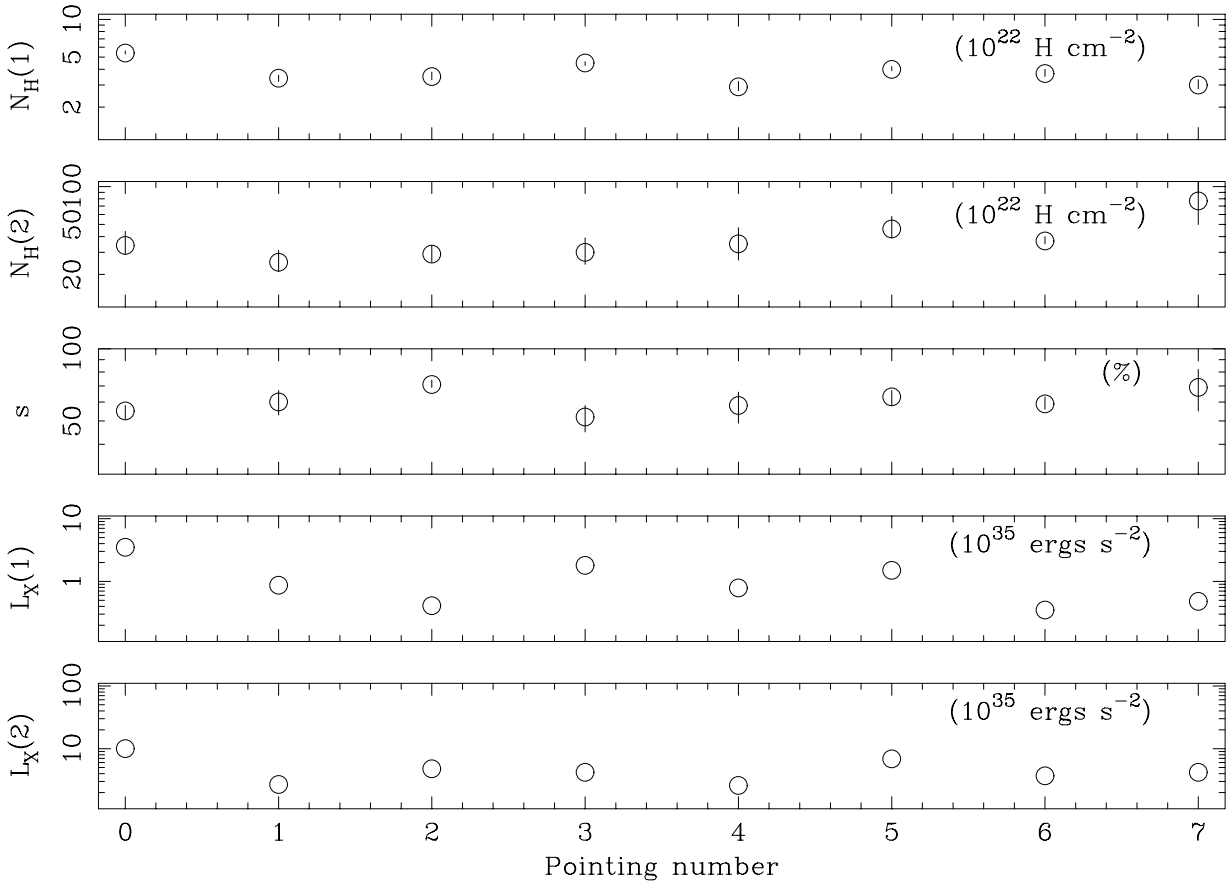


図 4.14: 表4.5の結果の一部をグラフ化した図。

gc3	gc4	gc5	gc6	gc7
4.5(4.3-4.6)×10^{22}	2.9(2.7-3.2)×10^{22}	4.0(3.9-4.2)×10^{22}	3.7(3.5-4.0)×10^{22}	3.0(2.8-3.3)×10^{22}
1.1(1.0-1.2)	1.0(0.9-1.1)	0.9(0.8-1.0)	1.0(fix)	0.8(0.7-0.9)
0.60(0.51-0.70)	0.44(0.33-0.57)	0.52(0.45-0.62)	0.69(0.56-0.84)	0.48(0.33-0.68)
1.1(0.8-1.5)×10^{59}	6.4(4.1-10.3)×10^{58}	1.2(0.9-1.8)×10^{59}	2.1(1.4-3.1)×10^{58}	5.4(2.5-14.5)×10^{58}
2.1×10^{-11}	9.1×10^{-12}	1.7×10^{-11}	4.0×10^{-12}	5.5×10^{-12}
1.8×10^{35}	7.9×10^{34}	1.5×10^{35}	3.5×10^{34}	4.8×10^{34}
11(10-12)	11(9-13)	9(8-10)	11(9-12)	10(9-12)
0.60(0.51-0.70)	0.44(0.33-0.57)	0.52(0.45-0.62)	0.69(0.56-0.84)	0.48(0.33-0.68)
3.2(2.9-3.6)×10^{58}	2.1(1.8-2.5)×10^{58}	5.5(4.9-6.7)×10^{58}	2.7(2.4-3.2)×10^{58}	3.3(2.2-6.3)×10^{58}
4.9×10^{-11}	3.0×10^{-11}	8.0×10^{-11}	4.3×10^{-11}	4.9×10^{-11}
4.2×10^{35}	2.6×10^{35}	6.9×10^{35}	3.7×10^{35}	4.2×10^{35}
52(45-58)	58(49-66)	63(58-67)	59(56-63)	69(55-82)
3.0(2.4-3.9)×10^{23}	3.5(2.6-4.7)×10^{23}	4.6(3.9-5.8)×10^{23}	3.7(3.5-4.0)×10^{23}	7.7(5.0-11.9)×10^{23}
6.43(6.41-6.45)	6.40(6.37-6.44)	6.44(6.43-6.45)	6.44(6.42-6.46)	6.41(6.38-6.46)
7.7(5.8-9.6)×10^{-13}	3.8(2.0-5.7)×10^{-13}	0.9(0.8-1.1)×10^{-12}	6.3(4.7-7.9)×10^{-13}	5.0(3.4-6.4)×10^{-13}
1.765(384.7/228)	1.262(231.0/193)	1.838(411.7/234)	1.297(281.5/226)	1.492(307.3/216)

(つづき)GC6 のスペクトルは、軟X線バンドの強度が弱く、シリコン、硫黄の輝線を再現するような値にならなかった。そこで、低温成分を、温度 1keV に固定した時の、best fit value を載せる。どのスペクトルも吸収や強度の多様性はあるが、低温成分 1keV、高温成分 10keV のプラズマで比較的良くスペクトルを再現できている。flux, luminosity は、共に 2-10 keV での値。



(つづき)

いままでの推察から、
（A）散乱成分が存在する。低電離の鉄の 6.4keV line で代表され、連続X線は弱い。
（B）約 1keV、10keV の温度の違う 2 つのプラズマ成分が存在する。高電離の原子輝線で代表され、その制動放射が連続X線を支配している。
（C）吸収が大きく軟X線成分が弱くなる。分子雲が散在しているため、吸収値は複雑になっている。
との描像が得られる。

図 4.9は、それぞれの観測領域毎に抽出したスペクトルである。このスペクトルを具体的なモデルで fitting し、上の描像が受け入れられるか観測領域毎に調べる。もっとも簡単なモデルとして以下のものを採用した。
（A）を表すモデルとして gaussian model を、
（B）を表すモデルとして 2成分の Raymond Smith model を、
（C）を表すモデルとして 2成分の wabs model を導入した。
Raymond-Smith model は、Raymond と Smith により code 化された thin thermal plasma モデルで、wabs は、Morrison と McCammon により編集された宇宙組成のガスに対する吸収のモデルである。式で書くと、covering factor s($0 < s < 1$) を用いて、

モデル：$\mathrm{wabs_1}$(弱い吸収)[{ (1−s) + s(covering factor) × $\mathrm{wabs_2}$(強い吸収) }(Raymond-$\mathrm{Smith_1}$ （低温成分） + Raymond $\mathrm{Smith_2}$ （高温成分）) + gaussian （6.4 keV）]

となる。（A）の散乱連続成分を無視し、（B）のプラズマは電離平衡を仮定し、（C）の複雑な吸収を 2 つの柱密度と covering fraction で代表させたものである。表 4.5にその結果を載せる。

どの領域の fitting 結果もこのモデルで比較的良く再現できる（表 4.5、図??）。輝線比から得られた 4.4.5章の描像のようにどの領域も約 1 keV と 10 keV で再現されている。アバンダンスもほぼ 0.6 で一定になっている。10^{22} の桁の $N_H(1)$ と 10^{23} の桁の $N_H(2)$ の 2 つの吸収成分により連続X線が再現されている。銀河中心より手前の吸収が $N_H(1)$ で、銀河中心付近での吸収が $N_H(2)$ に現れており、中心部の吸収体の幾何学的なバラツキが covering factor s となって現れているとも解釈できる。

4.5 輝線で特徴的な領域

4.4.5章では、観測領域毎の輝線の性質から高温プラズマと散乱について調査した。この章では、図 4.8で特徴的な以下の 4 領域をピックアップして報告する。（1） SgrA : Si, S, Fe 等の高電離の輝線の集中する領域である。（2） SgrB : 6.4 keV 輝線を最も強く出す領域である。（3） Bulge 領域は、中心から 15′ 以内の領域で高温プラズマと散乱の両方の成分が強く検出されている場所である[5]。とりわけ銀河中心に対する対称性を調べるため、中心核から対称な位置にありながらX線強度は必ずしも対称でない Bulge-West 及び Bulge-East （図 4.20）を定量的に評価した。

4.5.1 SgrA SgrB Bulge 領域の輝線

SgrA SgrB Bulge 領域の連続X線と特性X線について観測量をまとめておく (表 4.6)。また、4.4.5章の図中に観測領域毎の値と共に図示した (図 4.10-4.13)。Fe,Si,S の高電離の輝線は、どれも SgrA が圧倒的に強い (図 4.10, 図 4.12)。図 4.10, 図 4.12の輝線の強度比・等価幅が他の観測領域と大きく違わないことから、プラズマが同じ物理状態で中心集中していると考えられる。SgrB 領域は、6.4 keV の等価幅が 1keV にもなるにもかかわらず、6.7 keV 輝線の等価幅が変わらない (図 4.11)。それゆえ、散乱成分の連続X線はそれほど目立っていないと考えられる。また、SgrB2 に匹敵する 6.4 keV の強度をもつ領域が、Bulge East である。この領域には、いくつかの分子雲が存在しているためと考えられる。Bulge West は、6.4 keV の強度は、Bulge East に劣るが、6.7, 6.95 keV 輝線はほぼ同じである。高温プラズマは、銀河中心に軸対称に存在していると考えられる。

高電離の輝線のピークになっている SgrA、6.4 keV 輝線のピークのある SgrB2 及び Bulge-East においても高電離の輝線の強度比 (Fe-He-like/Fe-H-like、Si-He-like/S-He-like) および等価幅は領域によらずほぼ一定である。この性質は、銀河中心の広がったX線放射全体に共通するものである。6.4 keV 輝線のピークのある SgrB2 及び Bulge-East では、6.4 keV の強度・等価幅が大きくなっている。

[5]Bulge という言葉は、一般には銀河系全体のスケールで定義されているが、ここでは、中心から 15′ 以内の領域を指すことにする。

ID	物理量	SgrA	SgrB	bulge EAST	bulge WEST
column density	N_H (H cm^{-2})	5.7(5.0-6.5)$\times10^{22}$		4.2(3.9-4.5)$\times10^{22}$	3.0(2.7-3.3)$\times10^{22}$
continuum	powerlaw index	1.2(1.0-1.5)		1.8(1.7-2.0)	1.2(1.0-1.3)
(1.5-5keV)	flux	1.1(0.7-1.8)$\times10^{-11}$		2.1(1.7-2.5)$\times10^{-11}$	1.3(1.0-1.6)$\times10^{-11}$
Si$_{XIII}$ Kα	center energy	1.89(1.87-1.92)		1.86(1.85-1.87)	1.86(1.85-1.87)
	flux	0.9(0.5-1.7)$\times10^{-12}$		3.7(3.0-4.4)$\times10^{-13}$	2.6(2.1-3.2)$\times10^{-13}$
	equivalent width	200(120-290)		160(140-180)	170(140-200)
Si$_{XIV}$ Kα	center energy	2.006(fix)		2.006(fix)	2.006(fix)
	flux	1.7(0-6.2)$\times10^{-14}$		1.4(0.9-1.9)$\times10^{-13}$	3.8(0.5-7.3)$\times10^{-14}$
	equivalent width	24(0-80)		47(32-63)	20(2-38)
S$_{XV}$ Kα	center energy	2.46(2.44-2.47)		2.45(2.44-2.46)	2.46(2.45-2.47)
	flux	2.7(2.0-3.6)$\times10^{-13}$		1.2(1.1-1.3)$\times10^{-12}$	4.7(4.1-5.3)$\times10^{-13}$
	equivalent width	150(110-190)		210(200-230)	150(130-170)
S$_{XVI}$ Kα	center energy	2.622(fix)		2.622(fix)	2.622(fix)
	flux	1.1(0.5-1.8)$\times10^{-13}$		2.6(1.9-3.3)$\times10^{-13}$	0.6(0-1.1)$\times10^{-13}$
	equivalent width	52(22-83)		44(32-57)	16(1-32)
Ar$_{XVII}$ Kα	center energy	3.17(3.14-3.20)		3.14(3.13-3.16)	3.15(3.12-3.18)
	flux	2.2(1.5-2.9)$\times10^{-13}$		4.0(3.1-4.6)$\times10^{-13}$	1.5(0.9-2.1)$\times10^{-13}$
	equivalent width	62(39-87)		55(44-66)	34(20-49)
Ar$_{XVIII}$ Kα	center energy	3.324(fix)		3.324(fix)	3.324(fix)
	flux	-		0(0-9.0)$\times10^{-14}$	0(0-3.9)$\times10^{-14}$
	equivalent width	-		0(0-10)	0(0-9)
Ca$_{XIX}$ Kα	center energy	3.98(3.94-4.02)		3.903(fix)	3.903(fix)
	flux	2.4(1.4-3.4)$\times10^{-13}$		1.5(0.7-2.3)$\times10^{-13}$	0.5(0-1.2)$\times10^{-13}$
	equivalent width	51(30-72)		11(9-30)	9(0-24)
Ca$_{XX}$ Kα	center energy	4.106(fix)		4.106(fix)	4.106(fix)
	flux	-		0.4(0-1.1)$\times10^{-13}$	1.7(0-8.5)$\times10^{-14}$
	equivalent width	-		4(0-15)	3(0-17)
	Red χ^2(χ^2/dof)	1.030(108.2/118)		1.753(191.1/123)	1.851(203.6/124)
column density	N_H (H cm^{-2})	1.2(0.8-1.7)$\times10^{23}$	2.6(1.6−3.8)$\times10^{23}$	6.4(3.6-9.2)$\times10^{22}$	1.0(0.7-1.3)$\times10^{23}$
continuum	powerlaw index	2.4(2.0-2.8)	1.6(0.7−2.6)	1.7(1.5-1.9)	1.6(1.3-1.8)
(4.5-10keV)	flux	2.1(1.0-4.9)$\times10^{-11}$	0.6(0.2−4.3)$\times10^{-11}$	3.7(2.3-6.0)$\times10^{-11}$	2.9(1.7-5.1)$\times10^{-11}$
Fe$_I$ Kα	center energy	6.42(6.35-6.50)	6.41(6.39−6.43)	6.43(6.42-6.44)	6.44(6.40-6.47)
$\sim$ Fe$_{XVII}$ Kα	flux	4.4(2.2-6.6)$\times10^{-13}$	1.1(0.8−1.4)$\times10^{-12}$	2.7(2.4-3.1)$\times10^{-12}$	7.6(5.1-9.3)$\times10^{-13}$
	equivalent width	99(48-150)	890(700−1110)	370(330-410)	130(93-170)
Fe$_{XXV}$ Kα	center energy	6.76(6.71-6.78)	6.69(6.66−6.73)	6.71(6.69-7.72)	6.72(6.70-6.74)
	flux	2.8(2.2-3.3)$\times10^{-12}$	6.6(4.4−8.8)$\times10^{-13}$	2.9(2.6-3.2)$\times10^{-12}$	2.8(2.4-3.1)$\times10^{-12}$
	equivalent width	640(490-750)	510(340−700)	400(360-450)	480(420-540)
Fe$_{XXVI}$ Kα	center energy	7.07(6.91-7.13)	6.97(fix)	7.03(6.99-7.06)	6.99(6.96-7.02)
	flux	0.9(0.7-1.3)$\times10^{-13}$	2.6(0.7−4.6)$\times10^{-13}$	1.2(0.9-1.5)$\times10^{-12s}$	1.3(1.0-1.6)$\times10^{-12}$
	equivalent width	230(153-320)	200(51−370)	170(130-210)	230(180-290)
	Red χ^2(χ^2/dof)	0.9550(100.3/114)	0.8422(22.74/35)	1.318(166.1/135)	0.9089(111.8/132)

表 4.6: SgrA 及び、バルジ領域の輝線と連続X線のパラメーター。SgrA の連続X線には、南西の点源 (A1742-289) のイベントのモレコミがある (≤10%) 。flux については、SgrA は半径 3′、SgrB は半径 3.564′ の円、bulge east と west は、1chip(11′ × 11′) あたりの強度。SgrB 領域の軟X線領域のパラメーターは、統計が足りないため空白にしてある。表の見方は、表4.3を参照。

4.5.2 銀河中心核 SgrA

銀河中心核 SgrA は全天でもっとも明るい電波源である。銀河系の重力中心といわれており、多くの星、HII 領域、分子雲などが観測されている。その複雑な様相故に現在では “SgrA complex” と呼ばれている。大きく分けて、SgrA-West$(-0.050, -0.056)$ と SgrA-East$(-0.042, -0.075)$ に分離されている。前者からは、電離した渦巻状の分子雲 (Mini Spiral) が観測され、その中心付近に点状の nonthermal 電波源 (SgrA*) があり、太陽の 10^6 倍の質量を持つ大質量ブラックホールと予想されている。(SgrA-East は、SgrA-West の後ろにある若い超新星残骸と予想されている。以下では、高温プラズマの集中し、我々の銀河系の重力中心である銀河中心 SgrA について観測結果をまとめる。

1993 年秋の SgrA と 1994 年秋の SgrA

SgrA 領域は、1993 年秋及び 1994 年秋の 2 回観測された。1 年間で SgrA がどのように変動したか調べてみる。

図 4.16は、軟X線バンドと硬X線バンドマップである。1993 年秋 (図 4.16) では、銀河中心 SgrA は 2 つピーク” 北西”$(-0.07, -0.05)$ 及び” 南西”$(-0.05, -0.06)$ からなることがわかった。以下、SgrA 領域から検出された 2 つの点源について詳しく述べる。

南西のX線源は、点源である。強い吸収を受けているため、軟X線バンドでは激しく減光されている。He-like Si, He-like S のバンド (光学的に薄い高温プラズマを選択的に見ていることになる。) では目立たず、スペクトルに輝線構造がない (後述)。1994 年秋では、約 5 倍増光しており、時間変動することがわかった。また、1994 年には、X線バーストが検出され、X線バースター (中性子星連星系) と同定できた。「あすか」の systematic な姿勢のずれを $(< 1')$ とすると、1975 2/16 に flare up した transient source A1742-289 $(-0.064, -0.052)$ に一致する (Eyles et al. 1975)。

北東のX線源 は、南西のX線源より吸収が弱いので 1993 年、1994 年共に軟X線バンドで目立つ。位置的には、電波観測などにより大質量ブラックホールが存在すると期待されている SgrA*$(-0.050, -0.056)$ に一致する。しかしながら、このX線源は、(「あすか」の空間分解能より) 広がっている (図 4.15)。1994 年秋の高電離のシリコン、硫黄の輝線マップでのピークになっているおり、実際スペクトルには高電離の原子輝線が検出されている (後述)。真に広がった thin thermal plasma かもしれない。

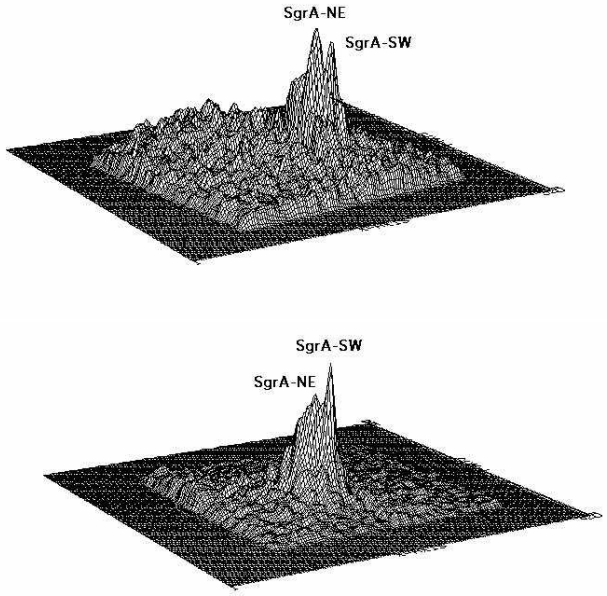


図 4.15: SgrA の鳥かん図。上は、1994 年秋の SgrA の 1 ∼ 3keV band、下は、1993 年秋の SgrA の 3 ∼ 10keV band の鳥かん図。銀河面に垂直に上から 20° の角度で見た図。右側の山は、南西のX線源 (SgrA-SW)。左側の山は、北東のX線源 (SgrA-NE)。南西のX線源は、点源である。そのX線源の鋭さと北東のX線源を比較すると、1 ∼ 3keV band では、かなり点源に近いことがわかる。また、3 ∼ 10keV band では、それほど点源に近くない。軟X線領域では、硬X線領域よりコンパクトにみえる。北東のX線源を中心として広がっているピークは、$3'$ 程で強度がかなり低くなっている。

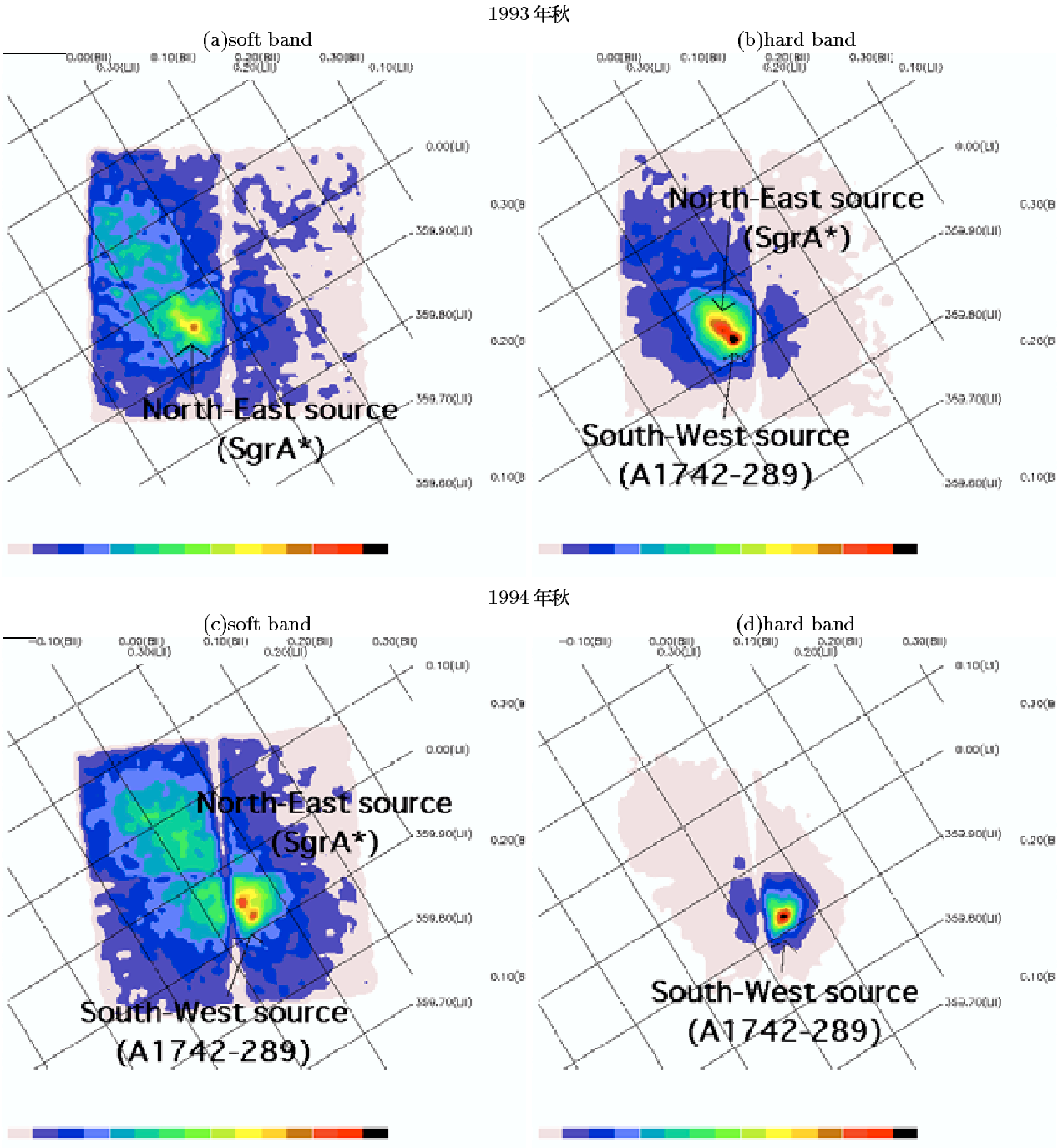
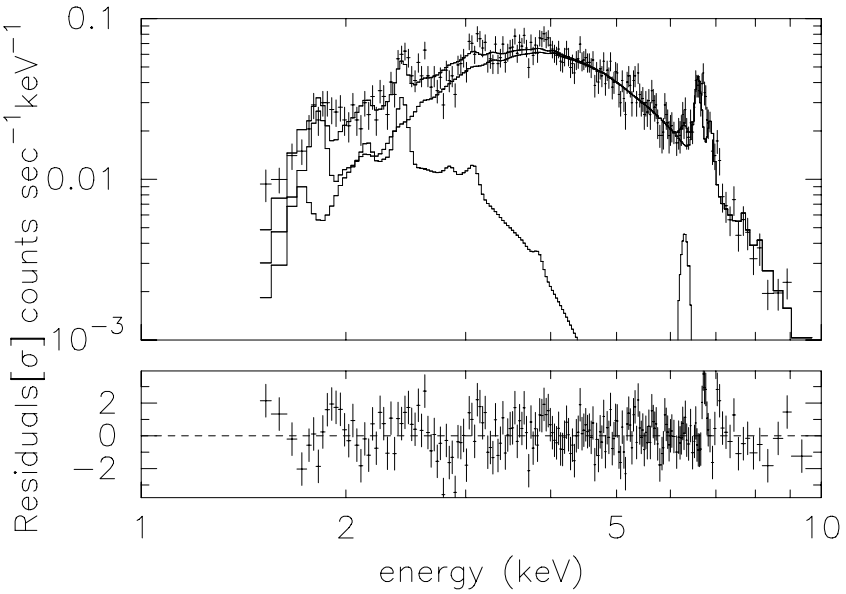


図 4.16: 1993 年秋 (a,b) 及び 1994 年秋 (c,d) の SgrA のマップ。図 4.1の中心部分の領域 0 に相当する。左側 (a,c) が軟X線マップ (a:0.7 ∼ 3keV band, c:1 ∼ 3keV band)。右側 (b,d) が硬X線マップ (b,d 共に 3 ∼ 10keV band)。1994 年秋には、1 keV 以下の観測は行なわなかった。

北東のX線源 (SgrA*)

thin thermal plasma である。1994 年秋では、南西のX線源からのイベントのモレコミが大きいので、S/N が十分でない。1993 年秋のデータ (図 4.17) だけに 2 つの温度成分と 1 つの吸収を使って fitting を試みた。その結果、1 つの吸収でもスペクトルを再現できることがわかった。統計があまり良くないことと、放射源が比較的コンパクトなことが原因だろう。特筆すべきは、2 つの温度成分が共に約 1keV 及び 10keV のプラズマで再現される点である (表 4.5)。銀河中心 1 °× 1 ° のプラズマ温度とほとんど同じになっているのである。

(a)



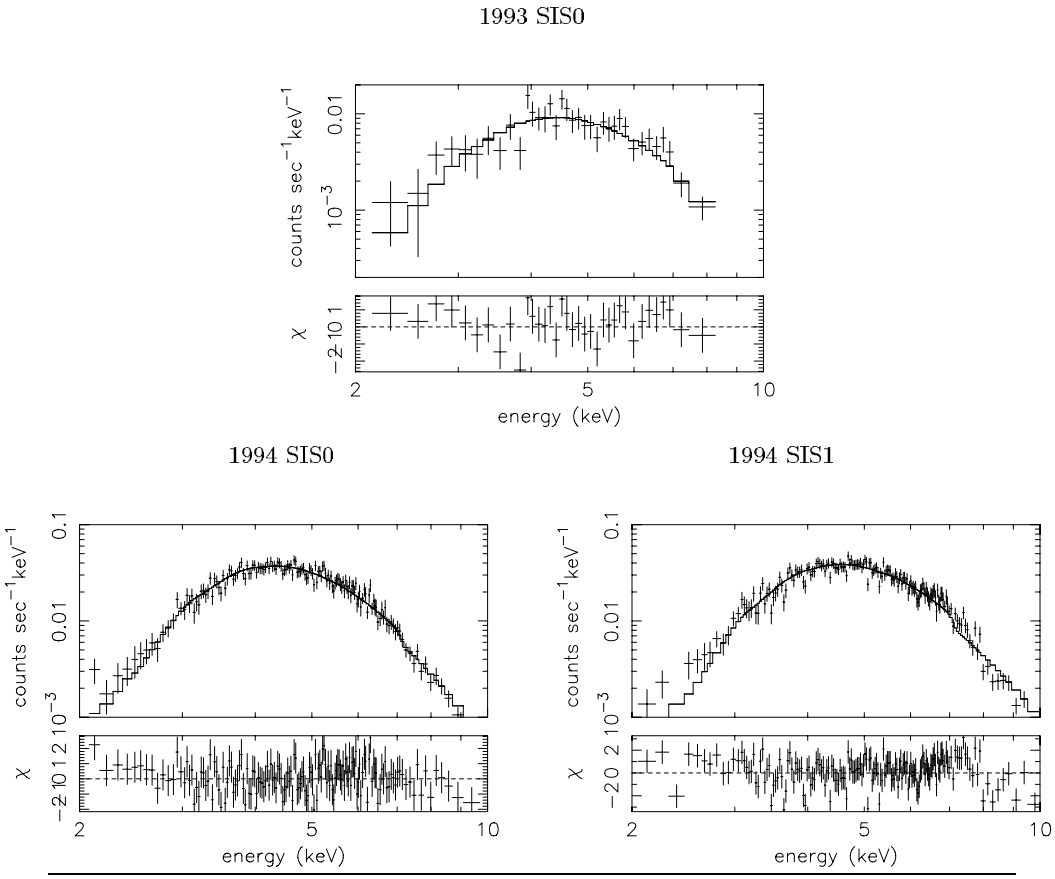
(b)

吸収	N_H	$8.8(7.7-9.7)\times10^{22}$ H cm^{-2}
Raymond 1	温度	0.5(0.4−0.7) keV
	abundance	0.64(0.50−0.85)
	$F_{2-10keV}$	1.4×10^{-12} $ergs\ s^{-1}\ cm^{-2}$
	$L_{2-10keV}$	9.1×10^{34} $ergs\ s^{-1}$
	$\int_V n_e^2 dV$	$0.4(0.1-1.4)\times10^{60}$
Raymond 2	温度	8.5(7.3−10.0)
	abundance	0.64(0.50−0.85)
	$F_{2-10keV}$	3.4×10^{-11} $ergs\ s^{-1}\ cm^{-2}$
	$L_{2-10keV}$	4.9×10^{35} $ergs\ s^{-1}$
	$\int_V n_e^2 dV$	$3.9(3.4-4.3)\times10^{58}$
gaussian	中心エネルギー	$6.39(6.33-6.45)$
	normalization	$3.5(1.5-5.7)\times10^{-5}$
Red χ^2(χ^2/dof)		1.447(273.5/ 197)

図 4.17: (a)SgrA-West の 2 温度プラズマのスペクトル。(b) は、2 温度プラズマモデルの best fit values をまとめた表。スペクトルに best fit model を図 (a) に実線で記した。

南西のX線源 (A1742-289)

南西のX線源はX線バースターである。powerlaw model で fitting した（図 4.18）。



検出器	93' SIS0	94' SIS0	94' SIS1
積分時間	19k	67k	67k
Powerlaw			
N_H cm^{-2}	$1.6(1.0-2.3)\times10^{23}$	$2.1(2.0-2.2)\times10^{23}$	$2.4(2.3-2.6)\times10^{23}$
Photon index	1.1(0.4−1.8)	2.4(2.2−2.6)	2.1(1.9−2.2)
$F_{2-10keV}$ erg cm^{-2} s^{-1}	8.9×10^{-12}	5.4×10^{-11}	6.4×10^{-11}
$L_{2-10keV}$ erg s^{-1}	1.4×10^{35}	1.5×10^{36}	1.7×10^{36}
$Red\chi^2(\chi^2/\mathrm{dof})$	0.9517(33.31/38)	0.9058(138.6/156)	1.475(244.8/169)

図 4.18: (図) 南西のX線源のスペクトル。実線は、powerlaw model の best fit の結果。上段が、1993 年秋の南西のX線源 (SIS0)。下段は、1994 年秋の南西のX線源 (左が SIS0、右が SIS1)。1993 年秋の観測では、SIS1 は、溝に近いのでスペクトルフィッティングは行なわなかった。このX線源は、北東のX線源の広がった成分がバックグランドとして効く。このバックグランドの評価は難しく、引き方によって値が変わる（特に、1993 年秋）。スペクトルの特徴は強い吸収を受けて軟X線領域で、急激に統計が悪くなっているところと輝線が見られないことである。(表) 南西のX線源の powerlaw モデルによる fitting 結果。Persistent spectra を使っている。

4.3章の３つのX線星と総じて良く似ている。強い吸収を受けており、輝線構造がない。１年間隔で約５倍に増光していた。

過去の SgrA の観測との比較

X線望遠鏡を備えた Einstein, ROSAT 衛星による観測や、他の衛星の scan 観測などによって SgrA の観測がなされてきた (図 4.7)。軟X線衛星 Einstein(Watson et al.1981), Rosat(Predehl and Trümper 1994) では、SgrA* に一致する場所からそれぞれX線源 (1E1742.5-2859,RXJ1745.6-2900) を検出した。「あすか」でも同様に広がってはいるがコンパクトなX線源 (SgrA の北東のX線源) が検出でき、その正体が高温プラズマからの熱的放射であるこ

とを突き止めた。また、硬X線衛星では、SgrA の強度変動が示唆されてきた (Kawai et al. 1988, Skinner et al. 1987, Takeshima 1989, Pavlinsky et al. 1994) 。しかし、どの衛星も「あすか」で検出した２つのX線源（北東及び南西）を区別できなかった可能性がある。硬X線帯では、北東のX線源より南西のX線源の方が強い。しかも、「あすか」で観測された時間変動は南西のX線源からである。いままでの観測では、中心核 (北東のX線源) ではなく中性子星連星系 (南西のX線源) の時間変動を検出していた可能性が高い。SgrA の鉄の等価幅は、Ginga 衛星で観測された値 0.97 と矛盾がない (Takeshima 1989)。また、Einstein(Watson et al. 1981), Ginga(Takeshima 1989) では、X線放射が SgrA から北東に伸びていることが報告されている。「あすか」でも、また、全体的には正の銀経側 (bulge east) の方が負の銀経側 (bulge west) より明るい。主に軟X線帯 (図 4.81-b 参照) でその傾向が観測されている。

Mission	Day	Energy range	L_X ergs s^{-1} (8.5kpc)
Einstein	March 1979	0.5-4.0 keV	1.1×10^{35}
SPARTAN	June 1985	2-10 keV	-
Spacelab 2	August 1985	3-30 keV	4.5×10^{35}
Ginga	Autumn 1988	1.75-14.5 keV	3.5×10^{35}
Ginga	Spring 1989	1.75-14.5 keV	3.5×10^{35}
Granat	Spring 1990	4-20 keV	1.7×10^{36}
Granat	Autumn 1990	4-20 keV	1.1×10^{36}
Granat	Spring 1991	8-20 keV	8.8×10^{35}
Granat	Autumn 1991	8-20 keV	7.6×10^{35}

表 4.7: 銀河中心 SgrA の過去の観測結果。数倍程度ではあるが強度変動が示唆されている。

4.5.3 SgrB

この領域も SgrA と同様に、多くの分子雲、HII 領域がみつかっており、"SgrB complex" と呼ばれている。銀河中心には数多くの分子雲が観測されているが、中でも重い分子雲が SgrB2 である。H_2O メーザーの観測から (Reid et al. 1987) 銀河中心 SgrA とほぼ同距離 ($7.1 \pm 1.2kpc$) に位置すると推定されている。

6.4 keV line は、SgrB2 cloud にピークを持っていた（（図 4.8c、図 4.19）。以下では、SgrB2 cloud の鉄輝線について調べる。

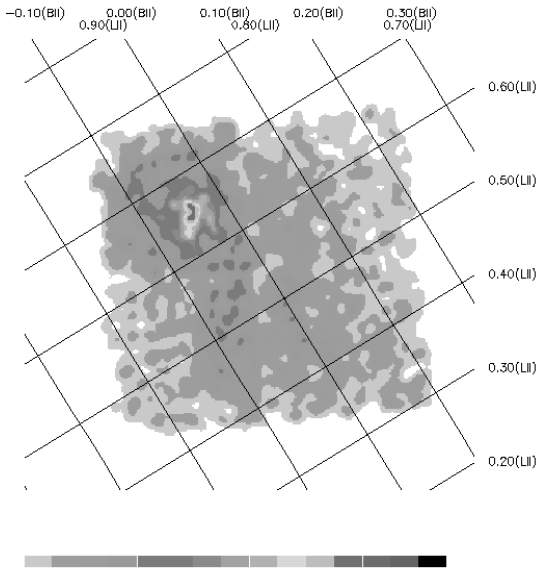
6.4 keV line 強度分布

1993 年秋及び 1994 年秋の観測での 6.4 keV line の強度ピークは、誤差の範囲で一致し、共に $(0.65, -0.04)$ に位置する（図 4.19）。中心集中している。この 6.4 keV line のピークは、遠赤外線で観測されたダスト放射のピーク $(0.68, -0.04)$ から銀河中心方向に約２' ずれている。SgrB2 cloud が光学的に厚いと ($\geq 10^{24}$ H cm^{-2})、照らされている方向が明るくなりうる。SgrB2 cloud は銀河中心方向から照らされているのかもしれない。

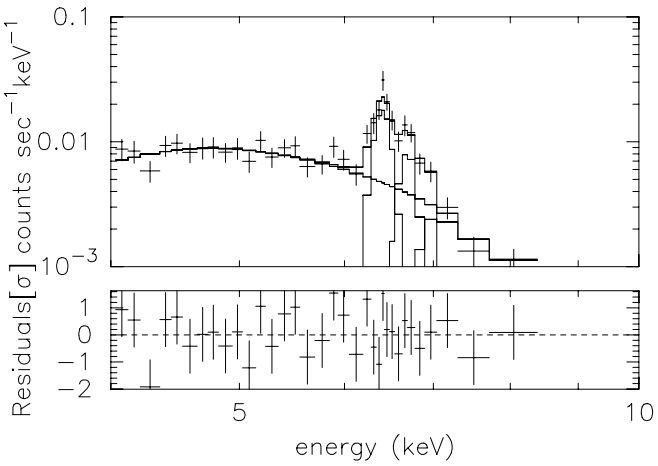
鉄輝線の強度変動

SgrB region の 鉄 line の１年のタイムスケールでの強度変動について調べてみた。硬X線側の連続X線と鉄輝線について１年おきのスペクトル変化を調べる。1994 年秋は検出器の劣化により分離できないので、6.4、6.7、6.97 keV の三本の輝線を１つにまとめて強度を調べた (図 4.19(b,c))。表より鉄輝線から顕著な時間変動は見つからない。鉄輝線自体の分布も強度も変わっていないようだ。１年間で時間変動が観測されてない事実は、SgrB2 cloud を散乱体と考えることと矛盾がない。

(a)



(b)



(c)

観測		93'	94'
成分	物理量 (単位)		
吸収	N_H (H cm^{-2})	$2.4(2.3-2.5)\times10^{23}$	$1.3(0.6-1.9)\times10^{23}$
連続X線 (4−10keV)	powerlaw index	1.4(1.3−1.5)	0.9(0.5−1.3)
	flux (erg s^{-1} chip^{-1})	$6.4(6.2-6.7)\times10^{-12}$	$0.5(0.2-1.2)\times10^{-11}$
鉄K輝線	center energy (keV)	6.53(6.52−6.54)	6.59(6.57−6.61)
	幅 σ (keV)	0.20(0.19−0.21)	0.20(0.18−0.23)
	flux (erg s^{-1} chip^{-1})	$1.9(1.8-2.0)\times10^{-12}$	$1.6(1.4-1.8)$
	equivalent width (eV)	1500(1100−1970)	1830(1580−2110)
Reduced $\chi^2(\chi^2/\mathrm{dof})$		1.536(44.55/35)	1.212(106.6/94)

図 4.19: (a)1994 年秋の SgrB の 6.4 keV line マップ。中心集中している様子が良くわかる。(b)1993 年秋に観測された SgrB2 領域のスペクトルと best fit。(c)SgrB2 の鉄の Kα 輝線と硬X線領域の連続X線の 1 年間隔の比較。積分領域は、半径 3.564′ の円。Center energy を除いて誤差の範囲で一致している。Center energy の違いは検出器の問題と考えられるので、実際は 1993 年秋と 1994 年秋で変わっていない。

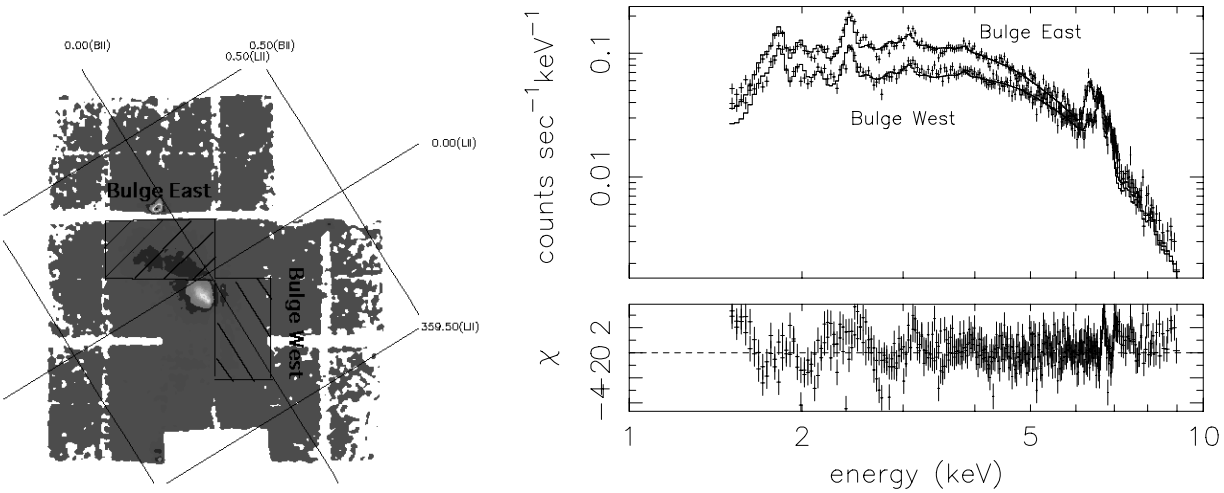
4.5.4 bulge 領域

今回の観測で得られたスペクトルは強度の違いはあるにせよ、だいたい似たようなスペクトルになっていた。ここでは、銀河中心核近くの bulge region に着目してみる。図 4.20(a) の 2 つのチップに渡る領域をそれぞれ bulge east , bulge west と呼ぶ。それぞれのスペクトルを図 4.20(b) に載せる。鉄の He-like/H-like の強度がぴったり一致している (図 4.20) 。軟X線側の輝線も強度の違いはあるにせよほぼ同じ形状をしているのが特徴である。

同一プラズマモデル

スペクトルは、2 つの領域で非常に良くにていた。バルジ領域のプラズマ分布を対称だと仮定し吸収の違いだけでこのスペクトルを再現できるか定量的に調べてみる。4.4.6章で使ったモデルで fitting するが、ここでは plasma の温度・強度・元素組成、水素の柱密度はすべて 2 つの領域で同じであると仮定した。これにより、2 つの領域で独立な変数は、coverling factor “s” だけになる。図 4.20中の表 (c) に結果を示した。その結果、coverling factor “s” の違いだけで観測スペクトルの非対称性を再現できることがわかった。

(a) (b)



(c)

モデル成分	物理量 (単位)	bulge east	bulge west
wabs1	$N_{H(1)}$ (H cm^{-2})	$5.9(5.7-6.1)\times10^{22}$	$5.4(5.1-5.6)\times10^{22}$
Raymond-Smith1	$kT_{(1)}$(keV)	0.95(0.92−0.98)	右に同じ
(East West で同じにした)	abundance	0.54(0.49−0.60)	右に同じ
	$n^2V_{(1)}$ (cm^{-3})	$4.7(3.6-6.1)\times10^{59}$	右に同じ
	$flux_{(1)}$ (erg s^{-1} cm^{-2})	9.5×10^{-12}	5.8×10^{-12}
	$luminosity_{(1)}$ (erg s^{-1})	4.8×10^{35}	右に同じ
Raymond-Smith2	$kT_{(2)}$(keV)	9.0(8.5−9.6)	右に同じ
(East West で同じにした)	abundance	0.54(0.49−0.71)	右に同じ
	$n^2V_{(2)}$ (cm^{-3})	$6.7(6.2-7.2)\times10^{58}$	右に同じ
	$flux_{(2)}$ (erg s^{-1} cm^{-2})	4.8×10^{-11}	3.8×10^{-11}
	$luminosity_{(2)}$ (erg s^{-1})	8.4×10^{35}	右に同じ
coverling factor	s(%)	47(41−53)	73(70−76)
wabs2	$N_{H(2)}$ (H cm^{-2})	$2.8(2.4-3.3)\times10^{23}$	$3.1(2.9-3.5)\times10^{23}$
Cold iron K-α line	center energy (keV)	6.43(6.42−6.44)	6.43(6.39−6.46)
	flux (erg s^{-1} sr^{-1})	$2.7(2.4-3.1)\times10^{-7}$	$7.6(5.1-9.3)\times10^{-8}$
Red χ^2(χ^2/dof)	1.726(738.6/443)		

図 4.20: (a) 0.7-10 keV の Mosaic image。 bulge East 及び bulge West の位置 (マップ中に四角で囲った領域) を図示した。bulge East の方が明るくなっているが、硬X線領域では、強度の大きな違いは観測されない。長方形の領域を選んだ理由は、解析を簡素化するためである。なお、SgrA で明るくなっている部分は、SgrA の北東のX線源に対応する。(b) bulge east 及び bulge west の同一プラズマモデルによる結果とスペクトル。軟X線領域および 6.4 keV line が、強い方が bulge east。高電離の鉄輝線はよく似ている。(c)bulge east 及び bulge west の同一プラズマモデルによる best fit value。

第 5 章

考察

5.1 6.4 keV 輝線

銀河中心で観測された 6.4 keV line がどのX線源により照らされたものか調べる。

5.1.1 散乱のモデル

明るいX線源のエネルギースペクトルを $AE^{-\alpha}$ photons s^{-1} keV^{-1} とする。この明るいX線源により照らされた散乱体から出る 6.4 keV line の 1 秒当たりの photon 数 $C_{6.4keV}$ photons s^{-1} は、以下の式により導かれる。

$$C_{6.4keV} = \epsilon \frac{\Omega}{4\pi} \int_{7keV}^{20keV} (1 - \exp^{-N_H \frac{[Fe]}{[H]} \sigma_{Fe(E)}}) AE^{-\alpha} dE \tag{5.1}$$

ϵ : 0.34 （鉄の蛍光収率）
Ω :（明るいX線源から見た散乱体の）立体角
N_H H cm^{-2}: 散乱体の水素の柱密度
$\frac{[Fe]}{[H]}$: 鉄の水素に対する相対組成 (3×10^{-5}: 宇宙組成)
σ_{Fe} cm^2 : 鉄の光電断面積 (7.1-20.0 keV)
$\sim$ B $E^{\beta} = 6.00 \times 10^{-18}$ E(keV)$^{-2.58}$ cm^2 (Henke et al. 1982)

光学的に薄い散乱 ($N_H \frac{[Fe]}{[H]} BE^{\beta} \ll 1$)[1]のときには、マクローリン展開により

$$1 - \exp^{-N_H \frac{[Fe]}{[H]} BE^{\beta}} \sim N_H \frac{[Fe]}{[H]} BE^{\beta}$$

と近似され、式5.1は、

$$C_{6.4keV} \sim \epsilon \frac{\Omega}{4\pi} \int_{7keV}^{20keV} N_H \frac{[Fe]}{[H]} BE^{\beta} \; AE^{-\alpha} \; dE$$

と、簡略化される。

5.1.2 既存の明るいX線源の寄与

銀河中心 SgrA の半径 1° 以内で恒常的に光っている明るいX線源は、$L_{2-10keV}$ が 10^{36} ergs s^{-1} の桁で 3 つある。明るいものから順に A1742-294、1E1740.7-2942、1E1743.1-2843 である。他のソースは約 1 桁以上暗いので、6.4 keV 蛍光X線の energy source としてこの 3 つが有力な候補になる。

[1] この近似は、$N_H > 1 \times 10^{24}$ cm^{-2} で適当でない。

散乱体に必要な柱密度

式5.1を解くのに必要な2つの物理量(明るいX線源のエネルギースペクトル $AE^{-\alpha}$ photons s^{-1} keV^{-1} 及び散乱体から出る 6.4 keV line の強度 $C_{6.4keV}$ photons s^{-1}) を観測量から導くには、距離を知らねばならない。言い替えれば距離の不定性はそれぞれの値の不定性となり、さらには立体角 Ω の値の不定性にもつながることになる。距離の不定性はそのまま式5.1への適用の不定性につながるのだ。そこで簡単のため、明るいX線源と散乱体が同距離にあると仮定する。この仮定から、以下の計算では実行的に明るいX線源のエネルギースペクトル $AE^{-\alpha}$ photons s^{-1} keV^{-1} の代わりに、明るいX線源のエネルギーフラックス $A'E^{-\alpha}$ photons s^{-1} cm^{-2} keV^{-1} を、散乱体から出る 6.4 keV line の 1秒当たりの photon 数 $C_{6.4keV}$ photons s^{-1} の代わりに散乱体から検出された 6.4 keV line のフラックス $F_{6.4keV}$ photons s^{-1} cm^{-2} を使うことにする。

3つのX線源のエネルギースペクトルは、GIS で得られた powerlaw model の値(4.3章)を使い、それぞれのエネルギースペクトル $A'E^{-\alpha}$ photons s^{-1} cm^{-2} keV^{-1} は、

A1742-294 : 6.3×10^{-2} $E^{-1.57}$ photons s^{-1} cm^{-2} keV^{-1}
1E1740.7-2942 : 5.0×10^{-2} $E^{-1.46}$ photons s^{-1} cm^{-2} keV^{-1}
1E1743.1-2843 : 1.0×10^{-1} $E^{-2.09}$ photons s^{-1} cm^{-2} keV^{-1}

で与える。
以下では簡単のため光学的に薄い散乱を仮定する。式5.1の左辺に未知量をまとめると、

$$F_{6.4keV} \sim 0.34 \times \frac{\Omega}{4\pi} N_H \times 3\times10^{-5} Ab_{Fe} \times A \times 6.00\times10^{-18} \int_{7keV}^{20keV} E^{-\alpha-2.58} dE$$

$$N_H \frac{\Omega}{4\pi} Ab_{Fe} = \frac{F_{6.4keV}}{0.34\times3\times10^{-5}\times A\times6.00\times10^{-18}\int_{7keV}^{20keV} E^{-\alpha-2.58}dE} \tag{5.2}$$

と変形できる。ただし、$\frac{[Fe]}{[H]} = 3\times10^{-5} Ab_{Fe}$

領域0-7を散乱体と考え、それぞれの領域から得られた 6.4 keV line のフラックス $F_{6.4keV}$ photons s^{-1} cm^{-2} を使うと、式5.2の左辺 ($N_H \frac{\Omega}{4\pi} Ab_{Fe}$) の値はそれぞれのX線星について、表5.1になる。

	A1742-294	1E1740.7-2942	1E1743.1-2843
$L_{2-10keV}$ erg s^{-1}	3×10^{36}	3×10^{36}	2×10^{36}
powerlaw index	1.57	1.46	2.09
position	$\frac{\Omega}{4\pi}$ N_H Ab_{Fe} cm^{-2}	$\frac{\Omega}{4\pi}$ N_H Ab_{Fe} cm^{-2}	$\frac{\Omega}{4\pi}$ N_H Ab_{Fe} cm^{-2}
0	3.4×10^{23}	3.4×10^{23}	6.2×10^{23}
1	7.6×10^{22}	7.5×10^{22}	1.4×10^{23}
2	3.4×10^{23}	3.4×10^{23}	6.2×10^{23}
3	1.6×10^{23}	1.6×10^{23}	2.9×10^{23}
4	5.3×10^{22}	5.3×10^{22}	9.7×10^{22}
5	1.2×10^{23}	1.2×10^{23}	2.2×10^{23}
6	9.6×10^{22}	9.4×10^{22}	1.7×10^{23}
7	5.4×10^{22}	5.3×10^{22}	9.7×10^{22}

表 5.1: 散乱体に必要な $N_H \frac{\Omega}{4\pi} Ab_{Fe}$ の値。

$\frac{\Omega}{4\pi}$ N_H Ab_{Fe} から、散乱に必要な柱密度 N_H だけをとり出すために以下の仮定をした。Ab_{Fe} は、宇宙組成と桁で変わるとは考えにくいので、$Ab_{Fe} = 1$ とする。$\frac{\Omega}{4\pi}$ は、散乱体(領域0-7)を視線方向に無限の高さの四角柱を仮定した時最大値を与える。例えば、A1742-294 に対する領域4の $\frac{\Omega}{4\pi}$ は、最大0.25(図4.3)。宇宙組成を仮定し、$\frac{\Omega}{4\pi}$ の最大値を代入すると、必要な水素の柱密度の最小値を求めることができる。これを観測領域毎に計算すると、表5.1.2になる。

	A1742-294	1E1740.7-2942	1E1743.1-2843
position	N_H(最小値)	N_H(最小値)	N_H(最小値)
0	3.4×10^{24}	4.3×10^{24}	2.5×10^{24}
1	1.3×10^{24}	1.3×10^{24}	5.6×10^{23}
2	5.7×10^{24}	6.8×10^{24}	2.5×10^{24}
3	1.6×10^{24}	2.9×10^{24}	1.2×10^{24}
4	2.1×10^{23}	6.6×10^{23}	9.7×10^{23}
5	6.0×10^{23}	1.2×10^{24}	2.2×10^{24}
6	9.6×10^{23}	4.8×10^{23}	2.1×10^{25}
7	6.8×10^{23}	5.9×10^{23}	9.7×10^{23}

表 5.2: 散乱体に必要な N_H の最大値。10^{24} cm^{-2} を越えた結果は正しくないが、いずれの領域も $N_H \geq 10^{24}$ cm^{-2} 必要であることを意味している。

表5.1.2ではもともと $N_H \leq 10^{24}$ cm^{-2} のときの近似式5.1.1を用いたので、10^{24} cm^{-2} を越えた結果は正しくなく、$N_H \geq 10^{24}$ cm^{-2} 必要であることを意味していることになる。6.4 keV line が3つの明るいX線源によるならば、最少でも表5.1.2の柱密度が必要になり、銀河中心で観測されたどのX線星の吸収量 $N_H \leq 2\times10^{23}$ cm^{-2} をも越える星間物質が分布しているか鉄が宇宙組成より数倍以上上回っていなければならない。どちらにしろ、既存のX線源だけで説明するのは不自然になる。もっと明るいX線源が隠れているかもしくは昔明るく輝いていたのかもしれない。

5.2 巨大高温プラズマの起源

プラズマは、至るところで 10keV という高温成分が必要なことがわかった。これを基にプラズマの起源について考察する。個々の弱いX線源の重ね合わせと、真に広がったX線放射の場合の2通りを考える。

5.2.1 A: 点源の集まり

広がった高温プラズマの原因を個々の弱いX線源の重ね合わせで説明できないか考えてみる。

プラズマの分布

プラズマは、SgrA に中心集中し、また銀河面に近いほど強度が強くなっていた。赤外線の観測によると、星（恒星、巨星）は銀河面に主に分布し、銀河中心 SgrA に集中している。個々の弱いX線源も、同じように銀河面に主に分布し、銀河中心 SgrA に集中していることが推察される。分布は、点源の集まりであるとすると定性的には説明できる。

プラズマのスペクトル

強い H-like の鉄輝線が観測されたことから、少なくとも約10keV の高温プラズマが観測されている弱い天体が候補になる。この条件を満たす天体に、激変星（Cataclysmic Valianles）がある。明るさは $L_{2-10keV} \sim 10^{31} - 10^{33}$ ergs s^{-1} 程度である。あすかの結果によると観測領域全体で、$L_{2-10keV} = 2\times10^{37}$ ergs s^{-1} になるので、銀河中心 $1^\circ \times 1^\circ$ に、約10^4 個以上激変星が存在することになる。ただし、最近のあすかの激変星の観測では、強いシリコン、硫黄の He-like の強い輝線が検出されていない (Ishida et al. 1994, Mukai et al. 1994)。銀河中心のプラズマ放射をすべて激変星で説明することは不可能である。

銀河中心のプラズマを個々の弱いX線源の重ね合わせだとすると、いくつかの種類のX線天体の複雑な重ね合わせが必要になる。

5.2.2 真に広がった Hot gas

広がった高温プラズマの原因を真に広がった hot gas で説明できないか考えてみる。銀河系内の広がった hot gas には、超新星残骸と若い大質量星の観測されている星形成領域がある。以下ではこの2つの可能性を探る。

5.2.3 B: 超新星残骸

エネルギー的な比較

超新星残骸の爆風の速度は、$(5-10)\times10^3$ km s^{-1} にもなる。この運動エネルギーの大部分を熱化すると、

$$\frac{1}{2}m_p v^2 \sim 3kT$$

より、エネルギー的には 10 keV 以上の温度のプラズマを作ることができる。
表 4.3よりプラズマ全体の熱エネルギー E_{total} は、

$$E_{total}(kT\sim 1keV) = 5.1\times10^{52}\ ergs$$
$$E_{total}(kT\sim 10keV) = 3.8\times10^{53}\ ergs$$

と計算される。超新星残骸では、$10^{51} ergs$ 程度の熱エネルギーを出すと推定される。従って、高温プラズマが超新星残骸起源であるとすると数百発必要になる。

X線超新星残骸との比較

超新星残骸は、X線で見ると shell 状で観測されることが多い。しかしながら銀河中心領域にはきれいな shell 状構造はない。また、温度 10 keV に達した超新星残骸は、観測例がない。最近のあすかの超新星残骸の研究では、どの超新星残骸も電離平衡でないスペクトルが得られている。このスペクトル中には、電離度の比較的低いイオンの輝線が受かる。単なる超新星残骸の重ね合わせだけでは鉄の H-like K-line を説明できない。

電波超新星残骸との比較

電波観測で超新星残骸であると予想されているソースが SgrA-East がある。しかし対応するX線ピークはない。超新星残骸が原因だとしても、1つ1つの超新星残骸の視線上の単なる重ね合わせだけでは説明するのはむずかしい。

5.2.4 C: 若い大質量星（早期型星）

最近の天文学の進歩の1つに銀河中心からの輝線星（emission line star）の数々の発見があげられる。SgrA* から数秒離れた場所に IRS16 と呼ばれる He$_I$ 輝線星の塊を形成している。また、そこから 10”(0.4pc) 以内にさらに9つの He$_I$ 輝線星が観測されている (Krabbe et al. 1991)。輝線星の輝線からは、$500\sim1000$ km s^{-1} 程度のドップラー幅が観測され、早期型星に分類されている。早期型星の生まれている星形成領域では、しばしば広がった数 keV の hot gas が見つかっている。原因としては高速の星風が熱化されたことが考えられる。しかし、$\sim$ 1000 km s^{-1} の粒子を効率良く熱化しても $kT_e\sim0.5$ keV 程度にしかならない。エネルギー的には足りない。もし、早期型星が原因ならば、さらにドップラー幅の広い天体（WR 星など）が数多く新たに発見される必要がある。

5.3 高温プラズマの物理状態

どの観測領域も約 1keV と 10 keV の高温プラズマで fitting できた。高温プラズマが真に広がったものであると仮定し、fitting により得られた値を使ってプラズマ診断を行なう。

5.3.1 プラズマパラメーター

プラズマの明るさから emission measure $\int_V n_e^2 dV$ が求められる。$1^\circ\times1^\circ$ の $\int_V n_e^2 dV$ は、

$$\int_V n_e^2 dV\ (\mathrm{kT{=}1keV}) = 2.9\times10^{60}\ cm^{-3}$$
$$\int_V n_e^2 dV\ (\mathrm{kT{=}10keV}) = 1.2\times10^{60}\ cm^{-3}$$

強度が中心ほど強いことから、プラズマは中心集中してると思われる。そこで、これらの放射が半径 75pc(30’) の球から出ているとすると、電子密度は、

$$n_{e(1keV)} = 0.21\ cm^{-3}$$
$$n_{e(10keV)} = 0.15\ cm^{-3}$$

全体の熱エネルギー E_{total} は、

$$E_{total} = 3n_e kTV$$

で表されるので、

$$E_{total}(1keV) = 5.1 \times 10^{52}\ ergs$$
$$E_{total}(10keV) = 3.8 \times 10^{53}\ ergs$$

が得られる。

5.3.2 プラズマタイムスケール

高温プラズマは、自由電子と電離されたイオンからなる。高温プラズマが衝撃波によって加熱されたとすると次の特徴的なタイムスケールが与えられる。

電子が熱平衡に達するタイムスケール

電子どうしが平衡に達するタイムスケールである。電子温度を $T_e(keV)$、密度を $n_e(cm^{-3})$ として

$$t_{e-e} = 1.5{\times}10^{10}(T_e)^{\frac{3}{2}}(n_e ln\ \Lambda)^{-1}\ (\mathrm{sec})$$

ここで、$ln\ \Lambda$ は、Coulomb logalithm で、X線放射領域では、

$$ln\ \Lambda = 31.7 + ln\ (T_e n_e{}^{-\frac{1}{2}})$$

と近似される。(Spitzer 1962)

電離平衡に達するタイムスケール

電離平衡とはあるプラズマ中のイオンの電離状態と電子温度 (T_e) が平衡になることを示す。水素、ヘリウムが加熱直後から電離されていると仮定すると、電子密度は時間によって一定であるとみなせる。また、電離平衡に達するまで電子温度 T_e が一定であるとすると、電離平衡になるタイムスケール t_{ion} は、近似的に、

$$t_{ion} \sim 10^{12}\ n_e\ {}^{-1}\ (sec)$$

と表すことができる。

放射冷却が効くようになるタイムスケール

プラズマは、電子・イオンクーロン相互作用による連続X線、及び、核内電子の原子準位の遷移による輝線の形で放射冷却する。
$T_e = 0.01 \sim 1keV$ では、後者が支配的で、

$$t_{cooling} = 4.9 \times 10^{14} T_e^2 n_e^{-1}(sec)$$

$T_e > 1keV$ では、前者が支配的で、

$$t_{cooling} = 5.7 \times 10^{14} T_e^{\frac{1}{2}} n_e^{-1}(sec)$$

で近似される。(Masai 1989)

銀河中心のプラズマタイムスケール

これらのプラズマタイムスケールを4.4.4章で求めたプラズマパラメーターを使って銀河中心に適用してみる。
4.4.4章より、$T_e = 10$ keV, $n_e = 0.1cm^{-3}$ のプラズマを考えると、

$$t_{e-e}(10keV) = 4\times10^3(\mathrm{yr})$$
$$t_{ion}(10keV) = 3\times10^5(\mathrm{yr})$$
$$t_{cooling}(10keV) = 6\times10^9(\mathrm{yr})$$

同様に、$T_e = 1$ keV, $n_e = 0.1cm^{-3}$ のプラズマを考えると 、

$$t_{e-e}(1keV) = 3\times10^2(\mathrm{yr})$$
$$t_{ion}(1keV) = 3\times10^5(\mathrm{yr})$$
$$t_{cooling}(1keV) = 2\times10^8(\mathrm{yr})$$

まず、温度の違う 2 つのプラズマ（ここでは、 10keV と 1keV を考える。）についてタイムスケールを比較してみよう。電子温度については、高温成分でも $\sim 4\times10^3$(yr) で一定になる。一方電離平衡になるには、3×10^5(yr) 待たなければならない。

温度 kT のプラズマの音速 C_s cm s^{-1} は、次の式で与えられる。

$$C_s = \sqrt{\gamma\frac{kT}{\mu m_H}}$$

γ は、単原子理想気体を仮定するので、1.4
μ は水素に対する完全電離プラズマの換算質量比 0.60(Allen 1973)
m_H は水素の質量 (1.673×10^{-24} g)

よって

$$kT = 10keV\text{では } C_s(10keV) = 1.6\times10^3(km\ s^{-1})$$
$$kT = 1keV\text{では } C_s(1keV) = 5.2\times10^2(km\ s^{-1})$$

高温プラズマが低温成分、高温成分とも至るところで観測されていることから銀河中心のプラズマは少なくとも観測領域全体に伝搬していると考えられる。SgrA から SgrB2 までの距離は、約100 pc になるので、プラズマが伝搬するタイムスケール $t_{dynamical}$ は、

$$t_{dynamical} \geq \frac{100pc}{C_s}$$

で与えられる。よって、

$$t_{dynamical}(10keV) \geq 6\times10^4(yr)$$
$$t_{dynamical}(1keV) \geq 2\times10^5(yr)$$

表5.3にまとめる。

	kT=10 keV	kT=1 keV
t_{e-e}(yr)	4×10^3	3×10^2
$t_{dynamical}$(yr)	$\geq6\times10^4$	$\geq2\times10^5$
t_{ion}(yr)	3×10^5	3×10^5
$t_{cooling}$(yr)	6×10^9	2×10^8

表 5.3: 広がった高温プラズマの各種タイムスケール。

低温成分、高温成分に関わらず、

$$t_{e-e} \ll t_{dynamical} \sim t_{ion} \ll t_{cooling}$$

になる。$t_{dynamical} \ll t_{cooling}$ なので、プラズマは伝搬する間に放射冷却されることはない。これは、どの領域も同じような温度のプラズマで説明できたことと一致している。$t_{dynamical} \sim t_{ion}$ なので、電離平衡の仮定はそれほど悪くないと考えられる。一方、$t_{e-e} \ll t_{dynamical}$ なので、電子は熱平衡に達しているかもしれない。温度が 10 倍も違う 2 成分の温度の電離平衡プラズマ中で、電子が熱平衡に達しているのだろうか？

5.4 銀河中心核 SgrA

以下では、銀河中心の高エネルギー現象に迫る。

5.4.1 巨大プラズマに対する中心核の寄与

プラズマは、低温成分も高温成分も SgrA* に中心集中していた。そこでこれらのプラズマが主に中心で作られたと考えるのも自然な解である。Genzel et al. 1994 や Yamauchi et al. 1990 により 10 keV にもなる高温プラズマは重力的に束縛できないことが予想されている。中心からプラズマが供給されていると考えると、拡散は、膨張することと同じになる。この場合、中心から離れるにしたがって温度は下がることが予想される。しかし実際にはどの領域でも温度が一定である。中心からプラズマが膨張し銀河中心領域全体に高温プラズマを供給しているとするならば、中心で常にエネルギーを供給していなければならない。

5.4.2 6.4 keV line に対する中心核の寄与

前章でどの領域も既存のX線星の寄与では説明しにくいことが判明した。そこで、他の明るいX線源がどこかにあると考えてみる。系外銀河の中心核を参考にして、その場所を仮定しさらなる考察を行なう。

他の銀河の中心で観測される 6.4 keV 輝線との類似性

実は、6.4 keV line が他の銀河中心核でしばしば見つかっている。そのような銀河核は、活動銀河核と呼ばれ、そこでは太陽質量をはるかに凌ぐ大質量ブラックホールが存在し、そこに物質の降着が起き太陽の最大輝度を越えるX線を放射していると考えられている。特に、"II 型活動的銀河中心核 (Type II AGN)" と呼ばれるものからは、等価幅が 1keV にもなる 6.4 keV line が観測されている。大質量ブラックホールに落ち込む物質から放射された強いX線が周りの濃い分子雲（トーラス）で散乱され、その結果 6.4 keV line が観測されると考えられるためである。銀河中心と Type II AGN との類似性に着目し、銀河中心 SgrA* に明るいX線源を仮想し 6.4 keV 輝線を説明するのに必要な明るさを見積もってみる。

中心核 SgrA* の model

Type II AGN の系統的なX線観測がぎんが衛星により行なわれた。その結果、連続X線は平均的に約 powerlaw index $\sim$ 1.7 の powerlaw で表すことができることがわかった (Awaki 1990)。この成果に従い、銀河中心 SgrA* のエネルギースペクトル $A'E^{-\alpha}$ photons s^{-1} cm^{-2} keV^{-1} を、

$$\text{SgrA*} \ : \ A'E^{-1.7} \text{ photons s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ keV}^{-1}$$

と仮定する。

SgrB2 cloud から見積もる中心核 SgrA* に必要な明るさ

5.1章では、Ab_{Fe} に、宇宙組成を仮定しても、散乱体の $\frac{\Omega}{4\pi}$ と N_H に不定性があった。この不定性を取り除くために SgrB2 cloud を使ってさらに考察を進める。なぜなら、SgrB2 cloud は、多波長の観測から
(1) 距離が良くわかっている。(7.1 $\pm$ 1.2 kpc) (Genzel and Townes 1987 reference therein)
(2) 分子雲の質量 ($\sim 2 \times 10^6$ $M_\odot$)、大きさなどが見積もられている。(Lis & Carlstrom 1994)
(1) は、銀河中心とほぼ等距離にあることを意味し、(2) から、中心核 SgrA* から見込む立体角と、散乱体密度を導くことができる。散乱体の $\frac{\Omega}{4\pi}$ と N_H から大きな不定性を取り除くことができる利点があるのである。SgrB2 cloud が 1辺 16pc の立方体とし、宇宙組成を仮定すると、分子雲を平均した数密度 n_{SgrB2} は、

$$n_{SgrB2} = \frac{2 \times 10^6 M_\odot}{(16pc)^3 \times \mu \times m_p g} \sim 1 \times 10^4 cm^{-3}$$

ここで、μ は、平均分子量と呼ばれる量で分子雲では 1.6 ぐらいになる。m_p は、水素の質量である。宇宙組成を仮定すると、水素の柱密度 $N_{H(SgrB2)}$ は、

$$N_{H(SgrB2)}{}^{2} = 0.735 \times n_{SgrB2} \times 16pc = 4 \times 10^{23} Hcm^{-2}$$

ここで、0.735 は、水素の相対組成比である。また、SgrA* からの立体角 Ω は、

$$\frac{\Omega}{4\pi} \sim 2 \times 10^{-3}$$

となる。6.4 keV line の強度 $F_{(6.4keV)}$ として、SgrB2 の 6.4keV line のピークを含む半径約 3.5′ の領域から受かった強度を式5.1.1に代入すると、

$$F_{(6.4keV)} \simeq 0.34 \times \frac{\Omega}{4\pi} \times N_H \times 3 \times 10^{-5} \times Ab_{Fe} \times A' \times 6.00 \times 10^{-18} \int_{7keV}^{20keV} E^{-\alpha-2.58} dE$$

$$1.7 \times 10^{-4} \simeq 0.34 \times 2 \times 10^{-3} \times 4 \times 10^{23} \times 3 \times 10^{-5} \times 1 \times A' \times 6.00 \times 10^{-18} \int_{7keV}^{20keV} E^{-1.7-2.58} dE$$

$$\therefore \text{A'} \sim 69$$

これを明るさに直すと、

$$L_{2-10keV} \text{ at SgrA*} \sim 2 \times 10^{39}\ ergs\ s^{-1}$$

になる。

明るいX線源の質量

質量M の天体の最大輝度 L_E は、

$$L_E = 1.5 \times 10^{38} (\tfrac{M_\odot}{M})(\tfrac{1.7}{1+X}) g \text{ (ergs s}^{-1}\text{)}$$

$$g = (1 - \frac{2GM}{r_0 c^2})^{\frac{1}{2}}$$

と表されることが知られている。ここで、X は、ヘリウムの質量存在比。g は重力による相対論的効果を表す係数で、普通の星では 1 だが中性子星の表面では 0.6~0.8 になる。

よって、宇宙組成 (X=0.7) を仮定し中性子星の質量 (1.4 $M_\odot$) の最大輝度 L_E を導くことができ、

$$L_E(\text{中性子星}) = 2.1 \times 10^{38} \text{ ergs s}^{-1}$$

となる。

SgrA* の bolometric luminosity は、

$$L_{bolometric} \text{ at SgrA*} \gg L_{2-10keV} \text{ at SgrA*} \sim 10^{39}\ ergs\ s^{-1}$$

になる。

以上のように、SgrA* に位置する単一の天体で SgrB2 の 6.4 keV line を説明するには、中性子星よりも重い質量を持たなければならない。

[2] この値は分子雲を平均しているため光学的に厚くないが、分子雲の密度は中心ほど濃くなっているので、分子雲の真ん中の方では光学的に厚くなっているかもしれない。しかし、今回は簡単のため平均的な密度を用い、光学的に薄いと仮定する。

銀河中心に大質量ブラックホールはいるのかいないのか

いままでの銀河中心の観測により
(1) 約 10^6 $M_\odot$ の質量が中心 約 0.1 パーセクに集中している。
(2) ほぼその回転中心に非熱的電波源 SgrA* が観測されている。

(1) は、小さな領域に大量の物質があることから大質量ブラックホールの存在が予想される。また、(2) は、その存在場所として SgrA* が有力であることを意味する。

それに加えて、今回の考察から、
(3) SgrB2 cloud から等価幅 1keV にもなる 6.4 keV 輝線が観測されている。中心核に Super Eddington source ($L_{2-10keV} \gg 10^{39}\ ergs\ s^{-1}$) があるとすると SgrB2 で観測された 6.4 keV line を説明することができる。
これは、(1)(2) と同じく大質量ブラックホールの存在を示す新たな証拠になりうる。

一方、観測事実として、
(4)SgrA* に中性子星の Eddington limit を越えるX線源は観測されていない。
また、
(5) SgrB2 cloud は、SgrA* から横方向に約 40′(約 300 光年) 離れている。

(3) が正しいとすると、今回の観測で明るく検出されるはずである。これは、(4) と明かに矛盾しているように見える。この矛盾の解決案として、(1)-(5) をすべて説明するには、
（A）大質量ブラックホールが視線方向の厚い物質により吸収されている。
（B）大質量ブラックホールは、昔明るかったが、現在暗くなってしまった。
の２つのシナリオを考えることができる。
（A）と良く似た観測結果が、II 型活動銀河核で数多く得られている (Awaki 1990)。あすかで検出できなくなるために必要な厚い物質の柱密度を求めると、$N_H \geq 5 \times 10^{24}\ ergs\ s^{-1}$ になる。しかしながら、このような濃い分子雲は観測されていない。かなりコンパクトな吸収体でなければならない。
（B）について、多くの活動銀河核では、しばしば時間変動が観測されている (例 Iwasawa et al. 1994) 。SgrA と SgrB2 cloud の距離は、約 300 光年である。約 300 年前は銀河中心核は明るかったのかもしれない。

典型的な活動銀河核は、10^{40} ergs s^{-1} を軽く越えるX線強度が観測されている。6.4 keV 輝線の原因が大質量ブラックホールであったとしても活動銀河核としてはかなり暗い。

高温プラズマと大質量ブラックホール

SgrA* から検出されたプラズマの明るさから emission measure $\int_V n_e^2 dV$ が求められる。X線源として、半径 1′ のプラズマ球を考えると $\int_V n_e^2 dV$ は、

$$\int_V n_e^2 dV \text{ (kT=0.5keV)} = 0.4 \times 10^{60} cm^{-3}$$
$$\int_V n_e^2 dV \text{ (kT=8.5keV)} = 3.9 \times 10^{58} cm^{-3}$$

$$n_{e(1keV)} = 5 \times 10^1 cm^{-3}$$
$$n_{e(10keV)} = 2 \times 10^1 cm^{-3}$$

全体の熱エネルギー E_{total} は、

$$E_{total}(0.5keV) = 1 \times 10^{50} ergs$$
$$E_{total}(8.5keV) = 8 \times 10^{50} ergs$$

となり、超新星残骸約 1 個分に相当する。また、プレッシャー P は、高温プラズマでは、

$$P \sim 2 n_e kT$$

で与えられ、

$$P(0.5keV) = 2 \times 10^{-8} \text{ g s}^{-2} \text{ cm}^{-1}$$
$$P(8.5keV) = 9 \times 10^{-8} \text{ g s}^{-2} \text{ cm}^{-1}$$

となり、P $\approx 10^{-7}$ g s^{-2} cm^{-1} の高い圧力状態にあることがわかる。

5.5 銀河中心X線放射と物質分布

銀河中心までの星間吸収

4.4.6章で、観測領域毎に2つの吸収値を使ってプラズマ診断を行なった。そのうち、大きな吸収 $N_H(2)$ を受けていない成分は、銀河中心部にある分子雲の影響をあまり受けていない成分と解釈できる。これにより、$N_H(1)$ は銀河中心部の分子雲の吸収がない時の銀河中心までの星間吸収と考えられる。 $N_H(1) \sim 3-5\times10^{22}$ cm^{-2} であったので、銀河中心までの距離 8.5 kpc で割ると、銀河中心付近までの星間密度 $N_{average}$ は、

$$N_{average} = \frac{3-5\times10^{22}\ cm^{-2}}{8.5kpc} = 1.2-2.0\ cm^{-3}$$

になる。

銀河中心領域での物質分布

Bulge 領域のスペクトルは、硬X線側（高温成分）ではほぼ対称だが、軟X線側（低温成分）では非対称になっていた (図4.20)。しかしながら、低温成分の非対称性は強度（約2倍北東側が強い）だけである。輝線の比自体に大きな差はないことから北東と南西で温度及び、明るさの違いは少ないと推定される。実際、covering fraction の差だけでスペクトルを再現できた (図4.20)。

低い吸収成分 ($N_H(1)$) はほぼ同じなので、バルジまでの吸収量が一定であると解釈できる。激しく吸収された成分 ($N_H(2)$) は、分子雲の強い吸収を受けているものと仮定すると、その覆う確率が北東と南西の軟X線領域での非対称性を生み出し、covering fraction の差となって現れていると考えられる。物質の濃い部分が、北東側では南西側より手前にあると covering fraction の差が説明できる (図5.1)。

銀河中心領域での分子雲の精力的な研究が多くの電波天文学者によりなされてきた (例： Bally et al. 1987, Bally et al. 1988, Oka et al. 1995)。 その結果、銀河中心よりちょうど北東側の領域に対応するところに、数十 $km\ s^{-1}$ で向こう側に移動している巨大分子雲が知られている (Blitz et al. 1993)。北東側の吸収が少ないことからこの分子雲は、銀河中心より向こう側にあると考えられる。

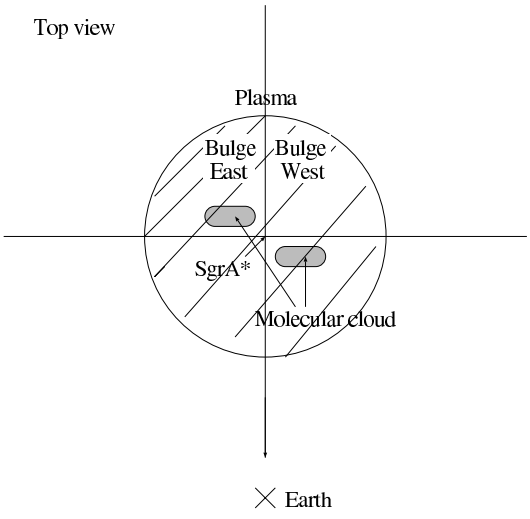


図 5.1: 高温プラズマと分子雲の分布の関係を表した摸式図。

第 6 章

まとめ

銀河中心 $1° \times 1°$ の観測行なった。また、SgrA SgrB 領域はそれぞれ 1 年後に Deep 観測を行なった。

主な成果を以下にまとめる。

• 多くの輝線を検出した。鉄 K 輝線の加え新たに高電離のシリコン、硫黄、アルゴン、カルシウムの輝線を観測領域全体から検出した。また、鉄の K 輝線は 3 種類に分離され、それぞれ、$Fe_I \sim Fe_{XVII}(6.4keV), Fe_{XXV}(He-like), Fe_{XXVI}$(H-like) に同定された。

• 高電離の輝線 Fe He-like • Fe H-like 及び Si He-like • Fe He-like の強度比 • 等価幅は観測領域全体でほぼ一定になっていた。温度 約 1keV と 約 10 keV の 2 成分のプラズマが、強度は違うものの等温 • 等元素組成で分布しているとすると高電離の輝線を定性的にうまく説明できる。実際、モデルフィッティングでも温度 約 1keV と 約 10 keV の 2 成分のプラズマと 2 成分の吸収ですべての観測領域のスペクトルを良く再現できた。

• 低電離の鉄輝線の検出により散乱の証拠を得た。この強度分布は、SgrB2 と 電波アーク付近に強く、分子雲と良い相関を示した。既存のX線源では、散乱強度を説明するのに十分な明るさではなかった。明るいX線源が中心核 SgrA にあるとすると、SgrB2 領域で得られた観測値を説明するには、中性子星の最大輝度を越える明るさのX線源が必要になる。これは、活動銀河核のシナリオと酷似している。

• 銀河中心に対して高電離の鉄輝線は対称に分布している。一方、低電離の鉄輝線及び高電離のシリコン、硫黄などの輝線は対称ではない。前者は、プラズマが中心に軸対称に分布しているとすると説明できる。後者の高電離のシリコン、硫黄などの輝線の非対称性は視線方向の吸収の違いにより再現でき、正の銀経側では吸収される率は少なく、負の銀経側では吸収される率が大きくなった。中心付近に多く存在する分子雲の幾何学的な位置関係を反映していると仮定すると、正の銀経側よりも負の銀経側の方が全体的に分子雲が少ないが手前にあることになる。

• 銀河中心 SgrA* から 2 つのX線源を検出した。南西のX線源からはX線バーストが起こり中性子星連星系と判明した。一方、北東のX線源は、電波源 SgrA* に一致し、銀河中心領域全体から観測される高電離の輝線（高温プラズマ）のピークになっていた。広がってはいるものかなり点源に近い。また、SgrB2 領域で得られた低電離の鉄輝線から推量される中心核の明るい硬X線放射は、2 回の観測とも検出されなかった。

付録 A

background と data reduction

A.1 background

あすかのバックグランドは大きく分けて、
(1) instrumental background (IBG)
(2) cosmic background (CBG)
の2つに分けられる。図 A.1に、SIS0 chip1 の夜の地球のデータをのせる。夜の地球からのX線は無視できると考え、このスペクトルは純粋に検出器内での雑音によると解釈する。図 A.2に、明るいX線源のない領域 (blank sky) の spectrum を載せる。IBG よりも有意に excess がある。この excess は、検出器起源だけでは説明できない宇宙起源の background 成分である。これら宇宙起源の background は、
(A) 銀河系で放射されたX線 (Galactic Background)
(B) 銀河系外で放射されたX線 (Extragalactic background)
の2つにわけることができる。(A) は軟X線領域 (〜1keV) で、(B) は硬X線 (1keV 〜 10 keV) で支配的になっている (Keith et al. 1995)。また、(B) は過去の研究の成果により、だいたい等方的に分布していることがわかってきた。

まとめると SIS の blank sky のバックグランドは、
<0.6 keV : instrumental background (Hot/Flickerling pixel、光洩れ)
1keV 前後 : cosmic background (galactic)
2keV 〜 6 keV : cosmic background (extragalactic)
> 6 keV : instrumental background
がそれぞれ支配的になっている。

A.1.1 background の適用

我々太陽系は銀河系円盤上に位置し、銀河中心はその中心に位置する。銀河円盤上には、星間物質も多く分布している。銀河中心近くで放射された光はこれらの星間物質により、強い吸収を受ける ($N_H > 10^{22}$ cm s^{-2})。よって、
(1) blank sky よりも Galactic background 成分が多いかもしれない。
(2) blank sky よりも extragalactic な cosmic background 成分は、吸収を受け軟X線領域で強度が減少する。
の2つが予想される。これらから、利用するスペクトルのエネルギー範囲とバックグランドを評価する。

軟X線成分は吸収のため銀河中心からのX線は強く減光され、不定性の大きな Galactic background の寄与が大きくなる。そこで、S/N が十分でないという見地から、1.5 keV 以下は、spectrum fitting には、用いないことにした。

IBG

IBG は、他の観測・他のチップとの違いがないと仮定し、Keith さんから頂いた SOC1 の instrumental background を用いた。

CBG

blank sky のスペクトルは、1.5 keV 以上では cosmic background (extragalactic) が支配的であると仮定すると、CBG は銀河面の吸収を受けているはずので、

$$\text{CBG} = \text{（銀河面の吸収）} \times (\text{Blank sky - IBG})$$

と表すことができる。NASA から公開された blank sky の spectrum から、instrumental background を引いたものを bremss で fitting したところ、kT $\sim$ 14 keV になった。そこでこれに吸収を加えて CBG とした。この吸収は、2 成分プラズマモデル 4.4.6の wabs1 の値を用いた。

IBG + CBG

最終的には background は、IBG + wabs (CXB) とした。なお、instrumental background には、Ni-Kα line(7.47 keV) があり、blank sky の Ni-Kα line をうまく再現していない (図 A.1)。そこで、Ni-Kα line に対応する gaussian model を加え、補正を加えている。結果としては、CXB はまったく観測量には影響を与えず、IBG だけが多少の影響を与えるだけであった。

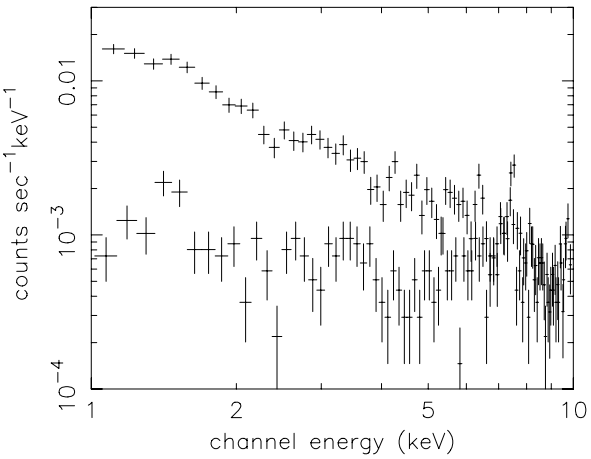


図 A.1: 強度が強い方が Blank sky のスペクトル。弱い方が Internal background のスペクトル。6 keV 以上では、internal background が支配的になっている。7.4 keV 付近に見られるのが、Ni の輝線。6.4 keV に見られるのは、Fe の輝線。Fe の輝線は、銀河中心で観測されるものより 1 桁以上弱い。6 keV 以下で、CBG が効いてくる。

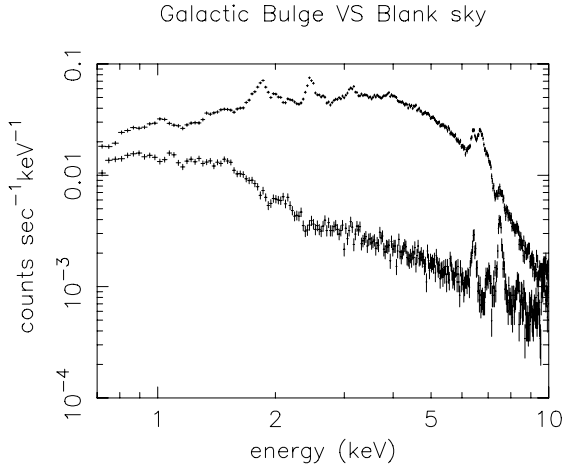


図 A.2: 強度が強い方が銀河中心の広がった成分のスペクトル。弱い方が Blank Sky のスペクトル。

謝辞

本研究にあたり、大変多くの方からご援助を賜わりました。

銀河中心の観測計画の発案者でもある指導教官の小山勝二教授には、研究遂行のため一貫して多大な御指導を頂きました。

ドイツの田中靖郎教授には、本研究の核となる「あすか」プロジェクトの総責任者としてその実現に御尽力され、自分に研究の機会を与えて頂いただけでなく、たびたび解析の方向性や議論など多くのことに御助言を頂きました。

銀河中心のX線分光による研究の先駆者である岩手大学の山内茂雄先生には、たびたび的確なアドバイスを頂きました。

東京大学の長谷川哲夫助教授には、電波などの銀河中心の観測結果について丁寧に指導して頂きました。

研究会などの機会があるたびに「あすか」チームの方々から様々な御指導、御意見を頂きました。

宇宙線研究室の皆様には、いろいろなことをお世話になりました。

舞原俊憲助教授には、研究の視野を広げるお話を聞かせて頂きました。長田哲也助手、NROの小林尚人研究員には、銀河中心の多波長の観測結果などについて丁寧に指導して頂きました。粟木久光、鶴剛両助手には、X線検出の原理からコンピューターの動かし方まで御指導を頂きました。田沢雄二さん、寒川尚人さん、岩室史英さん、上野史郎さん、杉山光児さん、冨田和学さん、大屋真さん、尾崎正伸さん、塚本宏之さん、林一蔵さん、今西昌人さん、松本浩典さん、後藤亮治さん、坪井陽子さん、寺田宏さん、冨田洋さんには、ワークステーションのログインの仕方からハンダの付け方までいろいろなことを教えて頂きました。

最後になりましたが、宇宙研の薗部敬さんには、解析や議論について多くのアドバイスを頂きました。彼と共に大学院生の立場から銀河中心の解明に取り組めたことを感謝し、また誇りに思います。

「あすか」の製作、打ち上げ、運用、データ解析ソフトの開発等、「あすか」プロジェクトに携わったすべての方々に感謝致します。

参考文献

Allen,C.W. 1973 Astrophysical Quantities Awaki,H. 1990 Doctor thesis
Bally,J. *et al.* 1987 *APJS*,65,13
Bally,J. *et al.* 1988 *APJ*,324,223
Bally,J., Leventhal,M. 1991 *Nature*,353,234
Blitz,L. *et al.* 1993 *Nature*,361,417
Bouchet,L.,*et al.* 1991 *ApJ*,383,L45
Brown,R.L, Liszt,H.S. 1984 *Annu.Rev.Astron.Astrophys*,22,223
Eyles,C.J. *et al.* 1975 *Nature*,257,290
Gendreau,K.C *et al. ApJ* submitted 1995
Genzel,R., Townes,C.H. 1987, *Annu.Rev.Astron.Astrophys.*25,377
Genzel,R., Hokkenbach,D., Townes,C.H. *Rep.Prog.Phys*, 57, 417
Hertz,P., Grindlay,J.E. 1984, *ApJ*, 278,137
Henke,B,L. *et al* 1982, *ATOMIC DATA AND NUCLEAR DATA TABLES*,27
Ishida,M., Mukai,K., Osborne,J.P. 1994, *PASJ*,46,L81
Iwasawa,K. et al. 1994 *PASJ*,46,L167
Kawai,N. *et al.* 1988 *ApJ*,330,130
Koyama,K. *et al.* 1989 *Nature*,339,603
Koyama,K. *et al.* 1990 *PASJ*,42,L1
Koyama,K. *et al.* 1994 *PASJ*,46,L93
Krabbe,A. et al. 1991 *APJ*,1991,L19
Lis,D.C., Carlstrom,J.E.1994,*ApJ*,424,189
Makishima,K 1993, *ASCA News*,1,6
Markevitch M., Sunyaef R.A., Pavlinsky M., 1993 *Nature*,364,40
Masai,K. 1989,The study of nuclear physics,61,No1,17
Mewe,R. *et al.* 1985. *Astron.Astrophys.Suppl.Series*,62,197
Morison,R. & McCammon,D. APJ, 270,119,1983
Mukai,K., Ishida,M., Osborne,J.P. 1994, *PASJ*,46,L81
Nagase,F. *et al.* 1994,*ApJ*,436,L1
Oka,T *et al.* 1995 *APJ* submitted
Oort,J.H. 1977, *Annu.Rev.Astron.Astrophys*,15,295
Predehl,P., Trümper,T. 1994,*Astron.Astrophys*,290,L29
Pavlinsky,M,N., Grebenev,S,A., Sunyaev,R,A. 1994 *ApJ*,425,110
Raid,M.J. et al. 1987 *IAU Symp. No.115*
Raymond,J.C., Smith B.W. 1977, *ApJS* 35,419
Ricker,G.R. 1993, *ASCA News*,1,7
Serlemitsos,P.J., Kunieda,H. 1993, *ASCA News*,1,9
Skinner,G.K *et al.* 1987,*Nature*,330,544
Spizer,L. 1962,*Physics of fully Ionized Gases* (New York: interscience)
Sunyaev,R.A.,*et al.* 1991a *Sov.Astron.Lett*,17,42
Sunyaev,R.A.,*et al.* 1991b *ApJ*,383,L49
Sunyaev,R.A.,Markevitch M., Pavlinsky M., 1993 *ApJ*,407,606
Takeshima,T. 1989, Master thesis by Japanese
Tanaka,Y., Inoue,H., Holt,S.S. 1994, *PASJ*,46,L37
Tsuboi,M. 1993, *KAGAKU*,63,113
Watson,M.G. *et al.* 1981 *ApJ*,250,142
Yamauchi,S. *et al.* 1990 *ApJ*,365,532
Yamauchi,S., Koyama,K 1993 *ApJ*,404,620