X線天文衛星「すざく」による
楕円銀河NGC4636の重元素分布の研究

広島大学 理学部 物理科学科
高エネルギー宇宙·素粒子実験研究室
B044122　林 克洋
主査 深沢 泰司　副査 高畠 敏郎

2008年2月8日

概 要

NGC4636 はX線で明るい楕円銀河で、その内部に高温のプラズマ状態の星間ガス (ISM: interstellar medium) をもつ。ガス内には、銀河内の星から放出された重元素が多く閉じ込められている。もし他のX線で明るい楕円銀河とその重元素分布が同じであれば、楕円銀河の重元素生成史、さらには星の生成史を統一的に理解できる可能性がある。

本研究では、日本のX線天文衛星「すざく」を用いてNGC4636の10' 以内のスペクトル解析をし、その温度分布、重元素分布の作成を行った。その際オフセット観測領域の解析を通じて、バックグラウンドとなる宇宙からのX線放射と荷電粒子の寄与を正しく見積った。その結果、NGC4636では温度は中心から外側へ上昇していること、O、Mg、Si、Feの重元素アバンダンスはどれも4' を境に内側が外側に比べ1 ~ 2倍程度大きく、さらに外側はほぼ一定に広がっていることが分かった。またFeに対する各重元素の割合を求めたところ、O/Feは約0.7、Si/Feは約1.3で半径に関わらず平均的な分布となった。Si/Feの結果は、FeとSiが同じ重元素合成過程を踏まえて広がっていることを裏付けている。またO/Feの値とその分布からは、OとFeがII型とIa型超新星爆発両方の混ざりあわせで拡散していることが分かった。またNGC4636と同様にX線で明るい別の楕円銀河NGC1399との比較を行ったところ、両者でその重元素量はほぼ一致し、O/Feも等しくなっていることから、これらの楕円銀河が同じような星生成過程を経ていることが示唆された。その他にも中心部での共鳴散乱による吸収線を確認し、光学的厚さの見積りを行った結果、その値が8程度になり、中心部が光学的に厚く散乱が起きやすい状態であることを確かめた。

目 次

第 1 章　序論 **6**

第 2 章　楕円銀河とその X 線観測 **7**
2.1　楕円銀河の性質 7
2.2　楕円銀河の化学進化 7
2.3　楕円銀河の X 線放射機構 10

第 3 章　X 線天文衛星「すざく」 **12**
3.1　すざく衛星の概要 12
3.2　X 線望遠鏡 XRT 13
3.2.1　有効面積 14
3.2.2　Point spread function (PSF) 14
3.3　X 線検出器 CCD カメラ XIS 15
3.3.1　検出原理 16
3.3.2　Event Grade 16
3.3.3　エネルギー分解能 17
3.4　すざく衛星を用いる意義 18

第 4 章　解析方法 **20**
4.1　解析に用いたデータと解析領域 20
4.2　スペクトル解析 22
4.2.1　モデルスペクトル 22
4.2.2　レスポンス関数と χ^2 検定 24
4.3　バックグラウンドの評価 29
4.3.1　Non X-ray Background (NXB) 29
4.3.2　Cosmic X-ray Background (CXB) 29
4.3.3　Galactic X-ray Background (GXB) 33

第 5 章　解析結果 **36**
5.1　スペクトルと温度、アバンダンスの半径分布 36
5.2　2 温度モデル 41
5.3　共鳴散乱の解析 41

第 6 章　考察 **52**
6.1　「すざく」XIS による NGC1399 の観測結果との比較 52
6.2　中心部での共鳴散乱の光学的厚さの見積り 58
6.3　まとめと今後 59

図 目 次

2.1 普通銀河の外装 : 左から楕円銀河、渦巻銀河、棒状銀河 7
2.2 p-p 連鎖の進行図 8
2.3 CNO サイクルの進行図 8
2.4 核反応による星の重元素成分の変化 10

3.1 すざく衛星 12
3.2 すざく衛星の概観 12
3.3 XRT の外観 13
3.4 Chandra 衛星搭載 Wolter-I type 望遠鏡 13
3.5 XRT の入射エネルギーと有効面積の関係 14
3.6 XRT-I の入射角度と有効面積の関係 14
3.7 XIS0 によるはくちょう座 SS 型変光星の点源イメージ 15
3.8 XRT-I0 の PSF 15
3.9 XRT-I の EEF 15
3.10 XIS の外観 17
3.11 3×3pixel の分類方法 17
3.12 XIS のエネルギー分解能 18
3.13 酸素 (0.7keV) の輝線スペクトル 19

4.1 NGC4636 の X 線イメージとその解析領域 20
4.2 すざく衛星軌道上の COR マップ (JAXA) 21
4.3 X 線検出の模式図 26
4.4 NGC4636 の ARF 情報 28
4.5 NXB のスペクトル 30
4.6 CXB の ARF 情報 31
4.7 NGC4636-GALACTIC のスペクトルフィッティング図 33
4.8 O^{6+} 輝線を考慮した NGC4636-GALACTIC のスペクトルフィッティング図 34

5.1 NGC4636 のスペクトルとそのバックグラウンド CXB、GXB 成分 38
5.2 温度の半径分布 39
5.3 アバンダンスの半径分布 39
5.4 Fe-O コントア 40
5.5 0-2’ のスペクトルに対する 2 温度モデルと 1 温度モデルのフィッティング結果 41
5.6 XMM-Newton RGS 分光器 43
5.7 RGS による NGC4636 の 0-2’ のスペクトル 44
5.8 RGS で観測された輝線の結果を XIS のスペクトルでフィッティングした図 45
5.9 RGS で観測された輝線の結果を XIS のスペクトルでフィッティングした図 (補正後) 46

5.10 RGS と XIS で観測された輝線強度の比 47
5.11 RGS と XIS で観測された輝線強度の比 (他の輝線の影響を除いたもの) . . 49
5.12 XIS での 0-2’ の輝線を表す VAPEC モデルと ZGAUSS モデル 51

6.1 NGC1399 の X 線イメージとその解析領域 53
6.2 NGC1399 のスペクトル (0-2’) 54
6.3 NGC4636 と NGC1399 の温度分布の比較 55
6.4 NGC4636 と NGC1399 のアバンダンス分布の比較 56
6.5 NGC4636 と NGC1399 のガス密度 56
6.6 NGC4636 と NGC1399 の Fe に対する各重元素の比 57

表 目 次

2.1 1keV 付近での重元素の輝線放射 11

4.1 解析したデータの特徴と観測ログ 20
4.2 重元素の太陽組成比 23
4.3 NGC4636 の ARF 作成に入力した情報 28
4.4 CXB 作成のために作った ARF ファイルのパラメータ 31
4.5 用いた CXB のモデル 32
4.6 NGC4636 の CXB の normalizaiton 値 32
4.7 GXB 成分 APEC モデルのパラメータ値 (0-8') 35
4.8 GXB 成分モデルの normalization 値 35

5.1 各 region のスペクトルをフィットした結果 37
5.2 0-2' のスペクトルに対する 2 温度モデルと 1 温度モデルの物理パラメータ 42
5.3 RGS 及び XIS による 0.4 ~ 1.5keV の輝線のパラメータ値 48
5.4 XIS に入力した輝線付近の特に強い輝線放射 50

6.1 NGC1399 の特徴と「すざく」XIS によるその観測ログ 52

第1章　序論

1960 年代に始まった X 線天文学は、我々の宇宙に対する物理的見解を飛躍的に向上させた。それによって宇宙は様々な高エネルギー状態で満たされていることが分かった。楕円銀河内の星間ガス (ISM) もそのうちの一つである。

これまでにも様々な楕円銀河の X 線観測が行われてきた。そのうち X 線で明るい楕円銀河 NGC4636 は、XMM-Newton 衛星の RGS 検出器によって、そのスペクトル観測がなされている。RGS は高いエネルギー分解能を持ち高精度のスペクトル情報を与えてくれたが、分光器であるためその半径分布を導出することはできず、1.5keV 以下のエネルギー帯域でしか観測できなかった。従って NGC4636 の高エネルギー側のスペクトル情報に関しては詳細な解析はまだなされていない。

一方で 2005 年に打ち上げられた日本の X 線天文衛星「すざく」は、低バックグラウンドという特徴を活かしたうえで、RGS よりも広いエネルギー領域での撮像観測ができることから、新たな楕円銀河の観測情報を見出している。「すざく」による NGC4636 と同様に X 線で明るい楕円銀河、NGC1399 の観測によって、その重元素分布は銀河内で繰り返されてきた超新星爆発の種類によって決まってくることが示唆されている。従ってもし NGC4636 の重元素分布が NGC1399 と同じであれば、楕円銀河の重元素生成史、ひいては楕円銀河内の星の生成史を統一的に理解できる可能性がある。

また先行の研究から NGC4636 の高温ガスは、中心のブラックホールの爆発により生じたもので、その影響により中心部分は激しいガスの撹乱を受けていると考えられている。その乱流に制限をつける方法として、共鳴散乱によるスペクトルへの影響を定量的に見出すことがある。「すざく」によりこの共鳴散乱の効果を確認できれば、今までにない高精度での乱流の計測が可能である。

このように NGC4636 はその内部の現象を解明するうえでも、楕円銀河全般に渡る重元素の歴史を解明するうえでも、非常に興味深い天体であることに間違いない。さらに「すざく」衛星がその天体の解析には非常に有効である。本研究では、このようなモチベーションに基づいて「すざく」による NGC4636 のスペクトル解析を行った。

第2章　楕円銀河とそのX線観測

2.1　楕円銀河の性質

銀河を可視光観測によって分類すると、普通銀河と規則的な形状をもたない不規則銀河に分けられる。そのうち普通銀河には、バルジ (中心部分の膨らんだ回転楕円体) のみで構成される楕円銀河とバルジとディスク (バルジの周りの渦状腕) 部分からなる渦巻銀河、棒状銀河がある。下図にそれぞれの銀河の外装を示す。

図 2.1: 普通銀河の外装 : 左から楕円銀河、渦巻銀河、棒状銀河

楕円銀河は 10^8 ~ $10^{13}M_\odot$ で 3 次元的な膨らみをもち、冷たいガスが渦巻銀河ほどなく、星生成活動が乏しいことと古い星しか見えていないことから、その初期段階でほとんどの星が形成された系であると考えられている。冷たいガスが少ない一方で、1980 年代初頭、Einstein 衛星 (1979 ~ 1981) によって、楕円銀河から X 線で輝くプラズマ状態の高温の星間ガス (ISM) が発見された。その X 線光度は 10^{39} ~ 10^{42}erg/s で温度は 0.5 ~ 1keV 程度である。この星間ガスは、銀河内の星やダークマターによる重力ポテンシャルによって閉じ込められ、星の運動や質量放出 (mass loss) によって高温になると考えられている。また楕円銀河は銀河団のような銀河の空間密度の高いところに多く分布し、銀河団中の重元素の起源としても有力視されている。

2.2　楕円銀河の化学進化

宇宙の始まりであるビッグバン時に合成された元素の大半は、水素とヘリウムであった。その後、恒星からヘリウムよりも原子番号の大きい元素 (重元素) が生成された。その過程は大きく二つに分類できる。一つは、恒星内部での熱核反応による重元素合成で、星の mass loss によって ISM へ放出される。もう一つは、超新星爆発による重元素の合成と ISM への放出である。さらにそのガスの中から再び星が生まれ、重元素の合成、放出が繰り返されてきた。

星の熱核反応による重元素合成

恒星は重力に対して熱核反応によって発生した熱の圧力を利用してその形状を維持している。重力により中心部分での温度、密度が一定値を超えると、まず中心部で 4 つの陽子から 1 つのヘリウムが合成される水素燃焼が起こる。水素燃焼の過程には 2 通りある。星が軽く低温 ($0.8\times10^7 \leq kT \leq 1.4\times10^7$) の場合には、次のような p-p 連鎖と呼ばれる水素燃焼が起きる。

$$
\begin{aligned}
{}^1\mathrm{H} + {}^1\mathrm{H} &\rightarrow {}^2\mathrm{H} + \mathrm{e}^+ + \nu_e \\
{}^2\mathrm{H} + {}^1\mathrm{H} &\rightarrow {}^3\mathrm{He} + \gamma \\
{}^3\mathrm{He} + {}^3\mathrm{He} &\rightarrow {}^4\mathrm{He} + 2\,{}^1\mathrm{H}
\end{aligned}
\tag{2.1}
$$

もう一つは CNO サイクルと呼ばれる水素燃焼で、その燃焼の媒体となる C、N、O が星に含まれ、星の温度が 1.8×10^7K で以上で起こる反応である。

$$
\begin{aligned}
{}^{12}\mathrm{C} + {}^1\mathrm{H} &\rightarrow {}^{13}\mathrm{N} + \gamma \\
{}^{13}\mathrm{N} &\rightarrow {}^{13}\mathrm{C} + \mathrm{e}^+ + \nu_e \\
{}^{13}\mathrm{C} + {}^1\mathrm{H} &\rightarrow {}^{14}\mathrm{N} + \gamma \\
{}^{14}\mathrm{N} + {}^1\mathrm{H} &\rightarrow {}^{15}\mathrm{O} + \gamma \\
{}^{15}\mathrm{O} &\rightarrow {}^{15}\mathrm{N} + \mathrm{e}^+ + \gamma \\
{}^{15}\mathrm{N} + {}^1\mathrm{H} &\rightarrow {}^{12}\mathrm{C} + {}^4\mathrm{He}
\end{aligned}
\tag{2.2}
$$

図 2.2、図 2.3 に p-p 連鎖、CNO サイクルの元素合成の進行図を示す。

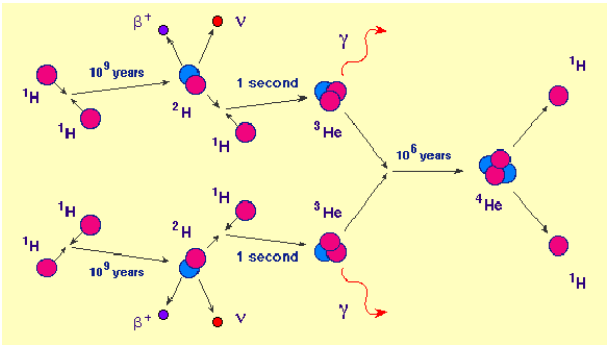

図 2.2: p-p 連鎖の進行図

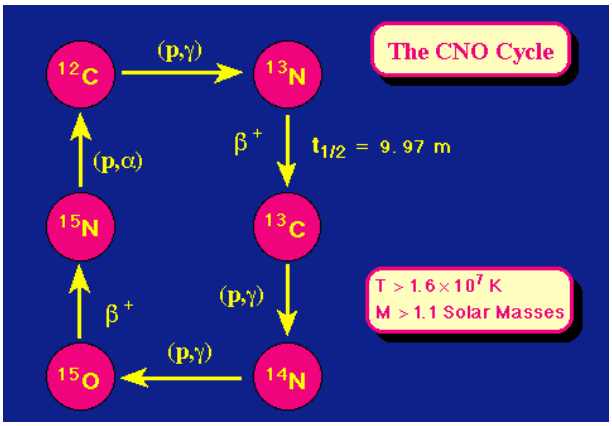

図 2.3: CNO サイクルの進行図

水素が枯渇すると中心部の温度はさらに上がり、水素燃焼によって生成されたヘリウムの燃焼が始まる。ヘリウム同士の反応により、安定した原子核である C が生成される。

$$
\begin{aligned}
{}^4\mathrm{He} + {}^4\mathrm{He} &\rightarrow {}^8\mathrm{Be} \\
{}^8\mathrm{Be} + {}^{14}\mathrm{He} &\rightarrow {}^{12}\mathrm{C}^* \\
{}^{12}\mathrm{C}^* &\rightarrow {}^{12}\mathrm{C} + \gamma
\end{aligned}
\tag{2.3}
$$

炭素が生成された後、さらに O、Ne も生成される。

$$
\begin{aligned}
{}^{12}\mathrm{C} + {}^4\mathrm{He} &\rightarrow {}^{16}\mathrm{O} + \gamma \\
{}^{16}\mathrm{O} + {}^{14}\mathrm{He} &\rightarrow {}^{20}\mathrm{Ne} + \gamma
\end{aligned}
\tag{2.4}
$$

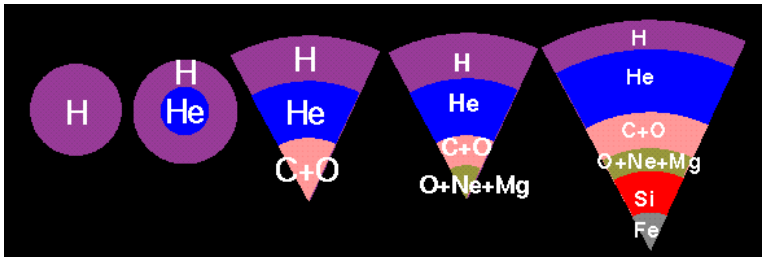

図 2.4: 核反応による星の重元素成分の変化

C、N、O の生成が終わると、さらに温度上昇した星でそれらが燃焼され、最終的に、He、C、O、Ne、Mg、Si、S といった元素 (α 元素) が生成される。

$$\begin{aligned} {}^{12}\mathrm{C} + {}^{12}\mathrm{C} &\rightarrow {}^{23}\mathrm{Na} + {}^{1}\mathrm{H} \\ {}^{12}\mathrm{C} + {}^{12}\mathrm{C} &\rightarrow {}^{20}\mathrm{He} + {}^{4}\mathrm{He} \end{aligned} \tag{2.5}$$

$$\begin{aligned} {}^{16}\mathrm{O} + {}^{16}\mathrm{O} &\rightarrow {}^{32}\mathrm{S} + \gamma \\ {}^{16}\mathrm{O} + {}^{16}\mathrm{O} &\rightarrow {}^{31}\mathrm{S} + \mathrm{n} \\ {}^{16}\mathrm{O} + {}^{16}\mathrm{O} &\rightarrow {}^{31}\mathrm{P} + {}^{1}\mathrm{H} \\ {}^{16}\mathrm{O} + {}^{16}\mathrm{O} &\rightarrow {}^{28}\mathrm{Si} + {}^{4}\mathrm{He} \end{aligned} \tag{2.6}$$

$$ {}^{20}\mathrm{Ne} + {}^{4}\mathrm{He} \rightarrow {}^{24}\mathrm{Mg} + \gamma \tag{2.7}$$

星の初期質量が $8\mathrm{M}_{\odot}$ より重い星ではさらに燃焼が進み、C ~ Si 燃焼の過程で Ne より重い元素ができる。最終的には 1 核子あたりの束縛エネルギーが最も大きい Fe を中心とする星となる。このような燃焼が起きることにより星は外層から中心に向かって原子番号の小さい原子から大きな原子が層をなすタマネギ構造になる (図 2.4)。

また、Fe より重い元素は熱核反応でつくることはできない。一部が星の内部で中性子捕獲と β 崩壊することで生成されたり、超新星爆発のような中性子の高密度の場ができる時期に、さらに効率のよい中性子捕獲が起きることで生成される。

星からの重元素放出

星は進化の最終段階で白色矮星や中性子星となるとき、mass loss によってその外層部分のかなりの質量を ISM 中へ放出する。星のごく中心部分は高温高密度であるのに対して、外層部分は圧力勾配により密度の薄い状態になり対流が起きる。この対流によって星の内部で生成された重元素は、表面まで運び出され放出される。これが星の mass loss による重元素放出である。

超新星爆発による重元素の放出には、$10\mathrm{M}_{\odot}$ 以上の重い星で起こる II 型超新星爆発によるものと、白色矮星と低質量星の連星系が起こす Ia 型超新星爆発がある。II 型超新星爆発では星内部で生成された α 元素は放出されるが、強い重力により中心核の Fe は中性子星やブラックホールに吸収され、放出が比較的少ない。一方 Ia 型超新星爆発では、伴星からの質量降着により Fe まで合成が行われ、これが爆発によって放出されるため、II 型よりも多量の Fe を放出する。

楕円銀河の化学進化

楕円銀河は銀河が形成された初期段階で星形成はほぼ終わっているため、II型超新星爆発による重元素生成、放出はすでに終わり、現在は起こっていないと考えられる。またこのとき放出された重元素は、一部は系外へ放出され、一部は系内に残り現在の星に取り込まれた。従って現在起こっていると考えられる重元素の mass loss による放出は、過去のII型超新星爆発の影響を反映し、Fe に比べて α 元素の放出が多いと考えられる。さらに別の放出過程としては、Fe を豊富に含む Ia 型超新星爆発によるものがある。

2.3 楕円銀河の X 線放射機構

ISM のソフトな X 線放射機構は、光学的に薄い高温のプラズマからの熱制動放射による連続放射と、重元素からの輝線放射の重ね合わせである。

連続成分の放射率は次のように表せる。

$$\varepsilon_\nu^{ff} = 6.8 \times 10^{-38} \sum_i Z_i^2 \, n_e \, n_i \, T^{-1/2} \, e^{-h\nu/kT} \, g(T, \nu) \quad (\mathrm{erg\ s^{-1}\ cm^{-3}\ Hz^{-1}}) \tag{2.8}$$

ここで、Z_i、n_i はイオン i の電荷と数密度、n_e は電子の数密度、$g(T, \nu)$ は熱制動放射に対する量子的補正でガウント因子と呼ばれる。

一般に電子とイオンの数密度は等しいので、n_e と n_i を n と置き換えると、全放射エネルギーは (2.8) を全周波数で積分して

$$1.4 \times 10^{-27} \, T^{1/2} \, n^2 \sum_i Z_i^2 \, \overline{g_B} \quad (\mathrm{erg\ s^{-1}\ cm^{-3}})$$

となる。$\overline{g_B}$ は平均のガウント因子で 1.1 ~ 1.5 の値をとる。

ISM は重元素で満たされ、その温度は重元素の K 殻のイオン化ポテンシャルと同程度である。そのためこれらの重元素は He、H 状態のイオン、または完全に電離した状態にあり、衝突励起によって共鳴 X 線を放射する。表 2.1 に 1keV 付近で放射する重元素のリストを挙げる。

Ion	N^{5+}	N^{6+}	O^{6+}		O^{7+}	Fe^{16+}			
E(keV)	0.42-0.43	0.50	0.56	0.57	0.65	0.73	0.74	0.81	0.83
λ(Å)	28.9-29.6	24.9	22.2	21.9	19.0	17.1	16.8	15.3	15.0

Fe^{17+}				Ne^{8+}	Ne^{9+}	Mg^{10+}	Si^{12+}	Si^{13+}	S^{14+}	Si^{15+}
0.77	0.85	0.86	0.87	0.92	1.02	1.35	1.95	2	2.4	2.5
16.1	14.5	14.4	14.2	13.5	12.1	9.2	6.4	6.2	5.2	5.0

表 2.1: 1keV 付近での重元素の輝線放射

ライン強度の指標として使われるのがアバンダンス A_{Fe} であり、これは、水素に対する重元素比が、太陽系における比の何倍であるかを表した指標である (単位 : solar) (§ 4.2.1 参照)。

これらから、輝線放射の放射率を ε_ν^{line} とおくと、ISM からの全 X 線光度は ISM の体積を V として

$$L_X = \int dV \int (\varepsilon_\nu^{ff} + \varepsilon_\nu^{line})\, d\nu \qquad \text{(erg/s)} \tag{2.9}$$

と表せる。

第3章　X線天文衛星「すざく」

3.1　すざく衛星の概要

すざく衛星 (Astro-EII : 図 3.1) は日本で 5 番目の X 線天文衛星で、2005 年 7 月 10 日に鹿児島宇宙空間観測所から打ち上げられた。太陽電池パネルを広げると、その幅は 5.39m、鏡筒を伸ばしたときの高さは 6.8m、重量は 1600kg になる。軌道高度は 550km、軌道傾斜角は 31 度、軌道周期は 96 分 (1 日 15 周) で、このうち鹿児島内之浦地上局と通信できるのは 1 日 5 回、1 回約 10 分である。

図 3.1: すざく衛星

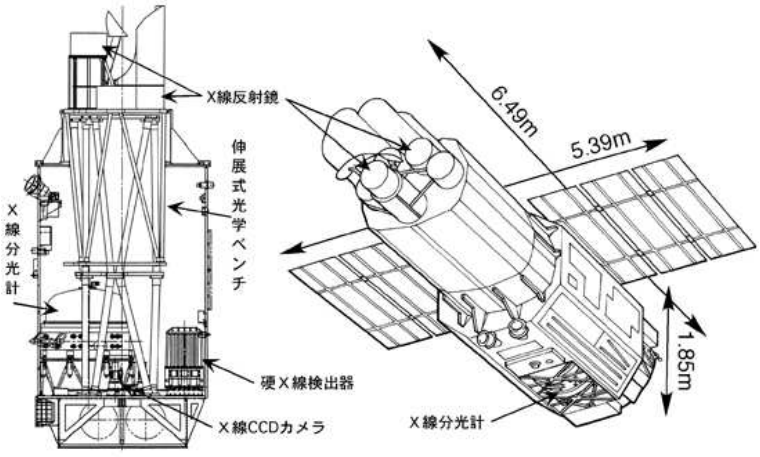

図 3.2: すざく衛星の概観

図 3.2 にすざくの概観を示す。すざくには 5 つの望遠鏡 (X-ray Telesope : XRT) が搭載されている。その焦点面には 4 つの軟 X 線検出器 XIS(X-ray Imaging Spectrometer) と 1 つの X 線分光器 XRS がある (XRS は冷却に必要な液体ヘリウムが気化し、観測が困難になったため現在は使われていない)。XIS は 0.4 ~ 10keV のエネルギー領域で撮像観測が可能な X 線 CCD カメラである。さらに硬 X 線検出器 HXD (Hard X-ray Detector) という 10 ~ 600keV の γ 線に及ぶ領域まで観測可能な非撮像検出器も搭載されている。これらを用いることですざくは広範囲のエネルギー領域の観測を可能にしている。

すざくのもう一つの特徴としては、Chandra や XMM-Newton といった他の X 線天文衛星に比べて低周回軌道をとっていることが挙げられる。他の衛星では、地食による観測時間の減少を避けるために、地球から大きく離れる時間を持ち合わせた楕円軌道をとっているが、そのために宇宙から降り注ぐ低エネルギー陽子による損傷や、非 X 線バックグラウンドの激しい時間変動があった。一方すざくは低周回軌道をとっているため、宇宙線による損傷は少なく、バックグラウンドの時間変動も予想ができる範囲内にある。

3.2 X線望遠鏡 XRT

金属にX線を入射したとき、その屈折率は1よりもわずかに小さい。従ってX線の入射角が大きくなると、反射より吸収が上回ってしまう。入射X線を全反射させ焦点面に光を集めるためには、入射角度を反射面に対して ~ 1 度以下にする必要がある。

XRT(図 3.3) は口径 40cm の多重薄型 X 線望遠鏡と呼ばれ、厚さ 178 μ m の同心円状の円筒が 175 枚層状に並べられたものである。これは Chandra や XMM-Newton で使われている Wolter-I type の望遠鏡 (前方は放物面、後方は双曲面の形状 : 図 3.4) とは異なり、2 段階の円錐で近似した形をとっている。鏡面はレプリカミラーと呼ばれるもので、母型から鏡面となる金の膜を抜き取り薄い基板上に張りつけたものである。これによって、直接基板を研磨した鏡面よりも角度分解能は劣るが、小型で超軽量の望遠鏡を作ることができた。また日本の前 X 線天文衛星 ASCA の XRT より鏡面形状精度が格段に向上し、角度分解能を約 2 倍にあげることに成功した。さらに ASCA · XRT より焦点距離を伸ばし X 線の入射角を小さくしたことで、高エネルギー側の感度を上げ、望遠鏡の前方に円筒状のアルミ箔を並べたプリコリメーターを置くことで、視野外の明るい X 線源から来る迷光を減少させた。

図 3.3: XRT の外観

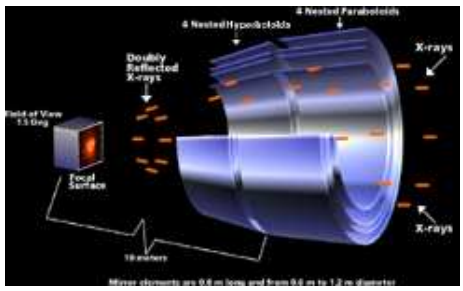

図 3.4: Chandra 衛星搭載 Wolter-I type 望遠鏡

3.2.1 有効面積

望遠鏡の反射率は入射 X 線のエネルギーや入射角度に依存する。従って望遠鏡の有効面積もそれらに依存することになる。図 3.5 に入射エネルギーと有効面積の関係を示す。これより入射エネルギーが大きくなるにつれて、有効面積が減少するのが分かる。また、2keV 付近で有効面積の大幅な減少があるのは、鏡面に蒸着された金の M 端吸収によるものである。

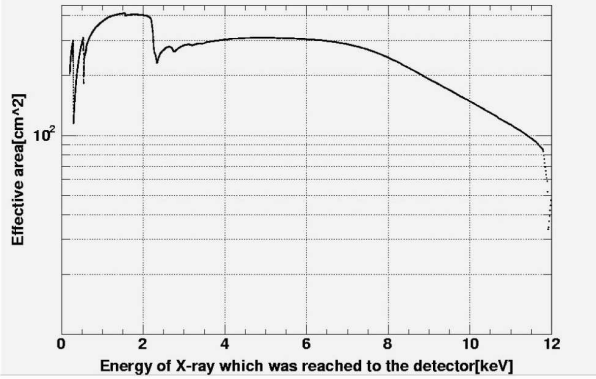

図 3.5: XRT の入射エネルギーと有効面積の関係

次に、入射角度と有効面積の関係を図 3.6 に示す。これは Vignetting 効果と呼ばれるもので、入射角度が増加すると有効面積は減少することが分かる。

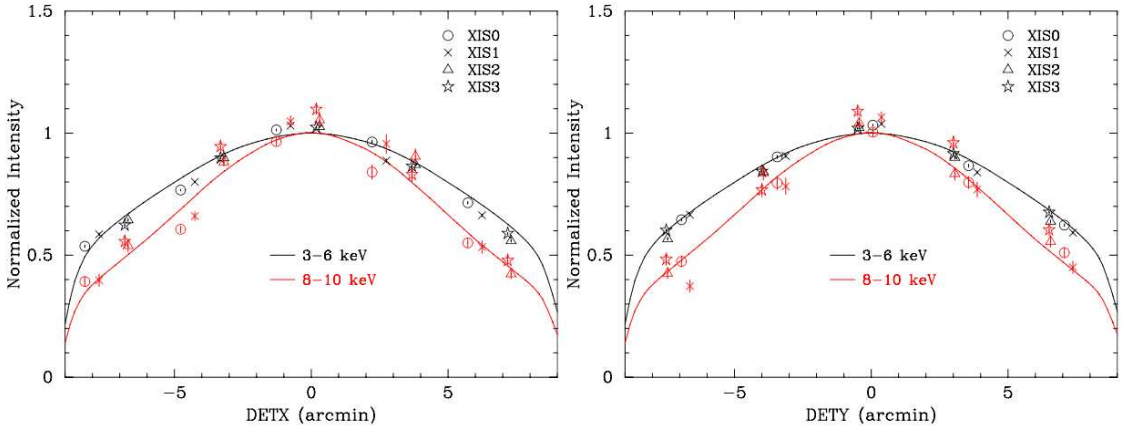

図 3.6: XRT-I の入射角度と有効面積の関係
プロット点はかに星雲観測時のデータ 曲線はシミュレーションによる結果

3.2.2 Point spread function (PSF)

望遠鏡の精度によって、ある点源から X 線が入射してきても、そのイメージは焦点面で広がりをもってしまう。図 3.7 に望遠鏡に点源が入射したときに検出されるイメージを示す。点源であるにもかかわらず、広がりをもってしまっていることが分かる。

この焦点面での広がりを示す関数に、Point Spread Function (PSF) がある。これは望遠鏡に平行にやってきた光の焦点面での輝度分布である。図 3.8 にその関係を示す。

この PSF を評価する関数として、Encircled Energy Fraction (EEF) がある。これは得られた輝度分布を二次元積分したもので、ある半径内に含まれる光子の割合を示す。これが 50 %になるときの直径を HPD (Half Power Diameter) と呼び、望遠鏡の結像能力を表す指標の一つになる。図 3.9 にすざく衛星 XRT の EEF を示す。これよりすざくの PSF はエネルギー依存性が少ないことが分かる。

また PSF は入射光の入射角度が大きくなるほど広がる。これは、望遠鏡の各層のミラーと焦点面との間に光路差が生じてしまうためである。

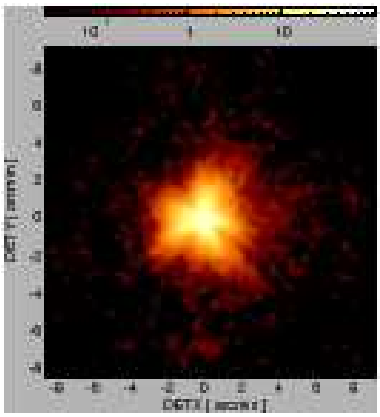

図 3.7: XIS0 によるはくちょう座 SS 型変光星の点源イメージ

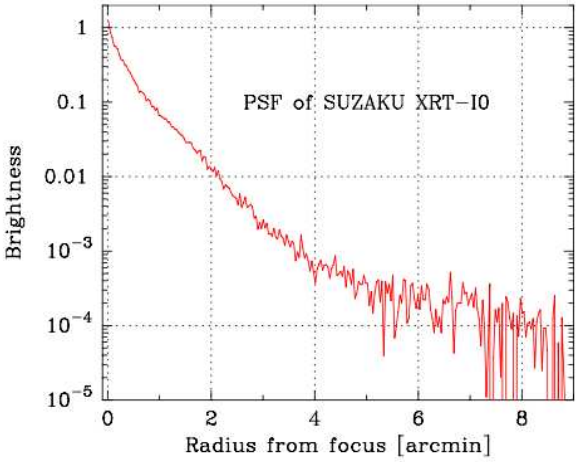

図 3.8: XRT-I0 の PSF

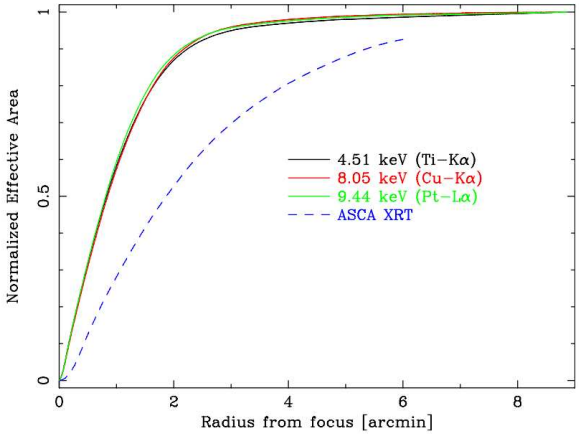

図 3.9: XRT-I の EEF

3.3 X 線検出器 CCD カメラ XIS

X 線検出器 CCD カメラは半導体検出器を格子状に区切ったもので、優れた位置分解能とエネルギー分解能を有する。また、CCD を-100 度程度まで冷やすことで、熱雑音を抑え高感度の検出を実現している。

3.3.1 検出原理

X 線 CCD 検出器の各画素は、Metal(金属)、Oxide(酸化膜)、Semiconductor(半導体) がこの順で接続された MOS 構造をしている。そのうち半導体にはシリコンが用いられ、不純物としてホウ素が混ぜられたキャリアがホールの P 型半導体である。シリコンの表面には電極が置かれ、そこに電圧をかけると電極下に空乏層が発生する。そこにシリコンのギャップエネルギー以上のエネルギーをもつ X 線が入射されると、光電吸収が起き光電子が出て別のシリコン原子と衝突し電子が発生する。これが繰り返されできた電子は電子雲となって電極下に集められる。電極には変動電圧が与えられているため、この電荷は電荷読み出し口に向かって画素間を流れ、いったん蓄積領域へ転送される。ここでデータを読み込みつつ、撮像領域では次の X 線検出が始められる。この撮像領域と蓄積領域とが別に構成されている転送方式は Frame Tranfer 方式と呼ばれ、X 線などの高エネルギー観測でも高い検出効率を保つことができる。

また透過性の高い高エネルギー領域の X 線を検出するためには、空乏層を厚くすることが望まれる。一方で低エネルギー領域の X 線は光電吸収が顕著なために、CCD 表面の電極構造を薄くすることが望まれる。しかし、電荷の転送のために CCD では電極の電圧を変化させるため、その表面は複雑な電極構造をしている。一方で背面は単一の電極で単純な構造になっているので、低エネルギー側の X 線の検出には、表面照射 (FI) 型の CCD ではなく、背面照射 (BI) 型の CCD を使うのが適している。

すざく衛星には X 線検出器 CCD カメラ XIS(図 3.10) が 4 台設置されている。1 台の CCD カメラは 1024 $\times$ 1024pixel の 1 枚のチップで構成されている。4 台の CCD のうち XIS-1 が BI 型、XIS-0,2,3 が FI 型である。ASCA 衛星の X 線 CCD カメラ SIS では 4 枚の CCD を使っていたのを、すざく XIS では 1 枚にしてすき間をなくした。また空乏層を 30 μ m から 70 μ m に拡大し、7keV 以上での検出効率を約 2 倍に向上させた。さらに動作温度を-60 度から-90 度まで下げ、熱ノイズを大幅におさえた。また、放射線損傷によるエネルギースケールの変化を追うため、各検出器に軌道上校正線源 (Fe) を設けた。

図 3.10: XIS の外観

3.3.2 Event Grade

CCD に生成される電子雲は広がりをもつので、複数の pixel にまたいで検出される。特に粒子バックグラウンドの場合は X 線に比べてその広がりが大きい。このことを利用して、X 線と粒子バックグラウンドの検出に区別をつけるアルゴリズムを Event Grade と呼ぶ。

図 3.11 のように最高波高値を検出した部分の pixel を 0 とし、その回りの 3 $\times$ 3pixel に左下から順に 2 を累乗した値を割り振る。このうち閾値を超えて検出された部分の pixel の数値を足し合わせることで、0 ~ 255 の Grade で分類する。

すざく XIS では 3 $\times$ 3pixel のジオメトリに加えて、周囲 5 $\times$ 5 のデータまで保存できるようになっている。ただし本研究では十分な統計確保のため 3 $\times$ 3 モードのイベントと 5 $\times$ 5 モードのイベントを足し合わせているので、この二つのモードの違いについては特に考慮していない。

32	64	128
8	0	16
1	2	4

図 3.11: 3×3pixel の分類方法

3.3.3 エネルギー分解能

エネルギー分解能には、検出器との相互作用による電子の統計揺らぎと、熱ノイズによるもの、信号処理などの過程で起きる回路ノイズによる揺らぎの 3 つの指標があが、このうち熱ノイズや回路ノイズは CCD が-90 度まで冷やされているので、電子の統計ノイズに比べほとんど無視できる。これよりエネルギー分解能はその揺らぎを gaussian の半値幅 (FWHM) とすると

$$\frac{\Delta E}{E} \sim 2.35\sqrt{\frac{F \cdot W_{si}}{E}} \tag{3.1}$$

と表せる。F は Fano 因子と呼ばれる量で、検出器との相互作用によってできる電子雲の電荷量の統計分布と、ポアソン分布とのずれを表したものである。W_{si} はシリコン内で電子 · ホールの対を 1 つ作るのに必要なエネルギーで、その値は 3.65eV である。

図 3.12 にすざく XIS のエネルギー分解能を載せる。Chandra や XMM-Newton では、FI 型に比べて電荷の吸収点の遠い BI 型のエネルギー分解能の悪化が避けられなかったが、XIS ではエネルギー分解能が改善され、FI 型と BI 型で大きく変わらないのが分かる。

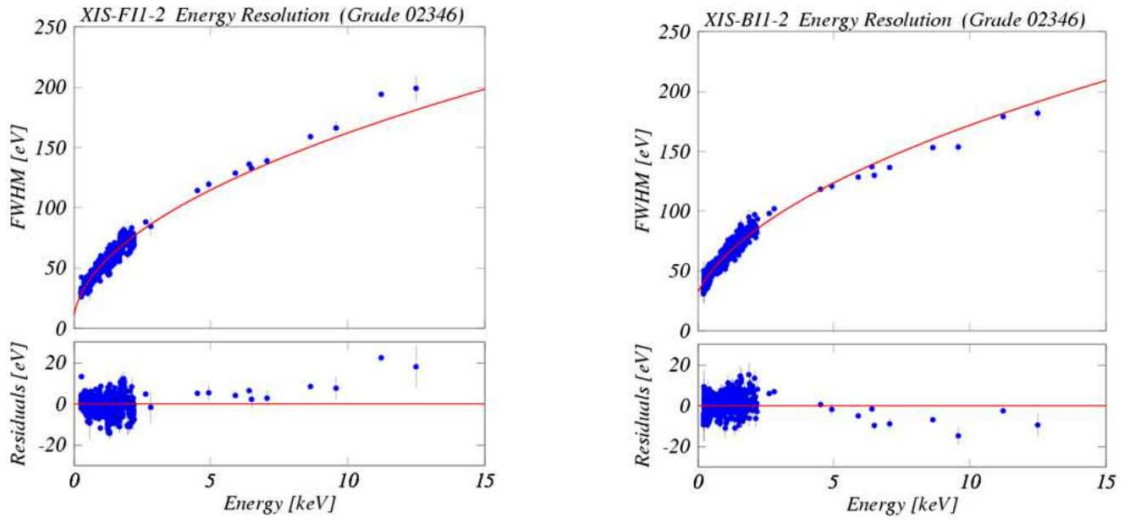

図 3.12: XIS のエネルギー分解能
右 : FI 型 左 : BI 型

3.4　すざく衛星を用いる意義

本研究の目的として、楕円銀河 NGC4636 の重元素組成比を調べることがある。そのためには、重元素からの 1keV 付近に現れる輝線放射を、十分なエネルギー分解能をもつ衛星で解析しなければならない。

1keV 以下の X 線を CCD カメラで観測する際に注意すべきことに、低エネルギーテールが挙げられる。低エネルギーの光子は、空乏層のごく表面付近で吸収され電子雲を作る。従って FI 型検出器では電子雲が吸収されやすいので検出しにくく、BI 型検出器では電極面から遠い位置で電子雲ができるため、電子のとりこぼしが生じてしまう。本来同じエネルギーの光子はスペクトル上ではあるパルスハイト位置に現れるはずが、それより低い側にテールを引くようになってしまい、輝線構造が分かりにくくなってしまう。こうしてできる低エネルギー側テールは、Chandra や XMM-Newton で顕著で、0.7keV 付近に見える酸素の輝線が見えなくなっている (図 3.13)。一方すざくの CCD カメラはこのテールの成分が小さく、低エネルギー側の輝線を出す重元素の解析に最適である。

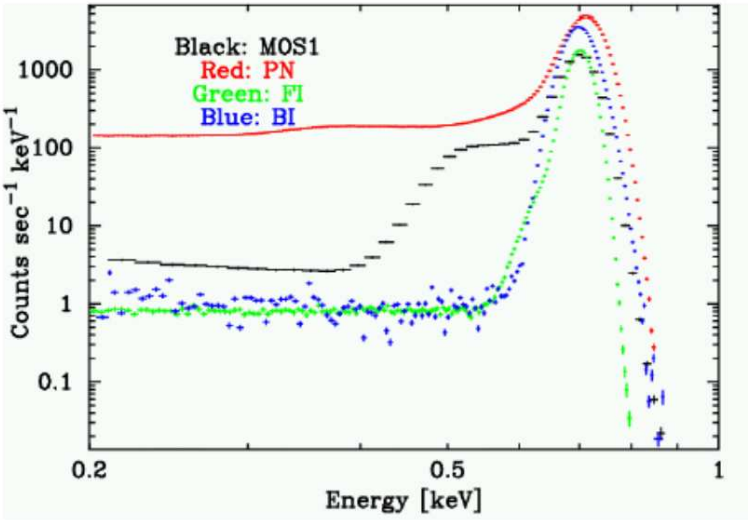

図 3.13: 酸素 (0.7keV) の輝線スペクトル
(黒、赤、緑、青それぞれ XMM-Newton FI 型、BI 型、すざく FI 型、BI 型検出器)

第4章　解析方法

4.1　解析に用いたデータと解析領域

解析した NGC4636 の特徴と観測ログを表 4.1 に示す。

target	NGC4636	*NGC4636-GALACTIC
z	0.00313	-
position (ra, dec)	190.7250, 2.7520	192.5138, 5.4608
exposure time (sec)	70343.1	34871.5
date (y-m-d h:m)	05-12-06 06:38	07-06-18 22:20

表 4.1: 解析したデータの特徴と観測ログ
*NGC4636-GALACTIC : バックグラウンドに使ったデータ (§ 4.3.3 参照)

解析領域は、図 4.1 のように中心から 2’、2 ~ 4’、4 ~ 6’、6 ~ 8’、8 ~ 10’ の領域をとった。また軌道上校正線源 (calibration source) の Fe による X 線照射の部分は取り除いた。

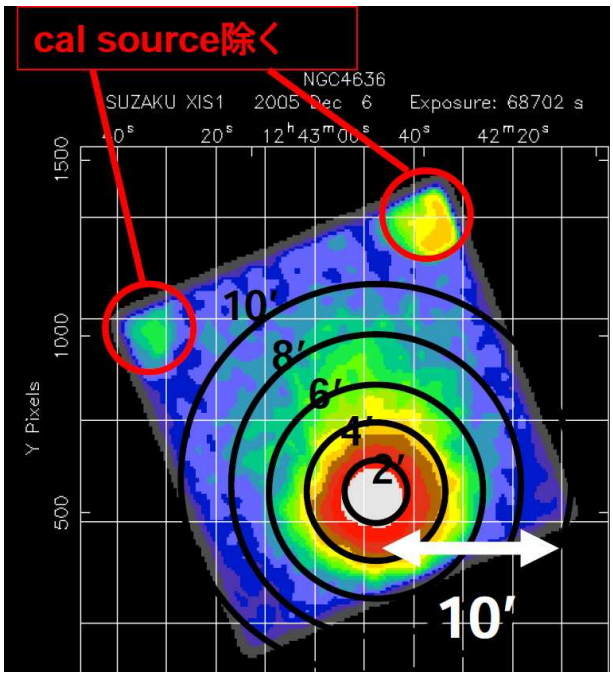

図 4.1: NGC4636 の X 線イメージとその解析領域

解析データは公開されている rev1.2 のデータを用い、HEAsoft6.2 を使ってそのデータリダクションを行った。

データリダクションの一つに Cut-Off Rigidity (COR) によるデータの選定がある。COR とは、バックグラウンドの原因になる宇宙線粒子が地球に飛来する前に、地磁気によっ

てシールドされる能力を表した指標である。図 4.2 のようにそれは地球の位置によって異なる。

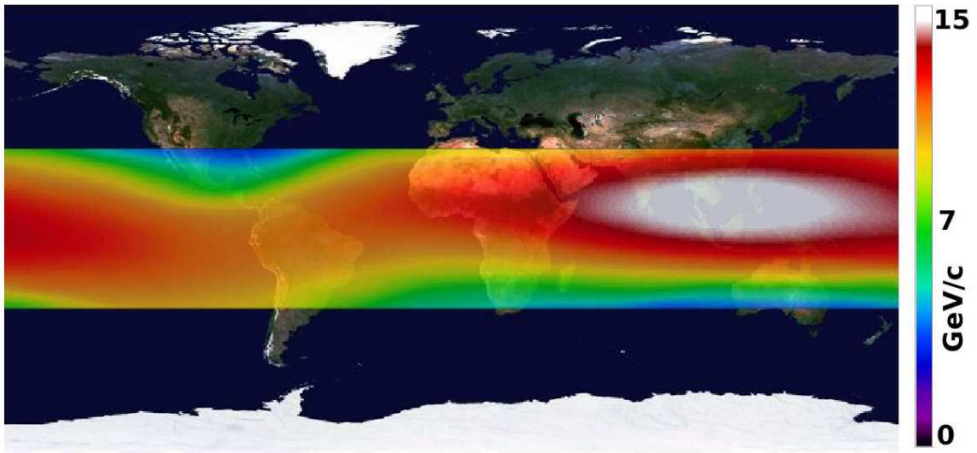

図 4.2: すざく衛星軌道上の COR マップ (JAXA)
白いところほど COR が大きく (宇宙線が飛来しにくい)、青いところほど COR が小さい (宇宙線が飛来しやすい)。

地球に飛来する荷電粒子は、地磁気によるローレンツ力を受け円軌道をとるのでその運動方程式は、

$$m\frac{v^2}{r} = qvB \tag{4.1}$$

これより

$$r = \frac{pc}{qcB} = \frac{R}{cB} \tag{4.2}$$

と表せる。ただし r は荷電粒子の円軌道の半径、v は速度、p は運動量、B は磁束密度である。このとき R の値を rigidity (硬度) あるいは COR といい、単位は GeV で表される。この値が大きいほど地磁気によるシールドが高いことを意味する。ここでは COR を 8GeV 以上としデータリダクションを行った。これらのデータを使って、各領域のスペクトルファイルを作成した。

4.2 スペクトル解析

スペクトル解析とは、観測によって得られたスペクトルをモデルスペクトルと比較し最適化することで、その物理パラメータを求める解析方法である。モデルスペクトルとは宇宙における物理過程の理論的猫像で、様々な物理パラメータを含んでいる。このモデルスペクトルと比較するためには、検出器固有の情報であるレスポンス関数を考慮しなければならない。さらに観測されたスペクトルから、ターゲット天体に無関係なバックグラウンドを差し引く必要もある。本研究では XSPEC package version 11.3.2 というソフトを用いて、これらの過程を踏まえた上で 2 つのスペクトルを比較し、χ^2 検定から最適な物理パラメータを探った。

4.2.1 モデルスペクトル

本研究で用いたモデルスペクトルについて以下に述べる。

APEC モデル · VAPEC モデル

APEC モデルは、光学的に薄い高温プラズマからの放射モデルで、天体からの距離を D_A(cm)、電子、水素の数密度をそれぞれ n_e、n_H (cm^{-3}) とするとその放射率は

$$L_X = (10^{-14}/(4\pi(D_A(1+Z))^2)) \int n_e n_H \varepsilon(kT, A_{Fe}, E) dV \tag{4.3}$$

と表せる。自由パラメータはプラズマの温度 (kT)、重元素アバンダンス比 (A_{Fe})、normalization である。このとき重元素のアバンダンス比は表 4.2 のように固定されている。

また VAPEC モデルは APEC モデルの各元素 (He、C、N、O、Ne、Mg、Al、Si、S、Ar、Ca、Fe、Ni) のアバンダンス比を自由パラメータにしたものである。本研究では He、C、N を 1 solar に固定し、Al=Mg、Ar=Ca=S、Ni=Fe として解析を行った。

The number ratio to Hydrogen			
H	1.00	Si	3.55×10^{-5}
He	9.77×10^{-2}	S	1.62×10^{-5}
C	3.63×10^{-4}	Cl	1.88×10^{-7}
N	1.12×10^{-4}	Ar	3.63×10^{-6}
O	8.51×10^{-4}	Ca	2.29×10^{-6}
Ne	1.23×10^{-4}	Cr	4.84×10^{-7}
Na	2.14×10^{-6}	Fe	4.68×10^{-5}
Mg	3.80×10^{-5}	Ni	1.78×10^{-6}
Al	2.95×10^{-6}	Co	8.60×10^{-8}

Anders and Grevesse (1989)

表 4.2: 重元素の太陽組成比

BREMSS モデル

BREMSS モデルは熱平衡に達した天体からの熱制動放射のモデルである。本来は光学的に薄い高温プラズマからの連続成分を表すものであるが、ここでは銀河中の低質量 X 線連星 (LMXB) からの放射の和を表すものとして用いた。自由パラメータはプラズマ温度と normalization である。ここでは温度を典型的に点源からの放射の和に合わせて 7keV で固定した。

GAUSS モデル

GAUSS モデルは gaussian を示し、重元素イオンからの輝線成分の放射を表すのに使われる。自由パラメータは輝線のエネルギー (E_{line})、輝線の幅 (σ)、normalization である。放射式は次のように表せる。

$$A(E) = \frac{K}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} exp(-0.5\frac{(E-E_{line})^2)}{\sigma^2}) \tag{4.4}$$

ただし K は normalization を示す。

ZGAUSS モデル

ZGAUSS モデルは輝線を表す GAUSS モデルに赤方偏移による影響を加えたものである。z を赤方偏移値とすると放射式は以下のようになる。

$$A(E) = \frac{K}{\sqrt{2\pi\sigma^2}(1+z)} exp(\frac{(E(1+z)-E_{line})^2}{2\sigma^2}) \tag{4.5}$$

WABS モデル

天体からの X 線は、我々の銀河系内を通過してくる間に銀河系内の星間ガスによってある確率で光電吸収を受ける。この吸収の度合を表したものが WABS モデルである。この光電吸収の割合は低エネルギー側 (1keV 以下) で特に大きい。水素の数密度を n、元素 i の割合を f_i、吸収断面積を σ_i、吸収物体の厚さを d とすると光電吸収による影響は

$$A(E) = exp(-\sum_i n f_i \sigma_i(E) d) \tag{4.6}$$

と表される。ここで $\sum_i f_i\ \sigma_i$ は我々の銀河内でほぼ一定であり、星間ガスのほとんどが水素で構成されているので、吸収量としては一般に $N_{\rm H}$=nd というパラメータが用いられる。これは水素柱密度と呼ばれ、典型的に $N_{\rm H}$ ~ $10^{20}{\rm cm}^{-2}$ の値をとる。

POWERLAW モデル

POWERLAW モデルスペクトルは

$$A(E) = KE^{-\alpha} \tag{4.7}$$

と表される。K は単位時間、単位面積、単位エネルギー当たりの放射光子数であり、単位は photons/keV/cm^2/s である。α は光子指数と呼ばれ、α が大きければ低エネルギー側で光子が多く、α が小さければスペクトルが高エネルギー側まで達する。本論文では POWERLAW モデルは CXB (§ 4.3.2 参照) を表すモデルとして使った。

HIGHECUT モデル

スペクトルが両対数図上で直線になる POWERLAW モデルで表されるような X 線放射が、図上のあるところで折れ曲がり、光子指数が変わるところのエネルギーを cut off エネルギーという。例えば逆コンプトン散乱では、放射される光のエネルギーが衝突したプラズマ電子のエネルギーを超えることはないので、どこかで cut off が生じる。それが放射に与える影響は次の式で表される。本論文では POWERLAW モデルとともに CXB を表すモデルとして使った。

$$A(E) = exp(\frac{E_{cut} - E}{E_{e-folding}}) \quad (E > E_{cut}) \tag{4.8}$$

$$A(E) = 1 \quad (E < E_{cut}) \tag{4.9}$$

ただし、E_{cut} は cut off エネルギーを、$E_{e-folding}$ は褶曲の度合を表す。

4.2.2 レスポンス関数と χ^2 検定

レスポンス関数には、エネルギー再分配ファイル (Redistribution Matrix File ; RMF) とレスポンスファイル (Ancillary Response File ; ARF) がある。RMF は単一エネルギーの光子に対するパルスハイトの確率分布で、検出チャンネル P をエネルギー E に変換する二次元行列関数 $R(P,E)$ である。ARF は検出器の検出効率や望遠鏡の有効面積情報をもつファイルで、ベクトルの形をしたエネルギーの関数 $A(E)$ である。

モデルスペクトルを $M(E)$ とするとモデルから得られる波高分布 $M(P)$ は

$$M(P) = \int R(P,E)A(E)M(E)dE \tag{4.10}$$

と表される。

観測されるスペクトルを $D_{PI}(P)$、バックグラウンドスペクトルを $B(P)$ とすると、天体からのスペクトル $D(P)$ は

$$D(P) = D_{PI}(P) - B(P) \tag{4.11}$$

で得られる。

$D(P)$ と $M(P)$ を次式のように χ^2 検定によって比較する。

$$\chi^2 = \sum_P \frac{(D(P) - M(P))^2}{(\Delta D(P)^2)} \tag{4.12}$$

ここで $\Delta D(P)$ は測定誤差のことで

$$\Delta D(P) = \sqrt{(\sqrt{D(P)})^2 + (\Delta B(P))^2} \tag{4.13}$$

と表され、これには統計誤差とバックグラウンドの誤差が含まれる。

RMF ファイルの作成

RMF ファイルは、xisrmfgen と呼ばれるソフトを用いて作成した。これは検出チャンネルからエネルギーへの変換をする上で必要な、エネルギー分解能や、CCD の劣化に伴う検出効率などの時間変化に関する情報を考慮し、天体の観測時のエネルギーレスポンスを与えてくれるソフトである。このソフトは § 4.1 で作成したスペクトルファイルを入力することで、RMF ファイルを作成できるようになっている。

ARF ファイルの作成

検出器の検出効率や望遠鏡の有効面積は、入射光のエネルギー (§ 3.2.1 図 3.5) や入射光の角度 (§ 3.2.2 図 3.6) によって変わる。これらの情報を与えるものが ARF ファイルである。また、図 4.3 のようにある形状を持った天体から X 線が入射角度 θ をもって XRT に入射された時、XRT 内で反射された後 XIS 上の焦点面にたどり着いた光は、望遠鏡の角分解能にもとづいたある広がりを生じる。従ってある天体の観測にもとづく ARF 情報は、その天体の分布や検出される光子の抽出領域を指定することにも依存する。ここではそのようにして ARF ファイルを作成するためのソフト、xissimarfgen について説明する。xissimarfgen では、天体の X 線放射の分布やイベントを抽出する範囲などによって変化する観測状況を指定した上で、その場合に検出されるであろう様々なエネルギーをもつ光子の検出をシミュレートすることによって、その ARF 情報を導いている。具体的には以下のような情報を入力する。
(SKY で表されるものは検出器内に映る天空の座標系、DET と表示されるものは検出器固有の座標系、J2000 と表示されるのは天空に固定された (ra,dec) 座標である。)

- ターゲット天体の分布情報
  source-mode=SKYFITS / DETFITS : FITS (Flexible Image Transport System) 形式の image ファイルを入力。本研究で用いるような広がった天体の解析に有効。
  source-mode=SKYREG / DETREG / J2000 : ターゲット天体の中心座標を入力。点源として扱える天体の解析の際に使用する。
  source-mode=UNIFORM : 一様に広がった天体の解析の際に使用。その天体の領域を指定する。バックグラウンドの解析に用いた (§ 4.3.2 参照)。

- 検出器上での抽出部分の情報
  region-mode=SKYFITS / DETFITS : image ファイルの入力。
  region-mode=SKYREG / DETREG : 検出器の region ファイルを入力。

- 検出する模擬光子に関する情報
  limet-mode=NUM-PHOTON
  NUM-PHOTON=photon 数 で発生光子数の指定

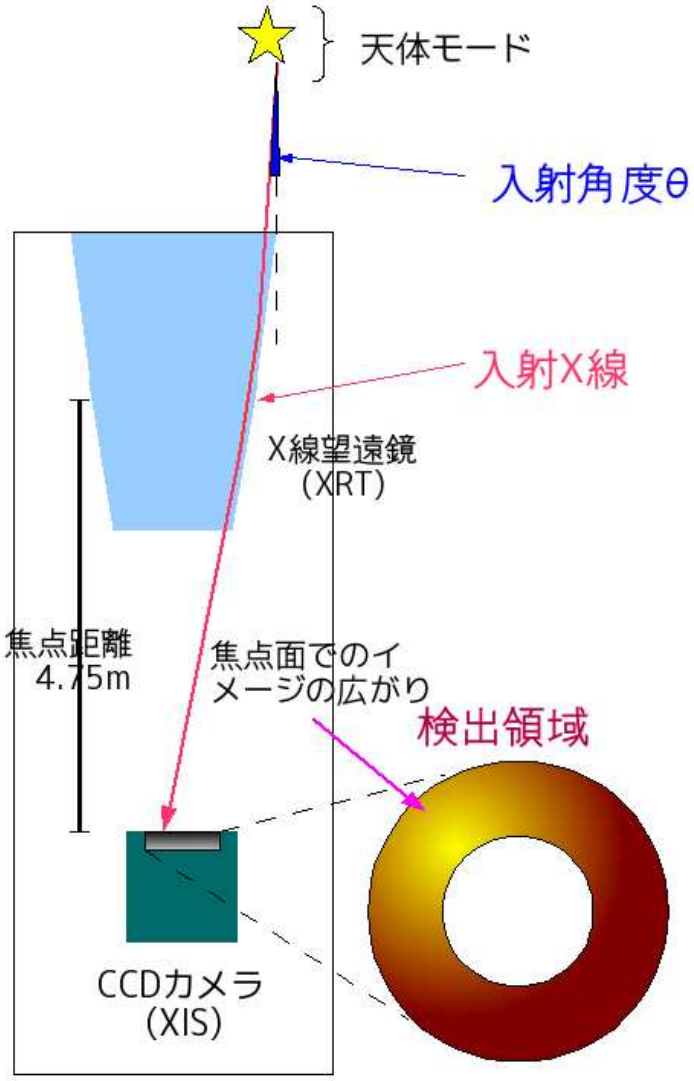

図 4.3: X 線検出の模式図

- シミュレーションのエネルギー段階に関する情報
  rmf-file : RMF ファイルを入力し、それと同じエネルギーのビン情報を与える。
  estepfile : シミュレートするエネルギー段階の指定をする。

- 検出器の位置、観測日情報
  ea1, ea2, ea3 : 衛星の姿勢 (オイラー角)
  date-obs : 観測日時 (CCD 上に載った汚物の情報などを指摘)

NGC4636 の ARF ファイルを作成するために、xissimarfgen に入力した情報を表 4.3 に、得られた ARF 情報を図 4.4 に示す。

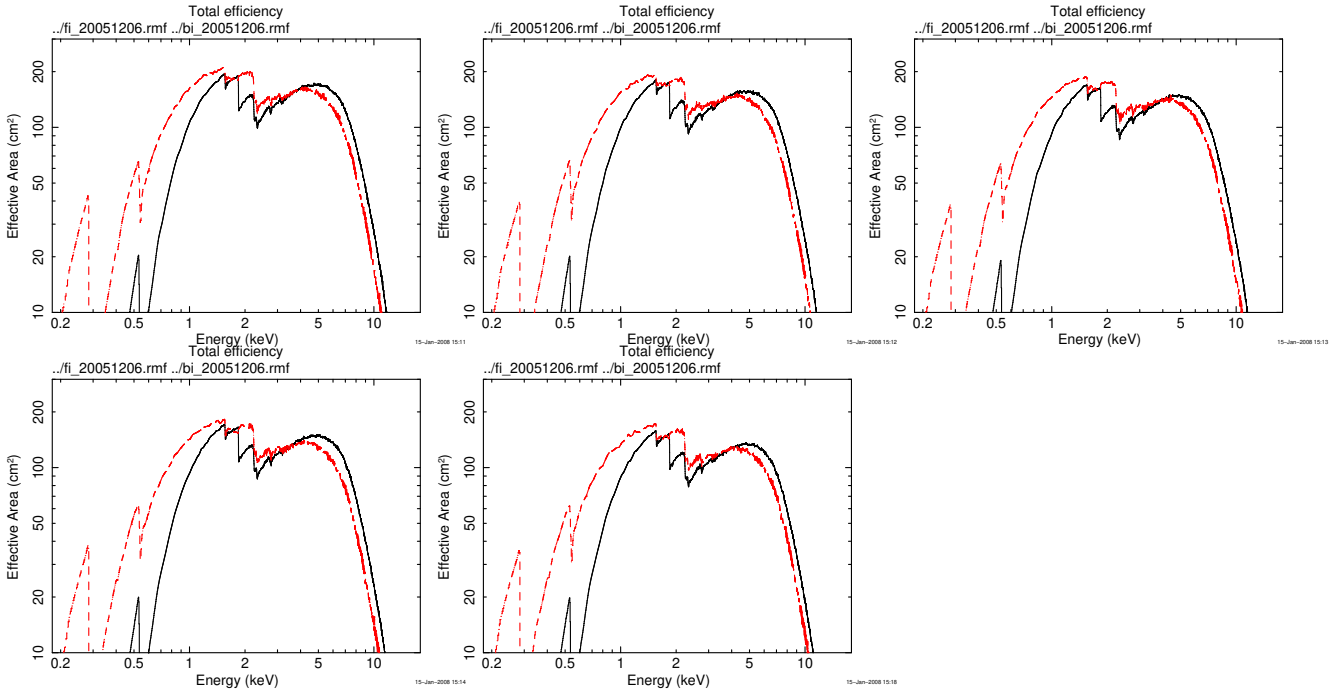

図 4.4: NGC4636 の ARF 情報

横軸はエネルギー (keV)、縦軸は有効面積 (cm^2)　黒：FI 型 赤：BI 型　左上から 0-2’、2-4’、4-6’ 左下から 6-8’、8-10’　外側にいくほど少しずつ有効面積が減っているのが分かる。

表 4.3: NGC4636 の ARF 作成に入力した情報

source-mode	SKYFITS
source-image	各 region の image ファイル
region-mode	SKYREG
region-file	各 region の region ファイル
limit-mode	NUM-PHOTON
num-photon	20,000
date-obs	2005-12-06 02:20:00
ea1, ea2, ea3	190.7250, 87.2480, 337.7036
rmffile	NGC4636 の RMF ファイル
estepfile	7900 のエネルギー段階を指定したファイル

4.3　バックグラウンドの評価

バックグラウンドとして観測される成分には次の 3 つがある。非 X 線放射 (Non X-ray Background ; NXB)、宇宙背景 X 線放射 (Cosmic X-ray Background ; CXB)、天の川銀河成分 (GXB) である。本研究では NXB は観測スペクトルから差引き、CXB と GXB はスペクトルフィットの際に付加モデルとして入れることで評価した。ここではそれぞれについての見積り方及びその結果について触れる。

4.3.1　Non X-ray Background (NXB)

NXB は宇宙からの X 線以外のバックグラウンドのことで、宇宙線 (荷電粒子) を起源としている。それには、荷電粒子と検出器が直接反応してできたものと、荷電粒子と衛星を構成する物質が反応して生じた X 線を検出したものとがある。

このバックグラウンドを評価するソフトに xisntebgdgen と呼ばれるものがある。荷電粒子の数は COR によって変化する。そこで xisntebgdgen ではまず XIS の night earth (地球による太陽からの照り返し成分のない夜の地球の観測データ、NXB データと等価) をデータベースとして用い、これを COR ごとに区切ったファイルを作る。同様に観測した天体のデータも COR ごとに区切ったファイルを作る。次にそれぞれの COR ごとのファイルから観測時間の比を求める。その比から、データベースとなる night earth のファイルを加重平均することで、観測した天体の NXB を求めることができる。

図 4.5 に NGC4636 を観測したときの各 region についての NXB スペクトルを示す。楕円銀河からの放射の弱い 7keV 以上の高エネルギー帯域で、観測スペクトルと NXB がよく一致しており、NXB の評価は妥当であると言える。なお以後の解析では、観測されたスペクトルからここで見積もった NXB スペクトルを差し引いて行った。

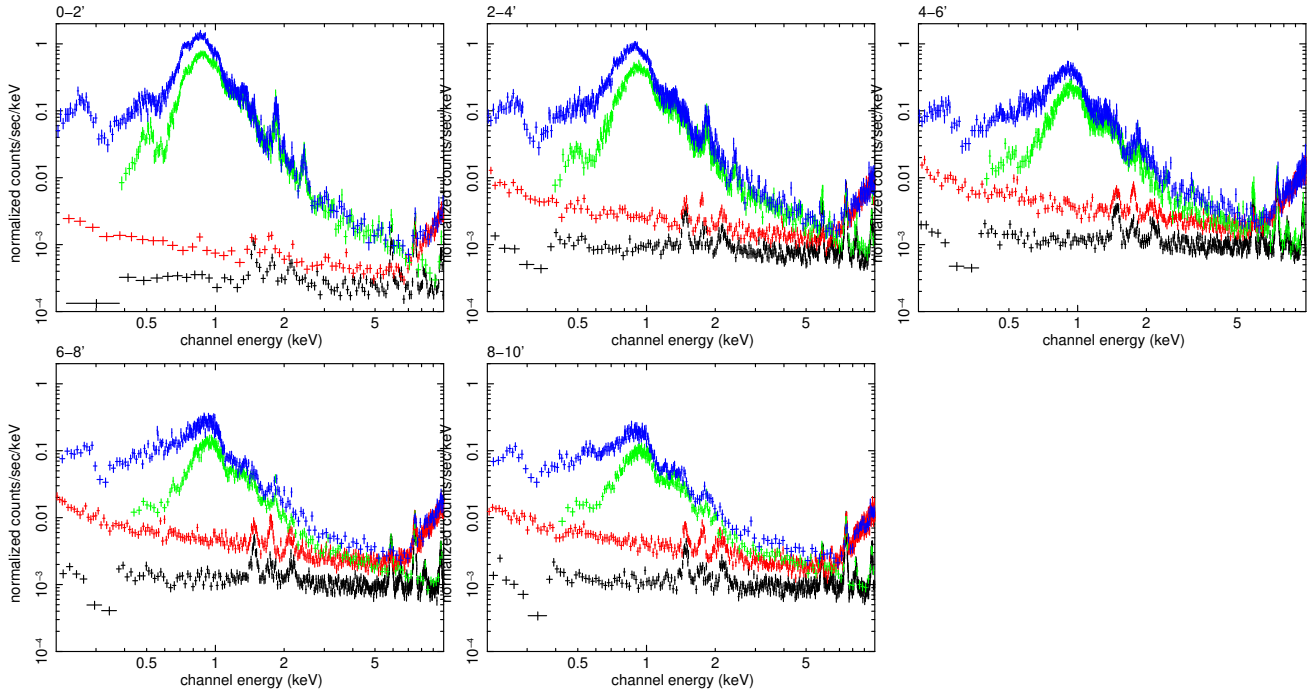

図 4.5: NXB のスペクトル
黒 : FI 型 赤 : BI 型 (緑、青はそれぞれ FI 型、BI 型での NGC4636 のスペクトル)
左上から 0-2'、2-4'、4-6' 左下から 6-8'、8-10'

4.3.2 Cosmic X-ray Background (CXB)

CXB は全天一様の宇宙起源の X 線放射である。その起源は日本の前 X 線天文衛星 ASCA によって、無数の点源からの X 線の重ね合わせであることが分かっている。その放射式は以下のようになる。

$$\mathrm{CXB}(E) = 9.0 \times 10^{-9} (E/3)^{(-0.29)} exp(-E/40) \quad (\mathrm{erg/cm^2/s/str/keV}) \tag{4.14}$$

(E の単位は keV)　(http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/analysis/hxd/v1/pinnxb より)

本研究では、過去の衛星で得られた物理パラメータ (表 4.5) を使って、XIS の視野を十分に覆う半径 20 分角内の CXB 放射シミュレーションスペクトルを作成し、XIS で観測される CXB の見積りを行った。具体的には以下のようになる。

本来、入射天体モデルと検出領域に対応した ARF が与えられれば、式 (4.14) の値を用いて CXB を評価できるが、本研究のように解析したい楕円銀河と CXB では入射モデルが異なるので、同じ ARF を用いて解析できない。そこで xissimarfgen を用いて表 4.4 のようなパラメータを入力し、20 分角の領域から一様に X 線が検出器の各 region に入ってくる場合の CXB 評価用 ARF ファイルを作成した。その有効面積を図 4.6 に示す。

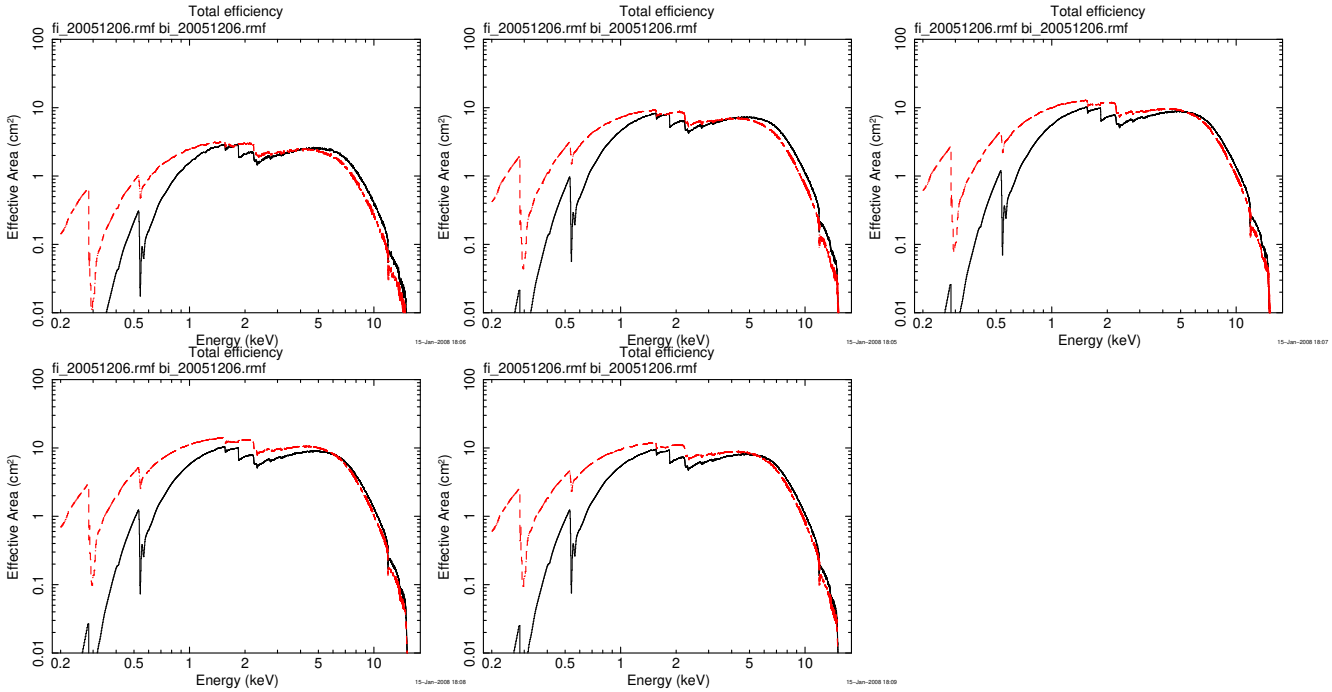

図 4.6: CXB の ARF 情報
黒 : FI 型 赤 : BI 型　左上から 0-2’、2-4’、4-6’ 左下から 6-8’、8-10’
外側ほど有効面積が大きい。

この ARF ファイルと RMF ファイルを用いて XSPEC 上で表 4.5 の CXB のモデルを入力し、CXB の 20 分角シミュレーションスペクトルファイルを作った。

そしてこのスペクトルファイルを § 4.2.1 で作成した NGC4636 解析用の ARF でフィットし、normalization 値を求め直した。その値を表 4.6 に示す。また図 5.1 に求まった CXB のスペクトルを示す。

表 4.4: CXB 作成のために作った ARF ファイルのパラメータ

source-mode	UNIFORM
source-rmin	0
source-rmax	20
region-mode	SKYREG
region-file	各 region の region ファイル
limit-mode	NUM-PHOTON
num-photon	1,000,000
date-obs	2007-06-17 19:54:00
ea1, ea2, ea3	192.5138, 84.5393, 149.9535
rmffile	NGC4636 の RMF ファイル
estepfile	7900 のエネルギー段階を指定したファイル

表 4.5: 用いた CXB のモデル

$N_{\rm H}(10^{22}{\rm cm}^{-2})$	1.0×10^{-2}
photon-index	1.29
*normalization (photns/cm^{-2}/s/keV) @1keV	8.21×10^{-4}
cut-off energy (keV)	1×10^{-4}
e-folding energy (keV)	40.0

モデル : WABS*POWERLAW*HIGHECUT
*normalaization は面積比で 20 分角にスケールしてある
(http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/analysis/hxd/v1/pinnxb より)

表 4.6: NGC4636 の CXB の normalizaiton 値

FI-norm	0-2’	1.222±0.005
	2-4’	3.796±0.008
	4-6’	4.91±0.01
	6-8’	4.98±0.01
	8-10’	4.98±0.01
BI-norm	0-2’	1.254±0.004
	2-4’	3.876±0.007
	4-6’	5.607±0.009
	6-8’	6.40±0.01
	8-10’	5.762±0.009

*normalization : 10^{-5}photons/cm^2/s/keV @1keV

4.3.3 Galactic X-ray Background (GXB)

GXB 成分とは我々のいる天の川銀河のプラズマからの放射のことで、銀河面 (天の川) に沿った放射と、全天に少しむらのある状態で広がっている成分の和である。このうち後者は NGC4636 の方向にも見えるもので、太陽系近傍のプラズマが起源である。このバックグラウンドの見積りには表 4.1 で挙げた NGC4636-GALACTIC の観測データを用いた。これは NGC4636 から約 3.2 度離れた何も明るい天体のないところのデータであり、そのスペクトルは NXB、CXB、GXB 成分の和と考えることができる。具体的には次のような解析方法を用いた。

十分な統計をとるために、検出器での抽出 region を視野一杯の半径 8 分とした。COR を 8GeV 以上とし、それぞれ § 4.1.1、4.2.2、4.3.1 と同様にしてスペクトルファイル、レスポンスファイル、NXB スペクトルファイルを作成した。次に § 4.3.2 と同様にして、CXB のモデルパラメータを求めた。そして CXB のパラメータはすべて固定し、NGC4636-GALACTIC のスペクトルを

WABS*(APEC+POWERLAW*HIGHECUT)

のモデルでフィッティングした。その結果を図 4.7 に示す。

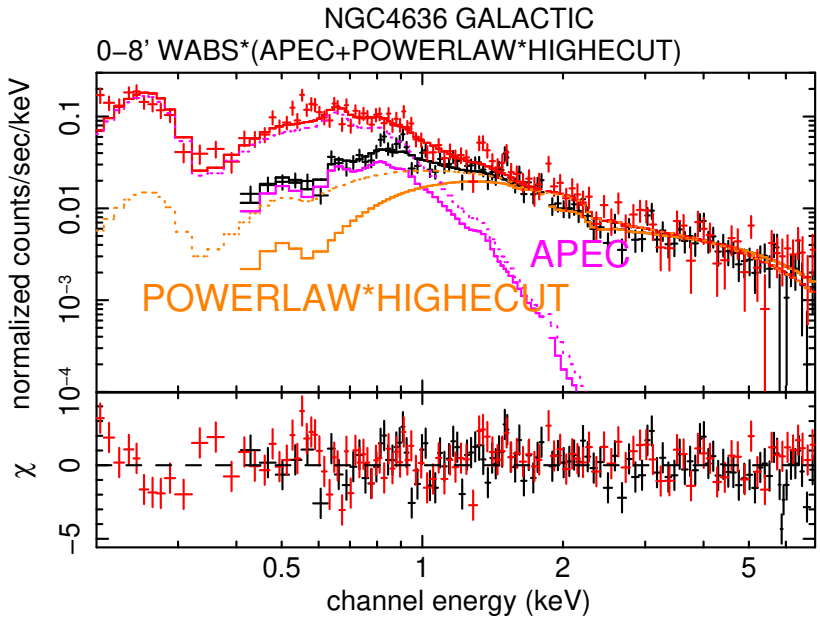

図 4.7: NGC4636-GALACTIC のスペクトルフィッティング図

黒、赤の十字がそれぞれ FI 型、BI 型の観測スペクトル。黒、赤の実線がそれぞれ FI 型、BI 型の全てのモデルの和。それ以外は実線が FI 型、破線が BI 型を示す。紫は GXB、橙色は CXB のモデル。

この結果、0.56keV 辺りでフィッティング残差が大きくなっているのが分かる。これは GXB が 1 つの APEC モデルでは完全に合わないことが原因であり、特に O^{6+} 輝線強度に違いが表れていると考えられる。そこでこの部分を補正するために、輝線のエネルギーを 0.56keV、輝線の幅を 0 σ で固定した GAUSS モデルを挿入し、

WABS*(APEC+GAUSS+POWERLAW*HIGHECUT)

でフィッティングし直した。その結果得られた GXB のスペクトルは図 4.8 のようになった。酸素の輝線成分が消えているのが分かる。また求まったパラメータ値を表 4.7 に示す。

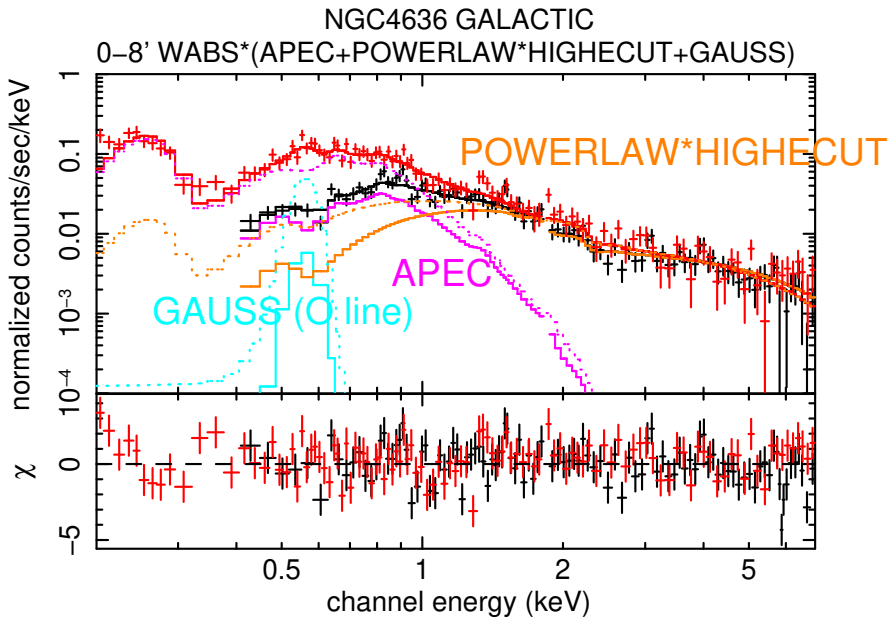

図 4.8: O^{6+} 輝線を考慮した NGC4636-GALACTIC のスペクトルフィッティング図
黒、赤の十字がそれぞれ FI 型、BI 型の観測スペクトル。黒、赤の実線がそれぞれ FI 型、BI 型の全てのモデルの和。それ以外は実線が FI 型、破線が BI 型を示す。紫は GXB の APEC 成分、水色はその O^{6+} 線に対する GAUSS モデル、橙色は CXB のモデル。

表 4.7: GXB 成分 APEC モデルのパラメータ値 (0-8')

kT (keV)	0.287± 0.008
A_{Fe}(solar)	0.030 ± 0.004
APEC norm	4.8± 0.5 ($\times 10^{-3}$)
GAUSS norm	1.1± 0.4 ($\times 10^{-4}$)

*normalization : photons/cm^2/s/keV @1keV

しかし、これでは実際の NGC4636 の解析と検出器での抽出 region が異なったままなので、NGC4636 の解析と同じリング状の region で、それぞれに対して NGC4636-GALACTIC のスペクトルファイル、ARF ファイルを作り、CXB のパラメータを固定、表 4.7 の APEC モデルと GAUSS モデルのパラメータの normalization 以外を固定して、フィッティングを行った。求まった各 region の APEC、GAUSS モデルの normalization 値とスペクトルの図を、それぞれ表 4.8 と図 5.1 に示す。

表 4.8: GXB 成分モデルの normalization 値

region	APEC norm ($\times 10^{-3}$)	GAUSS norm ($\times 10^{-5}$)
0-2'	0.57±0.15	4.8±2.9
2-4'	1.1±0.2	3.4±2.5
4-6'	1.2±0.2	1.8±1.8
6-8'	2.2±0.3	6.2±3.1
8-10'	2.1±0.3	3.5±3.1

*normalization : photons/cm^2/s/keV @1keV

第5章　解析結果

5.1　スペクトルと温度、アバンダンスの半径分布

NGC4636 の各 region で次のモデルでスペクトルフィッティングを行った。

WABS*(VAPEC+BREMSS+GAUSS+APEC+POWERLAW*HIGHECUT)　　(1)

このうち VAPEC が NGC4636 本体からのプラズマ放射、BREMSS は NGC4636 内の低質量 X 線連星 (LMXB) からの放射の和を表すもの、POWERLAW*HIGHECUT はバックグラウンド CXB 成分、APEC はバックグラウンド GXB 成分、GAUSS は GXB 内の O^{6+} 輝線を表す。また、バックグラウンド NXB 成分は既に本体のスペクトルから差し引いてある。図 5.1 に得られた各 region でのスペクトルを示す。これより中心領域では Si(1.8keV 付近) や S(2.4keV 付近) などの輝線がはっきり見え、外側に行くほど輝線強度が弱まっていること、またその連続成分も減少し、逆にバックグラウンド成分の寄与が大きくなっているのが分かる。さらに 0-2' の領域のフィッティング残差を見ると、他の半径に比べて 0.82keV 付近で大きなくぼみがあるのが分かる。これは Fe^{16+} イオンによる共鳴散乱 (§ 5.3 : 参照) の影響だと考えられる。

次に各 region で得られた物理パラメータを表 5.1 に示す。パラメータによっては誤差の大きなものもあるが、全体としては reduced-χ^2 値からも分かるようにうまくフィッティングできていると言ってよい。またこれらの値から温度、アバンダンスの半径分布はそれぞれ図 5.2、図 5.3 のようになった。中心で温度が低く、外側へ向けて段々上昇している。また 4-6' の region で重元素分布比が急激に落ち、それより外側はほぼ均一な重元素分布をしていることが分かる。

表 5.1: 各 region のスペクトルをフィットした結果

region	0-2’	2-4’	4-6’	6-8’	8-10’
$N_{\rm H}$ (10^{20}cm^{-2})	2.2± 0.1	1.6± 0.2	1.2± 0.1	1.5± 0.1	1.2± 0.2
kT (keV)	0.641± 0.002	0.732± 0.004	0.789±0.005	0.803± 0.006	0.784± 0.008
O (solar)	0.64± 0.06	0.80± 0.10	0.45± 0.06	0.44± 0.09	0.4± 0.1
Ne (solar)	1.3± 0.1	1.7± 0.2	0.7± 0.1	0.6± 0.2	0.8± 0.2
Mg (solar)	1.3± 0.1	1.9± 0.2	1.0± 0.1	0.9± 0.1	1.0± 0.2
Si (solar)	1.3± 0.1	1.5± 0.2	0.63± 0.07	0.7± 0.1	0.7± 0.2
S (solar)	2.0± 0.3	1.9± 0.3	0.9± 0.2	0.6± 0.2	0.3± 0.3
Fe (solar)	1.00± 0.06	1.2± 0.1	0.53± 0.04	0.50± 0.05	0.48± 0.06
VAPEC norm ($\times10^{-3}$)	2.4±0.3	1.3± 0.2	1.4± 0.2	0.83± 0.15	0.63± 0.15
BREMSS norm ($\times10^{-4}$)	0.97±0.09	1.1± 0.1	0.46± 0.11	0.39± 0.10	0.58± 0.11
GAUSS norm ($\times10^{-5}$)	1.6±2.5	3.2± 2.0	4.8± 1.8	4.2± 1.7	6.0± 1.7
reduced-χ^2 (dof)	1.35 (872)	1.23 (905)	1.17 (543)	1.15 (469)	0.98 (402)

VAPEC、BREMSS norm : cm^{-5}
GAUSS norm : photons/cm^2/s

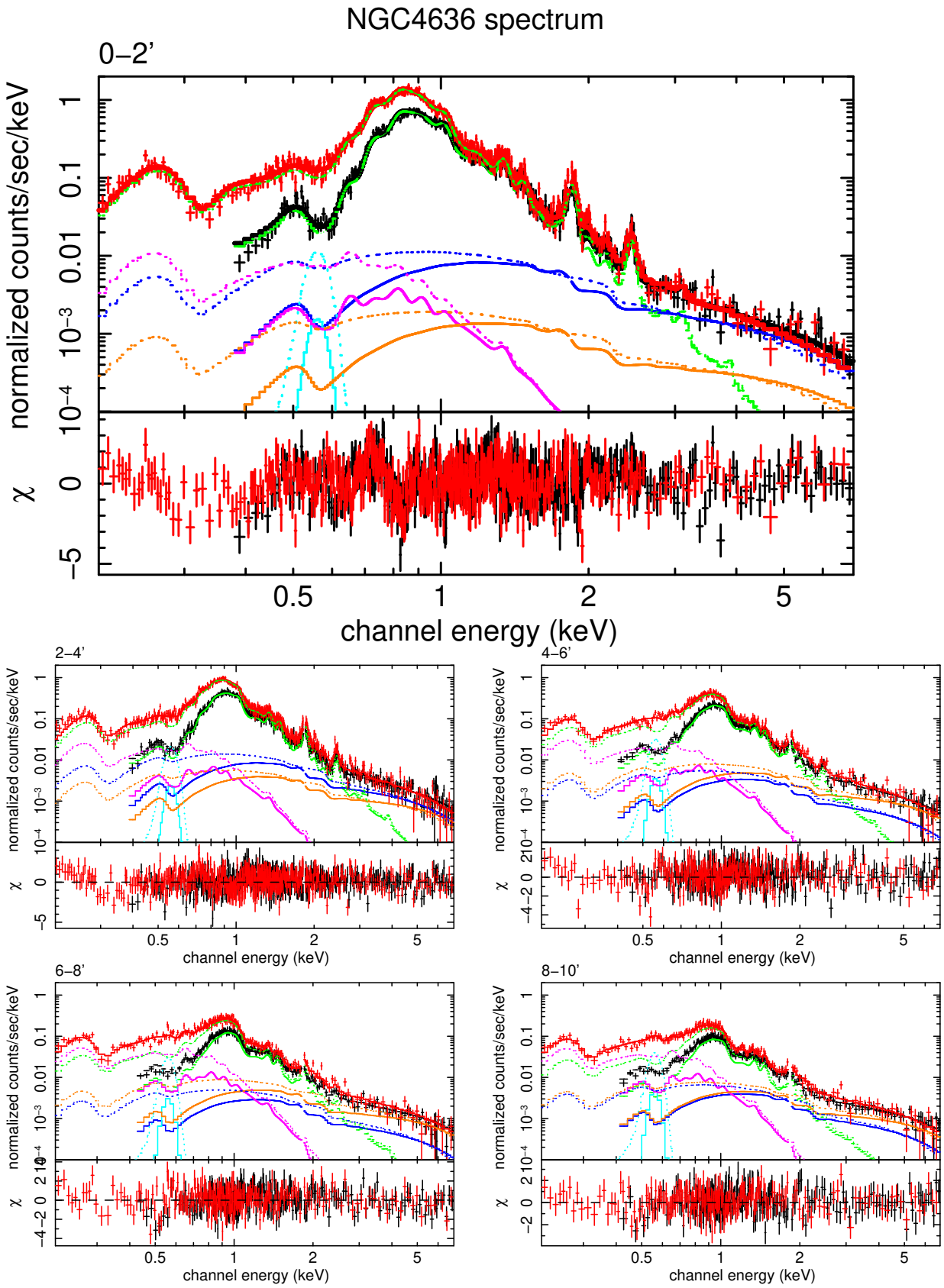

図 5.1: NGC4636 のスペクトルとそのバックグラウンド CXB、GXB 成分

黒、赤の十字がそれぞれ FI 型、BI 型の観測スペクトル。黒、赤の太線がそれぞれ FI 型、BI 型の全てのモデルの和。それ以外は実線が FI 型、破線が BI 型を表す。緑、青はそれぞれ NGC4636 からの放射の VAPEC、BREMSS 成分。橙色が CXB の POWERLAW*HIGHECUT、紫と水色がそれぞれ GXB の APEC、O^{6+} 輝線の ZGAUSS を表す。下段はフィッティング残差。上から 0-2’、中 2-4’、4-6’、下は 6-8’、8-10’ のスペクトルを示す。

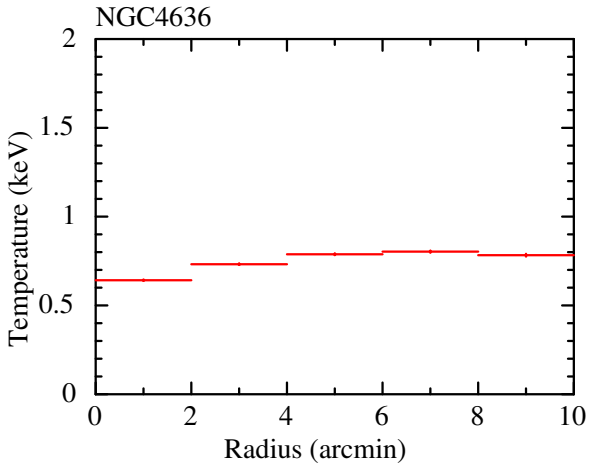

図 5.2: 温度の半径分布

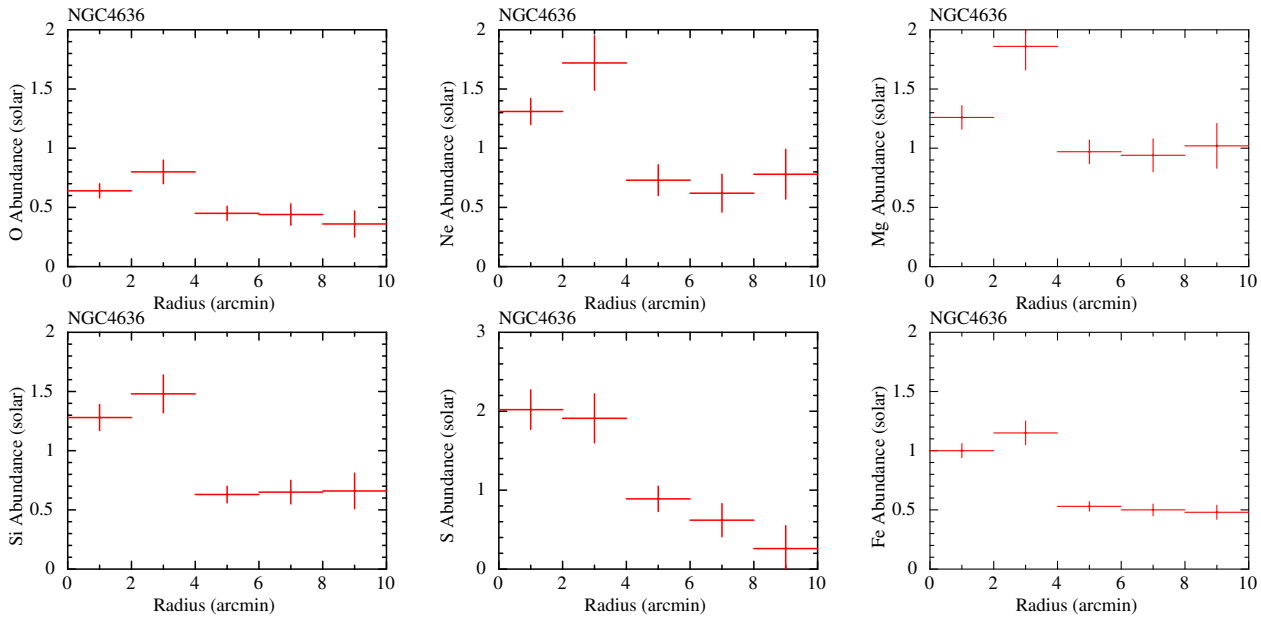

図 5.3: アバンダンスの半径分布
左上から O、Ne、Mg、左下から Si、S、Fe

ここで Fe と O についてそれらの重元素比がフィッティングの際にお互いに相関しているかどうか調べるために、Fe と O のアバンダンスについて χ^2 の二次元コントアを作成した。その結果を図 5.4 に示す。

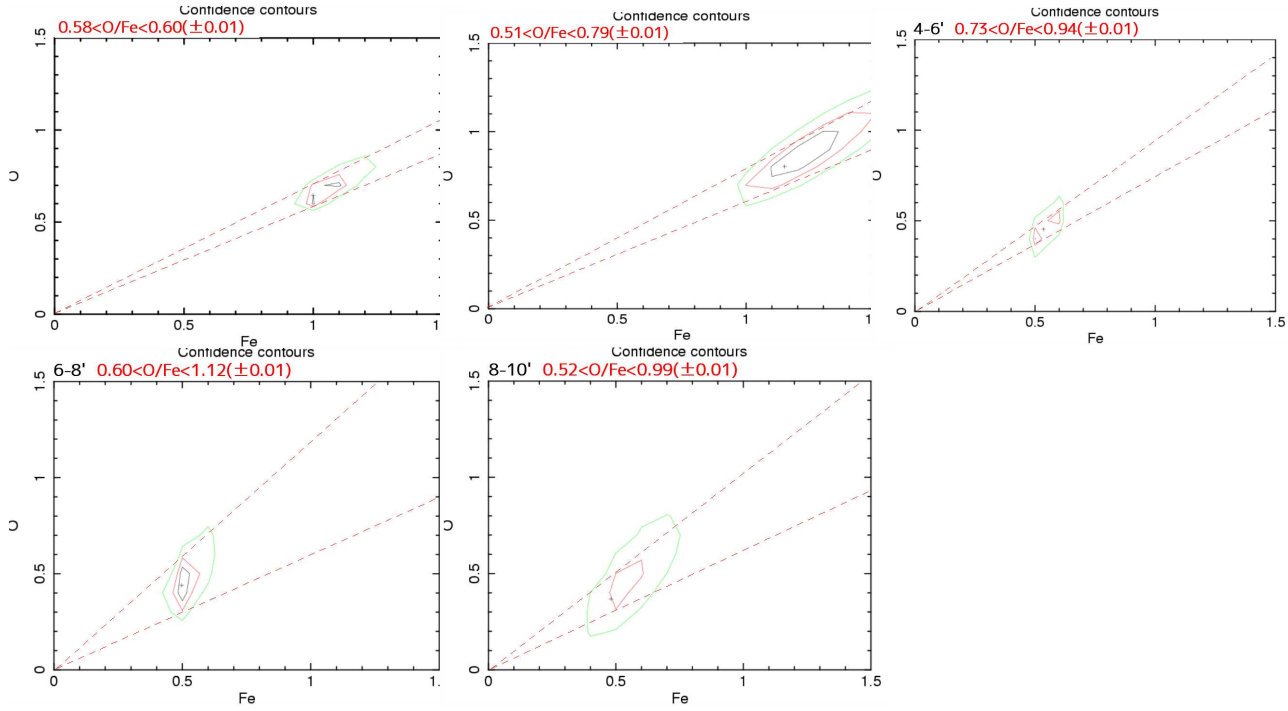

図 5.4: Fe-O コントア

左上から 0-2' 2-4' 4-6' 左下から 6-8' 8-10'　+はベストフィット点、黒、赤、緑はそれぞれ 1σ、2σ、3σ 範囲でのアバンダンス値を示す。破線は 2σ レベルでの傾きの範囲を表す。その O/Fe 値をおのおのの図の左上に示す。

このコントアの傾向より、O、Fe のアバンダンスの絶対値によらず O/Fe の比はほぼ一定になっていることが分かる。従って O、Fe それぞれの誤差を適用して伝播させると過大評価になる。そこで図 5.4 の破線内、つまり 90 %のコントアが示す O/Fe の範囲を誤差とした。また O/Fe 値は 4' 以内では 0.58 ~ 0.79 であるのに対し、それより外側では 0.73 ~ 1.12 と内側に比べて大きくなっている。

表 5.2: 0-2’ のスペクトルに対する 2 温度モデルと 1 温度モデルの物理パラメータ

	2 温度モデル	1 温度モデル
$N_{\rm H}$ (10^{20}cm^{-2})	2.3± 0.2	2.2± 0.1
kT (keV)	0.628±0.007, 0.884±0.056	0.641±0.002
O (solar)	0.66±0.06	0.64±0.06
Ne (solar)	1.1±0.1	1.3±0.1
Mg (solar)	1.3±0.1	1.3±0.1
Si (solar)	1.3±0.1	1.3±0.1
S (solar)	2.0±0.2	2.0±0.3
Fe (solar)	1.05±0.07	1.00±0.06
VAPEC norm ($\times10^{-3}$)	2.2±0.3, 0.22±0.18	2.4±0.3
BREMSS norm ($\times10^{-4}$)	0.93±0.10	0.97± 0.09
GAUSS norm ($\times10^{-5}$)	1.9±2.6	1.6± 2.5
reduced-χ^2 (dof)	1.34 (870)	1.35 (872)

VAPEC、BREMSS norm : cm^{-5}

GAUSS norm : photons/cm^2/s

5.2 2 温度モデル

図 5.2 より中心付近では外側に比べてその温度勾配が大きいことが分かった。そこで 0-2’ の領域のみ、2 温度モデル (2 つの異なる温度の VAPEC モデル)

WABS*(VAPEC+VAPEC+BREMSS+GAUSS+APEC+POWERLAW*HIGHECUT) (2)

でフィッティングを行った。ただし、VAPEC モデルの重元素のパラメータ値は 2 つの間で同じになるようにしている。また、BREMSS 以下のモデルのパラメータ値は 1 温度モデル (モデル (1)) のフィッティングと同じように扱っている。そのスペクトルとパラメータ値の結果をそれぞれ図 5.5、表 5.2 に 1 温度モデルの場合と並べて表示する。2 温度モデルのフィッティング図に温度の違いによる 2 つの VAPEC モデルが見える。

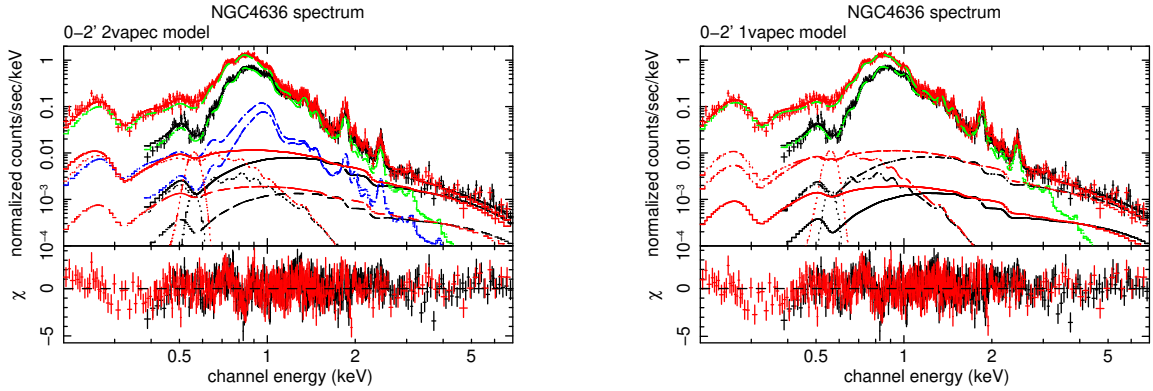

図 5.5: 0-2’ のスペクトルに対する 2 温度モデルと 1 温度モデルのフィッティング結果

左 : 2 温度モデル (緑 : 低温成分、青 : 高温成分) 右 : 1 温度モデル

表 5.2 から重元素アバンダンスは、1 温度モデルと 2 温度モデルでほとんど変わらず、さらに 2 温度モデルの低温度の 0.628keV が、1 温度モデルとほぼ一致していることが分か

る。また図 5.5 からは、高温の方のモデル (青) があまり必要でないことが分かる。従って 2 温度モデルでのフィッティングはあまり特別な意味をなさない。つまり 0-2' の region の温度勾配の影響はほとんどないとみてよい。

5.3 共鳴散乱の解析

§1 でも述べたように、NGC4636 のすざく以外の X 線天文衛星による観測の一つに XMM-Newton の RGS 検出器によるものがある。それはある波長をもった光が RGS 内の回折格子によってその波長に相応した反射角をもつことから、優れたエネルギー分解能をもつ X 線分光観測 (図 5.6) ができるようになっている。従って本研究のような CCD を使った撮像観測よる輝線スペクトルを検証するのに RGS の観測結果はよい目安になる。また RGS ではその優れたエネルギー分解能によって、中心での Fe^{16+} イオンによる共鳴散乱が確認された。しかし分光観測では 1 次元方向の観測しかすることができないので、その共鳴散乱が本当に中心付近のみでしか見られない現象なのかあるいは単にプラズマモデルの問題なのか確かめることはできなかった。そこで本研究での「すざく」XIS による解析を通じて、その輝線が中心でのみ弱まっており共鳴散乱が起きていることを確認した (図 5.1)。ここでは XIS と RGS で観測された輝線スペクトルの比較を行い、共鳴散乱が両者一致するものであるかどうか検証する。

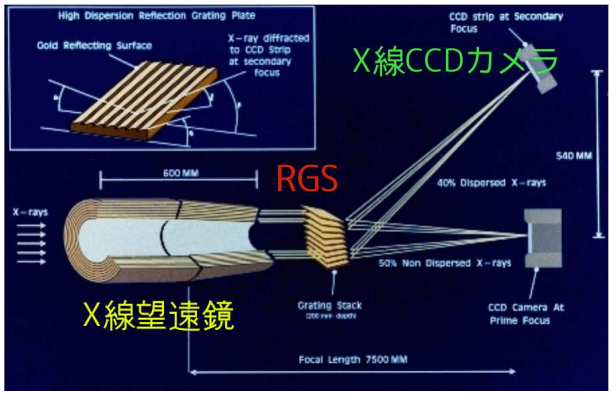

図 5.6: XMM-Newton RGS 分光器
X 線望遠鏡に入ってきた光は RGS によってエネルギーごとに分解され CCD によって検出される。

RGS による NGC4636 の観測は 2001 年 6 月 5 日、観測時間 64ks で行われた。その結果得られたスペクトルが図 5.7 である。さらに RGS の分散方向に集積して得られた各輝線のフラックス (NXB による影響は除いてある) を表 5.3 に示す。

ここで 0-2' の「すざく」XIS のスペクトルデータを RGS の観測と同じ 0.4 ~ 1.5keV のエネルギー帯域に絞り、次のモデルでフィッティングした。

WABS*(BREMSS+BREMSS+ZGAUSS+ZGAUSS+...)

ZGAUSS モデルは表 5.3 に示されている「XIS の輝線」を表すものである。これは 1keV 周辺での XIS のエネルギー分解能を考慮 (§ 3.3.3 図 3.12) し、RGS で観測された輝線のうち 30eV 以下で隣接するもののエネルギーを平均して統一した値である。また BREMSS は連続成分を表すモデルで、温度は 0-2' のプラズマ温度 0.641keV(表 5.1) と、仮定した

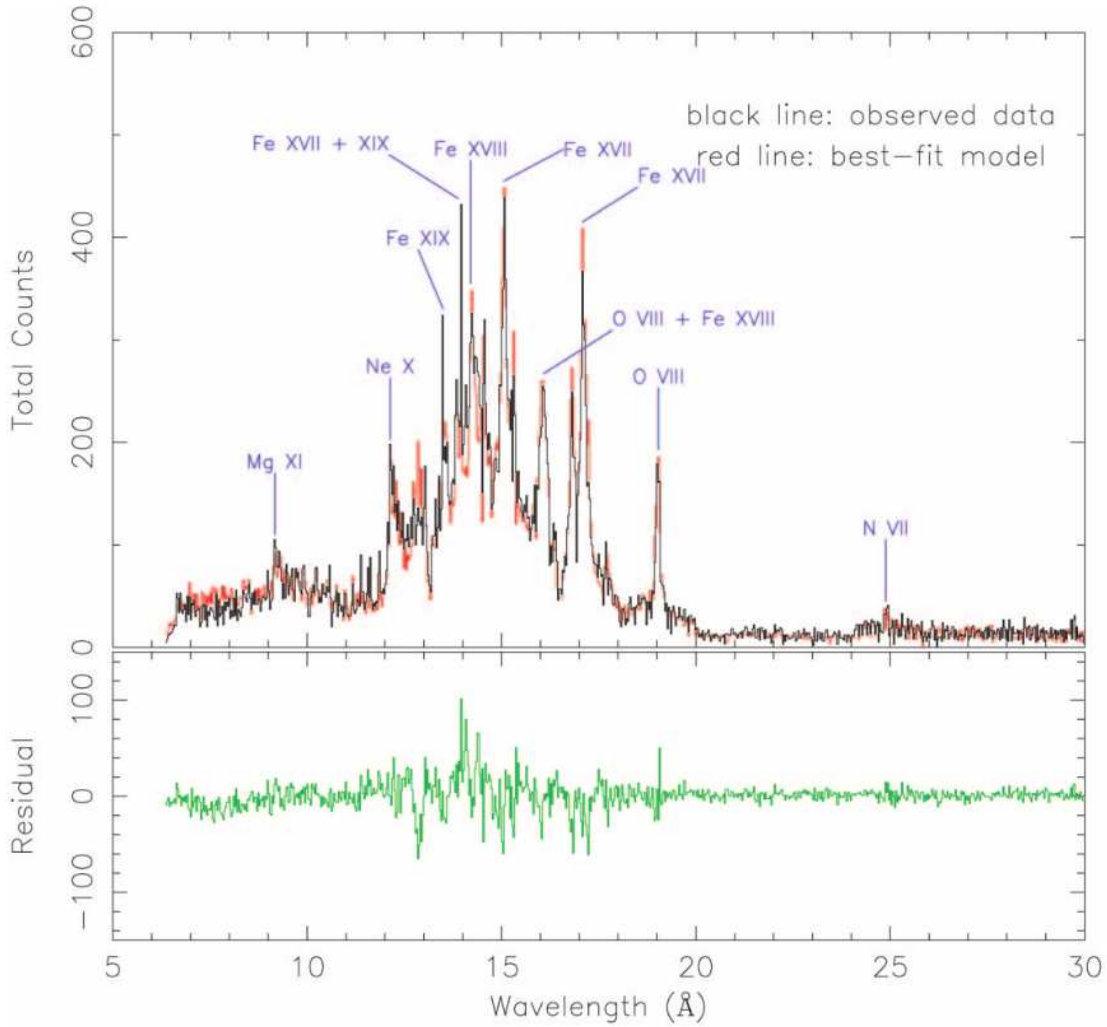

図 5.7: RGS による NGC4636 の 0-2' のスペクトル

黒は観測によるライン、赤はベストフィットモデル、下段はフィッティング残差 (Xu et al. 2002)

7.0keV に固定してある。また WABS の $N_{\rm H}$ は $2.2\times10^{20}{\rm cm}^{-2}$ (表 5.1) に、ZGAUSS の輝線幅は 0 σ に固定した。その結果得られたスペクトルを図 5.8 に示す。

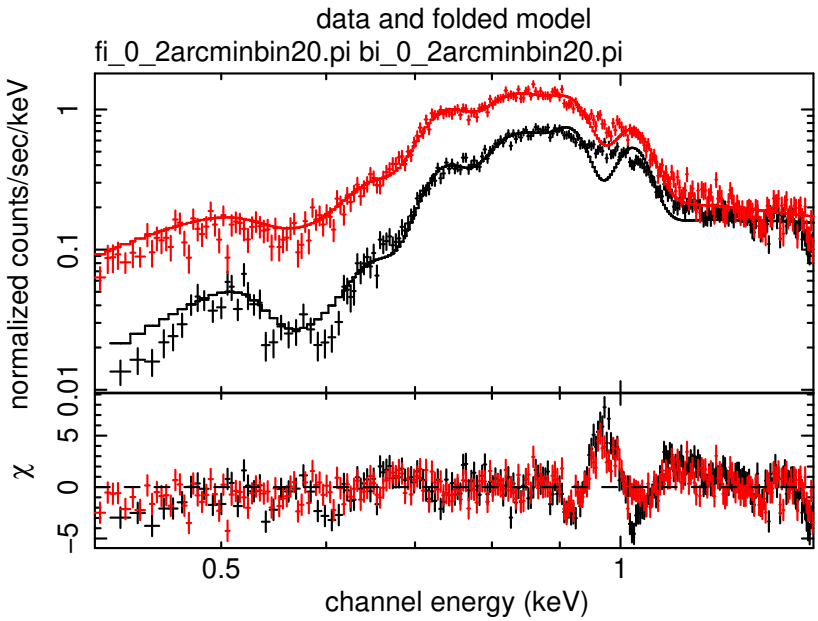

図 5.8: RGS で観測された輝線の結果を XIS のスペクトルでフィッティングした図
0.95keV 付近で大きなフィッティング残差の違いがある。

図 5.8 から 0.95keV 付近で大きなフィッティング残差の違いがあることが分かる。そこで他のイオンによる輝線放射の影響がないか調べるために、0.5 ~ 1.5keV の範囲内で表 5.3 に含まれていない温度 0.641keV での強い輝線を表 5.4 にまとめた。また図 5.12 には VAPEC モデルを用いてそのエネルギー域の輝線を表示してある。これらより 0.95keV 付近の放射には Fe^{19+}(0.961keV) と Fe^{19+}(0.963keV) があることが分かる。RGS の観測では、Fe^{16+} 線に比べて Fe^{17+} ~ Fe^{28+} 線は弱かったので、これらの輝線は解析の際に加えられていなかったが、XIS の解析を通じてこれらのイオンがこの付近の輝線放射に影響を与える可能性があることが分かった。そこでこのラインも ZGAUSS モデルとして加え、再びフィッティングを行った。ただし表 5.4 の 0.961keV と 0.963keV の放射は XIS のエネルギー分解能では見分けることはできないので、2 つの平均値である 0.962keV で輝線のエネルギーを固定して入力した。その結果得られたスペクトルとそのフラックスを、それぞれ図 5.9、表 5.3 に示す。図 5.9 を見ると 0.95keV 付近のフィッティング残差の違いが改善されているのが分かる。

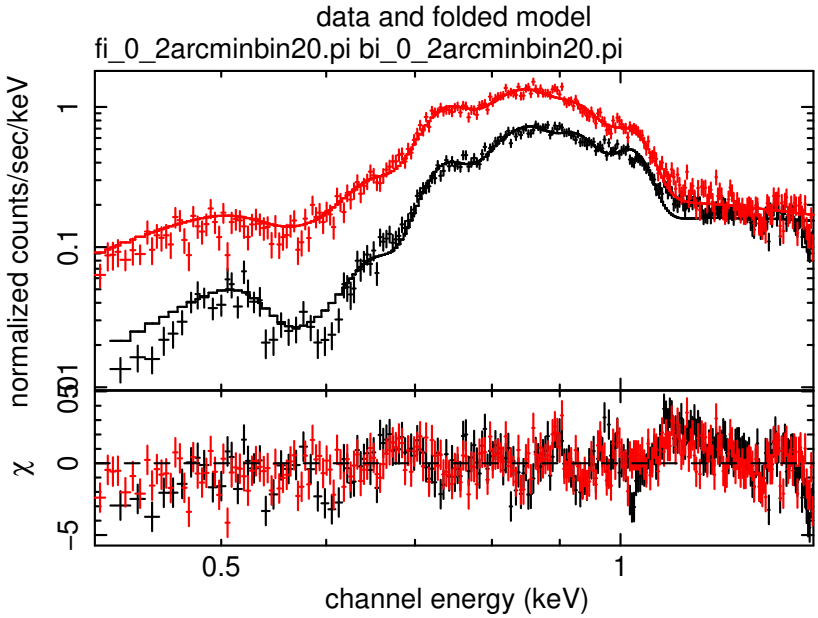

図 5.9: RGS で観測された輝線の結果を XIS のスペクトルでフィッティングした図 (補正後)　　0.95keV 付近のフィッティング残差の違いが改善されている。

さらに RGS の結果から得られたそれぞれの輝線に対するフラックスと、ここで得られたすざくのスペクトルに対する各輝線のフラックスに対して、一番明るい 0.733keV の輝線を基準にしてその比をとり、両者の比較を行った。ただし、表 5.3 でフラックスが求まらなかったものにつては比較していない。その結果を表 5.3「相対強度 (1)」と図 5.10 に示す。

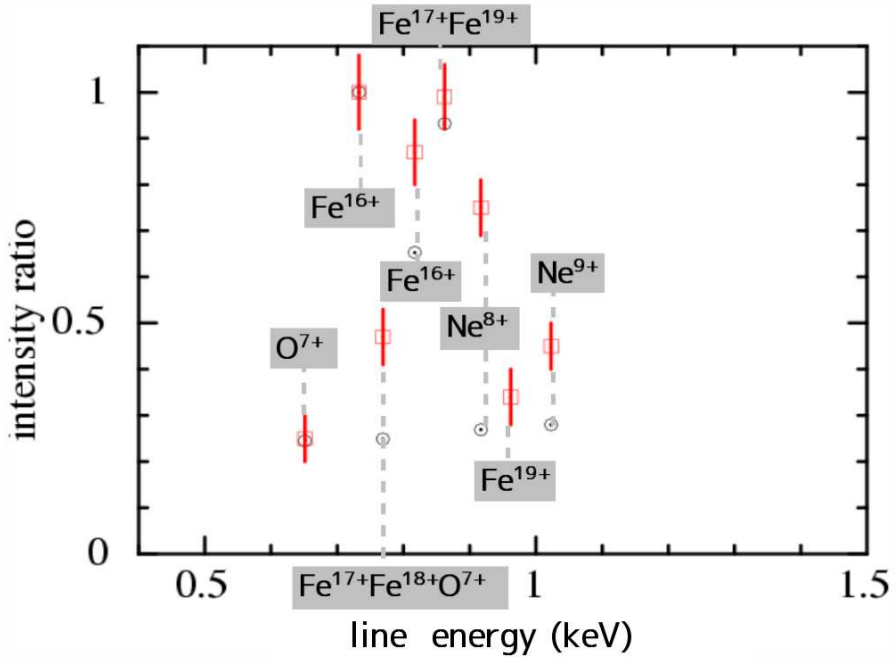

図 5.10: RGS と XIS で観測された輝線強度の比

横軸は輝線のエネルギー、縦軸は 0.733keV の Fe^{16+} からの輝線を基準にしたフラックスの強度比。⊙ が RGS、□ が XIS によるもの。左から O^{7+}、Fe^{16+}(基準)、$Fe^{17+}Fe^{18+}O^{7+}$、Fe^{16+}(共鳴散乱している輝線)、$Fe^{17+}Fe^{19+}$、Ne^{8+}、Fe^{19+}(XIS のみ)、Ne^{9+} からの放射。

図 5.10 の輝線強度の分布のうち、O^{7+} の輝線強度は RGS と XIS でほぼ等しくなっている。これは、今まで正確な重元素比の測定が難しかった酸素について、XIS ではその値が精度よく計測されていることを意味する。また、他の輝線強度において RGS よりも XIS の方が輝線強度が大きくなってしまったのは、XIS の分解能では分解できない範囲に RGS でも計測されていない輝線があり、XIS の輝線のフラックスを求める際にその分の寄与が入ってしまっているからだと考えられる。そこで XIS に入力した輝線エネルギーのフラックスからその付近 (±15eV 内) に含まれる輝線のフラックスを差引き、Fe^{16+}(0.733keV) に対するその強度を計算した。差し引いた輝線を表 5.4 に示す。さらにこの相対強度を用いて再び RGS の強度比と比較を行った。その結果が表 5.3「相対強度 (2)」と図 5.11 である。図 5.10 に比べて Fe^{16+}(0.817keV) の輝線以外は RGS の結果に近付いているのが分かる。しかし PSF による放射の広がりもある上、RGS は分光観測のため外側の領域からの放射も含まれている可能性が高く、半径ごとで温度が異なる影響で輝線強度も変化するので必ずしも一致するとは限らない。特に Fe^{16+} については、半径ごとに共鳴散乱の度合も異なる効果もあり、RGS と XIS での違いが大きくなっていると考えられる。結果的には XIS の Fe^{16+} 線の強度は RGS に対し 1.33±0.11 倍となり、その吸収の強度は RGS での観測の方が強くなっている。これは、XIS よりも RGS の方がより中心領域の光子を集めているため、共鳴散乱が強く見えたからだと考えられる。

Ion	RGS				XIS			
	E(keV)	flux	flux の和	相対強度	E(keV)	flux	相対強度 (1)	相対強度 (2)
N^{5+}	0.418-0.428	0.43	0.43	0.05	0.428	0	0	0
N^{6+}	0.497	0.20	0.20	0.03	0.497	0	0	0
O^{6+}	0.557	0.21						
O^{6+}	0.565	0.09						
O^{6+}	0.570	0.13	0.43	0.05	0.564	0	0	0
O^{7+}	0.651	1.96	1.96	0.245	0.651	1.25±0.18	0.25±0.05	0.25±0.05
Fe^{16+}	0.728	5.66						
Fe^{16+}	0.737	2.33	7.99	1	0.733	5.00±0.27	1.00±0.08	1.00±0.08
Fe^{17+} Fe^{18+} O^{7+}	0.769	1.99	1.99	0.249	0.769	2.35±0.30	0.47±0.06	0.35±0.06
Fe^{16+}	0.809	1.66						
Fe^{16+}	0.825	3.56	5.22	0.653	0.817	4.37±0.26	0.87±0.07	0.87±0.07
Fe^{17+}	0.853	2.25						
Fe^{17+}	0.859	1.85						
Fe^{17+} Fe^{19+}	0.865	1.45						
Fe^{17+}	0.871	1.90	7.45	0.932	0.862	4.93±0.23	0.99±0.07	0.99±0.07
Ne^{8+}	0.917	2.15	2.15	0.269	0.917	3.76±0.19	0.75±0.06	0.43±0.06
Fe^{19+}	0.961	-						
Fe^{19+}	0.963	-	-	-	0.962	1.72±0.15	0.34±0.06	0.34±0.06
Ne^{9+}	1.02	2.24	2.24	0.280	1.02	2.26±0.10	0.45±0.05	0.26±0.05
Mg^{10+}	1.35	0.59	0.59	0.07	1.35	0	0	0

*flux : 10^{-4}photons/cm^2/s

表 5.3: RGS 及び XIS による 0.4 ~ 1.5keV の輝線のパラメータ値

RGS で解析された輝線に対し、XIS のエネルギー分解能を考慮してその平均をとった輝線エネルギーに相応する両者の輝線強度を比べたもの。相対強度は 0.733keV のフラックスを基準としたときの値である。Fe^{19+} 線は RGS では解析されていない。

XIS に入力した輝線	付近の輝線		
	Ion	E(keV)	相対強度
$Fe^{17+}Fe^{18+}O^{7+}$(0.769keV)	Fe^{17+}	0.792	0.123
Ne^{8+}(0.917keV)	Fe^{18+}	0.897	0.092
	Fe^{18+}	0.915	0.229
Fe^{19+}(0.962keV)	Fe^{19+}	0.961	0.130
	Fe^{19+}	0.963	0.155
Ne^{9+}(1.02keV)	Fe^{16+}	1.009	0.090
	Fe^{16+}	1.021	0.100

表 5.4: XIS に入力した輝線付近の特に強い輝線放射

Fe^{19+}は RGS の解析には含まれていなかった輝線。他は RGS では分解できるが XIS では分解できないと思われる範囲内の特に強い輝線。相対強度は表 5.3 の 0.733keV のフラックスを基準としたときの値である。

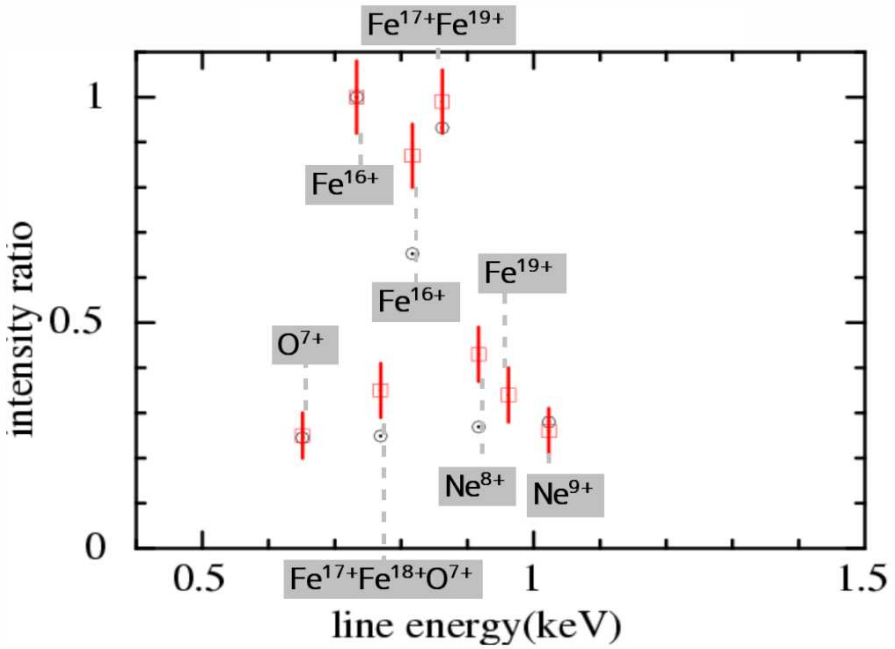

図 5.11: RGS と XIS で観測された輝線強度の比 (他の輝線の影響を除いたもの)
縦軸は 0.733keV の Fe^{16+} からの輝線を基準にしたフラックスの強度比。表 5.4 に示す付近の輝線強度の影響を除いたもの。⊙ が RGS、□ が XIS によるもの。左から O^{7+}、Fe^{16+}(基準)、$Fe^{17+}Fe^{18+}O^{7+}$、Fe^{16+}(共鳴散乱している輝線)、$Fe^{17+}Fe^{19+}$、Ne^{8+}、Fe^{19+}(XIS のみ)、Ne^{9+} からの放射。図 5.10 に比べて Fe^{16+}(0.817keV) の輝線以外は RGS の結果に近付いている。

共鳴散乱

プラズマ中の重元素イオンにその遷移エネルギーと同じエネルギーを持った光子が衝突すると、イオン内の電子が励起されてエネルギー準位が上がり、不安定になって元の状態に戻ろうとする。その時その遷移間に相当するエネルギーを持った光子が、入射した方向に関係なく等方的に放射される。これが共鳴散乱である。

XIS では 0-2' のスペクトルに 0.82keV 付近でフィッティング残差のくぼみが見られた (図 5.1)。同様に RGS の観測結果からも、0.82keV に相当する 15Å 付近に残差のくぼみが見られる (図 5.7)。NGC4636 の場合中心の密度が高く光学的に厚いため、密度の薄い外側に比べて共鳴散乱が起きやすい。こうして中心部分では最も強い Fe^{16+} 輝線が散乱されやすく、その結果 RGS や XIS で 0.82keV(15Å) 付近でフィッティング残差のくぼみが確認されたと考えられる。図 5.12 に 0-2' の解析でフィットされた VAPEC モデル、ZGAUSS モデルでのフィット図を示す。共鳴散乱していると考えられる Fe^{16+} の輝線に目を向けると、前者に比べて実際の輝線の強さを表す後者の方が相対的に弱くなっているのが分かる。

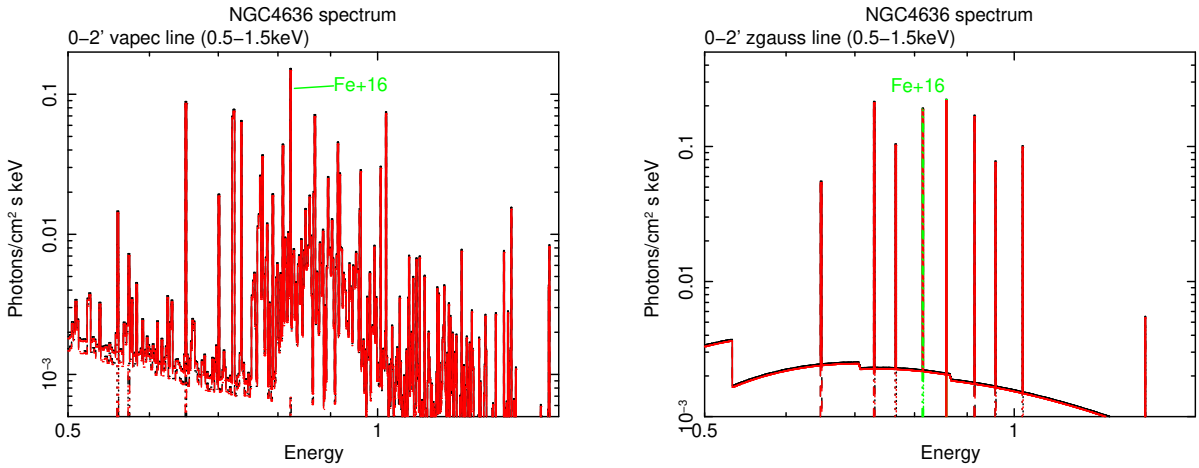

図 5.12: XIS での 0-2' の輝線を表す VAPEC モデルと ZGAUSS モデル

左 : VAPEC モデル 右 : ZGAUSS モデル　共鳴散乱する Fe^{16+}(0.82keV 付近) の輝線が VAPEC モデルでは最も強いのに対し、実際の輝線強度を表す ZGAUSS モデルでは弱まっていることが分かる。

第6章　考察

ここまでの解析を通じてNGC4636の10’以内の温度分布や重元素分布を求め、中心部での共鳴散乱を確認することができた。この章では他の楕円銀河と温度分布や重元素分布を比較することによって、楕円銀河の重元素生成史、その内部の星の生成史についての考察を行う。また中心部での光学的厚さの定量的評価を行い、そこで共鳴散乱が起きやすい状態であるかどうか確認する。

6.1　「すざく」XISによるNGC1399の観測結果との比較

NGC4636と同様にX線で明るい楕円銀河の一つにNGC1399がある。すざくによるこの天体の特徴と観測ログを表6.1に、そのX線イメージと解析領域を図6.1に示す。

target	NGC1399	*NGC1399-north
z	0.0049	-
position (ra, dec)	54.6442, -35.4855	54.7052, -35.2355
exposure time (ksec)	68	85
date (y-m-d h:m)	05-09-13 01:30	06-01-05 07:00

表6.1: NGC1399の特徴と「すざく」XISによるその観測ログ
*NGC1399-north : NGC1399の北側の部分 (中心から約14’離れた場所)

フィッティングの際のスペクトルモデルは、ISMからの放射をVAPEC(ただし4’以内の領域は2温度モデル)、ハード成分とNGC1399の別の天体からの放射をPOWERLAW、CXBをPOWERLAW、GXBをAPECとしている。またNXBはnight earthのデータを使って除いてある。解析の結果得られた0-2’の領域のスペクトルを図6.2に、温度、アバンダンスの半径分布をそれぞれ図6.3、図6.4にNGC4636の結果と一緒に表示する。ただし以下で述べる理由でNeとSのアバンダンス分布については表示していない。

まず図6.3の温度分布の違いから、NGC4636はNGC1399に比べ全体として温度が低く、NGC1399の方が重力ポテンシャルが深いことが分かる。次に重元素分布についてだが、Neに関しては、表5.4に示したように、XISのエネルギー分解能で分解できないような隣接した輝線(Fe-L線)に隠されて、正しいアバンダンスが求まらなかった可能性がある(実際図5.10のようにNe輝線強度がずれている)。またSに関しても、NGC4636が低温で輝線放射が弱い上に、その輝線が出るエネルギー帯域に、BREMSSモデルの影響が大きくかかっているため、不定性が大きく正しいアバンダンスが求まったとは考えにくい。従ってNeとSのアバンダンスについては議論の対象から外すことにする。

そこで図6.4のアバンダンス分布を見ると、まず全体的にNGC4636の方がNGC1399に比べて1 ~ 2倍程度アバンダンスが大きいことに気付く。この原因として2つの可能性が示唆される。一つは単純にIa型超新星爆発やmass lossによる重元素放出が、NGC4636

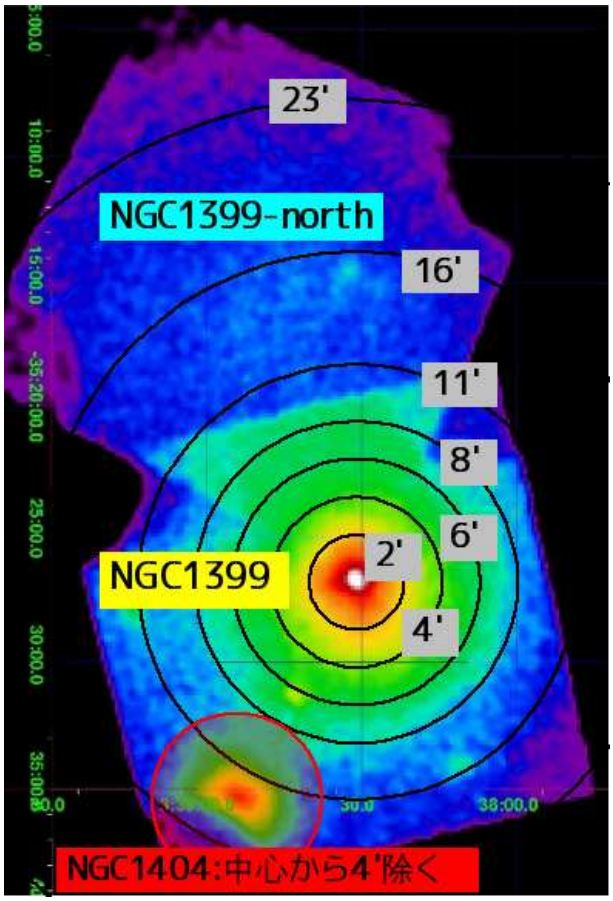

図 6.1: NGC1399 の X 線イメージとその解析領域
(Matsushita et al. 2006)

の方が大きいのではないかということだ。実際図 6.2 に見られるように NGC1399 のスペクトルからは、0.82keV 付近の共鳴散乱による吸収線が NGC4636 ほど顕著には見られない。このことは NGC1399 の中心部は NGC4636 ほど高密度ではなく、重元素が NGC4636 よりも少ないことと一貫する。もう一つは、NGC1399 は銀河団の中心付近にあるので、NGC4636 に比べて周りの密度は濃い上に、温度が高く重力ポテンシャルが深いために、外部から重元素を多く含まない始源ガス (主に水素) が楕円銀河内に入ってきている可能性があることだ。実際それらの密度分布は、図 6.5 のように中心付近では NGC1399 の方が NGC4636 よりも数倍大きくなっている (Fukazawa et al.2006)。こうして NGC1399 では水素の量が多くなり、重元素比としては NGC4636 に比べて小さくなる。従ってもしこれが事実であるならば、NGC1399 と NGC4636 では、実際の重元素量としてはあまり変わらないと言える。

次に二つの天体の各重元素の Fe に対するアバンダンス比を図 6.6 に示す。NGC4636 の方は O/Fe、Si/Fe は内外で一様な値を示し、その平均値はそれぞれ 0.74±0.16、1.31±0.20、また Mg/Fe は中心から約 20kpc 以内で平均 1.44±0.17、それより外側では平均 1.95±0.35 となった。まず Si に関しては、そのアバンダンス比は領域によらずほぼ一定である。これは §2 で述べたように、Si が Fe と同じように II 型、Ia 型超新星爆発のどちらでも重元素合成が行われることに起因する。また他元素に比べて誤差も 15 %程度と小さく、Fe や Si の Ia 型、II 型どちらでも合成されうる重元素のアバンダンスは、信頼できる値として扱ってよいであろう。また §2 で述べたように、O は II 型超新星爆発で、Fe は Ia 型超新星爆発で生じやすいことを踏まえると、O/Fe が 0.7 程度であり、それが平均的に分布しているこ

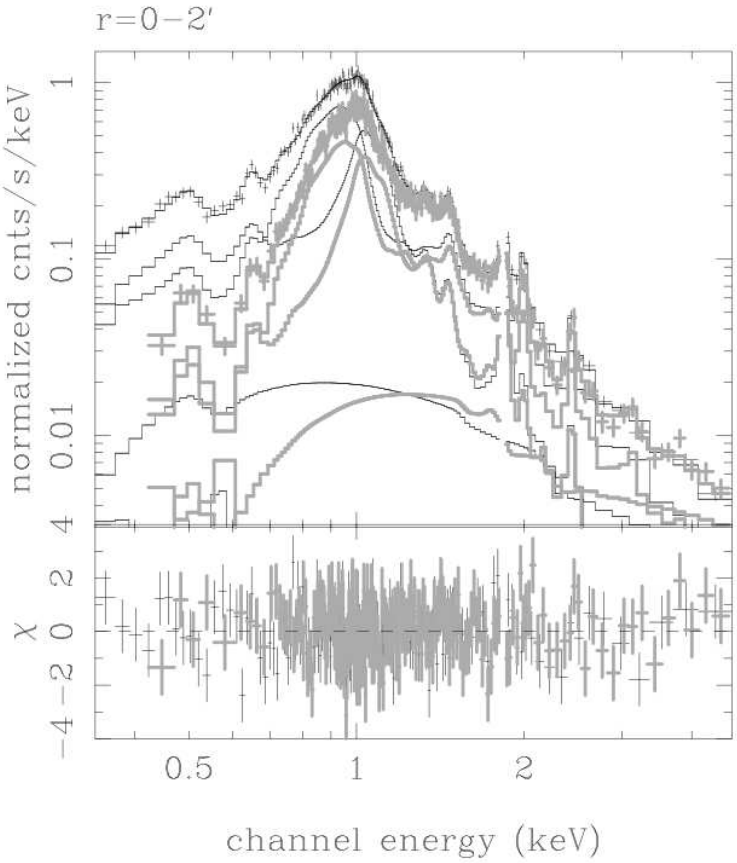

図 6.2: NGC1399 のスペクトル (0-2')

灰色は XIS0、 黒は XIS1 によるスペクトル。2 つの VAPEC(NGC1399 からの放射)、POWER-LAW(CXB)、APEC(GXB) を示す。下段はフィッティング残差。(Matsushita et al. 2006)

とから、O と Fe が Ⅱ 型 (mass loss) と Ia 型超新星爆発両方の混ざり合わせで合成されたこと、それらが同じように銀河の周囲へ拡散されていることが分かる。しかし中心角に関しては、O に加えて、O と同様に Ⅱ 型超新星爆発の寄与が大きい Mg も、Z/Fe の値が外側に比べて小さくなっているようにも見える。これは中心ほど Ia 型超新星爆発の寄与が大きいことを意味しているのかもしれない。とは言え、中心部は温度勾配によるアバンダンスの不定性が含まれている可能性もあるので、まずはこの点に関する評価をしていく必要がある。

次に NGC4636 と NGC1399 の結果を見比べてみる。NGC1399 の方は各領域でアバンダンス比がほぼ一定になっている (平均値は O/Fe、Mg/Fe、Si/Fe それぞれ 0.71±0.21、1.13±0.26、1.34±0.25)。Si/Fe に関しては、先ほど述べた理由と同様で NGC1399 でも平均的な広がりをし、かつそれは NGC4636 とも同程度の値である。さらに O/Fe に関しては、NGC1399 に加えて NGC1404(Matsushita et al.2006)、NGC720(Tawara et al.2006)、RGS による NGC4636(Xu et al.2002)、NGC5044(Tamura et al.2003) ともほぼ一貫したものとなっている。このことはどの楕円銀河でも Ⅱ 型と Ia 型の超新星爆発が同じような割合で寄与していることを意味する。従ってこらの楕円銀河が同じような重元素生成過程を踏まえている可能性は高い。また図 6.6 からは Mg/Fe の値が両者の間で違っているようにも見える。これは過去の Ⅱ 型超新星爆発を起こした星の質量分布の違いを反映しているのかもしれない。しかしこの点についても、まず温度勾配による系統誤差を今後評価していく必要がある。

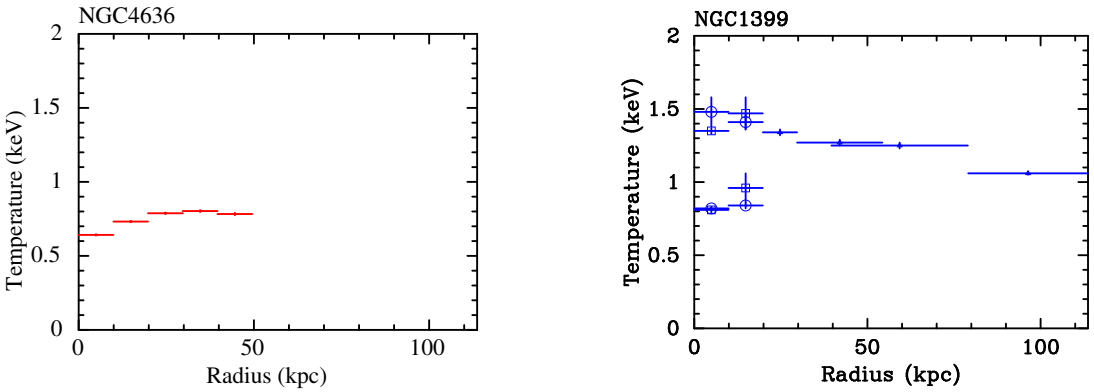

図 6.3: NGC4636 と NGC1399 の温度分布の比較

左 : NGC4636　右 : NGC1399 (◯ : FI 型 □ : BI 型　4' より外側は FI 型と BI 型の平均をとった値。また 4' 以内は 2 温度モデルである。)

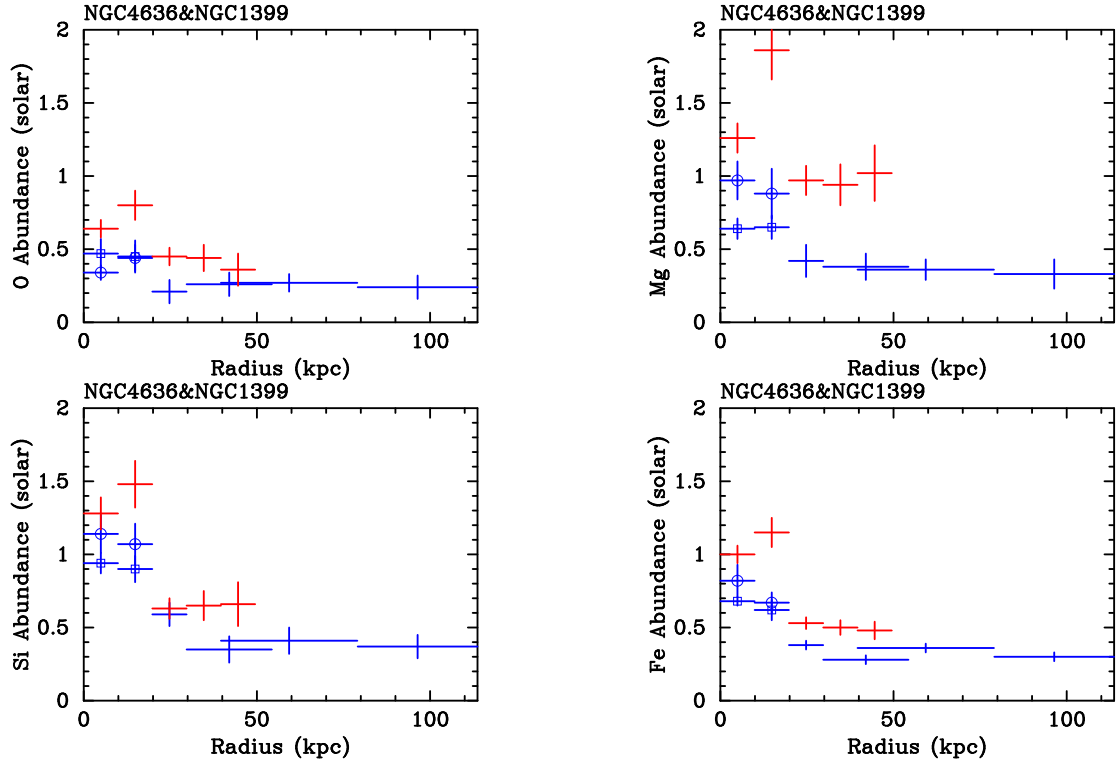

図 6.4: NGC4636 と NGC1399 のアバンダンス分布の比較

左上から O、Mg 左下から Si、Fe　　赤 : NGC4636　青 : NGC1399 (◯ : FI 型 □ : BI 型 4' より外側は FI 型と BI 型の平均をとった値。また 4' 以内は 2 温度モデルである。)

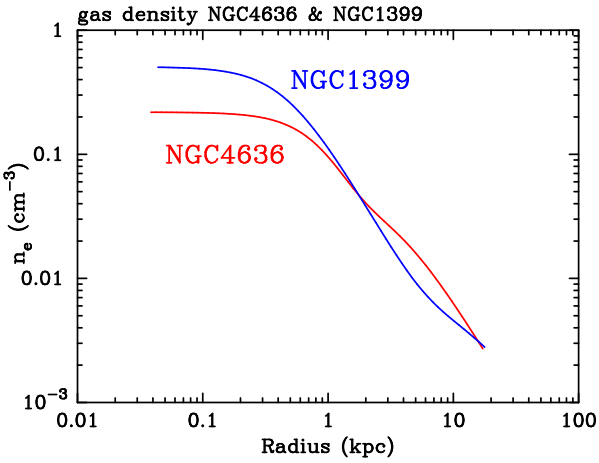

図 6.5: NGC4636 と NGC1399 のガス密度

縦軸はガスの密度、横軸は中心からの距離。赤が NGC4636、青が NGC1399 (Fukazawa et al. 2006)

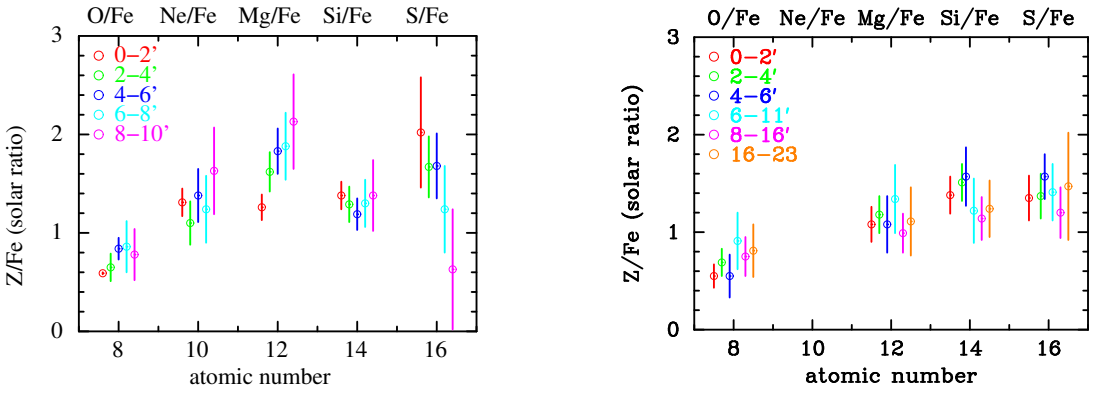

図 6.6: NGC4636 と NGC1399 の Fe に対する各重元素の比

左 : NGC4636　右 : NGC1399　　横軸は各重元素の原子番号

6.2 中心部での共鳴散乱の光学的厚さの見積り

§5 で触れた共鳴散乱する Fe^{16+} イオンについて中心部の光学的厚さの τ の見積りを行った。そのためにはまず ISM の密度分布を求める必要がある。そのために、球対称な ISM が等温で静水圧平衡を保った状態を仮定した β モデルを用いる。このモデルは楕円銀河や銀河団の高温プラズマの密度分布を近似的に表すことが知られている。ISM 中のイオンの密度分布 $n(r)$ は次の式で表される。

$$n(r) = n_c[1 + (\frac{r}{r_c})^2]^{-3/2\beta} \tag{6.1}$$

ただし、n_c は中心の密度、r_c はコア半径、β は密度分布の傾きを表すパラメータである。ここでは、Chandra 衛星の X 線観測の結果を用いて、n_c を $0.2\mathrm{cm}^{-3}$、r_c を 1kpc、β を 0.47 とした (大戸修論 2002)。その結果得られた密度分布の値は半径が 11 kpc のとき $0.853(\mathrm{cm}^{-3})$ である。

また ISM 中のイオンの衝突による散乱断面積 σ_ν は次の式で表される。

$$\sigma_\nu = \frac{\pi e^2}{m_e \nu_0} g f \sqrt{\frac{m_{ion}}{2\pi kT}} exp[-\frac{m_{ion}c^2(\nu-\nu_0)^2}{2kT\nu_0^2}] \tag{6.2}$$

ただし、e は電気素量、m_e は電子の質量、ν_0 は輝線の周波数、k はボルツマン定数、T は温度、m_{ion} はイオンの質量、ν は光子の周波数を表す。また g は縮退度、f は振動子強度を呼ばれるファクターで、エネルギー準位間の遷移による光の吸収を決める物理量である。exp 関数は共鳴エネルギーに対してイオンの熱運動によるドップラーシフトを考慮したものである。しかしこの影響は極めて弱いものなので、ここでは近似的に全て共鳴エネルギーに等しい輝線が放射されると仮定し、$\nu = \nu_0$ としている。また ν_0 は Fe^{16+} イオンの輝線の周波数 15.014Å、T を 0.641keV(=7.4356×10^6(K))、gf をこの輝線に相当する 2.5 に固定した。その結果得られた散乱断面積の値は $1.23\times10^{-20}(\mathrm{cm}^{-2})$ となった。

最後に密度分布 n の値と散乱断面積 σ を用い中心から半径 r=11 kpc までの視線方向の光学的厚さ τ は次の式で導ける。

$$\tau(r) = \int_0^r \sigma_{\nu_0} n_{ion}(x) dx \tag{6.3}$$

この計算の結果、中心部での τ の値は 8.34 となった。この値から中心付近は optical thick($\tau \geq 1$) な状態であり、極めて共鳴散乱が起きやすい状態であることが分かる。なお、ここでは密度分布を近似的な関数で表し、ドップラー効果を無視したが、今後それらを考慮して正確な値を求める必要がある。

6.3 まとめと今後

本研究では日本の X 線天文衛星「すざく」の XIS 検出器を通じて、X 線で明るい楕円銀河 NGC4636(10' 以内) のスペクトル解析を行った。その結果、温度分布からは中心の温度は約 0.65keV で外側に向けて緩やかな上昇が見られた。O、Mg、Si、Fe のアバンダンスはどれも 4' 以内で大きく、それより外側は半分程度に減っていることが分かった (Ne に関しては、そのエネルギー付近の Fe-L 輝線の影響があること、また S に関しては不定性が大きく、正確なアバンダンスは求まっていない)。またアバンダンス比を調べた結果、O/Fe、Si/Fe はどの領域でもそれぞれ約 0.75、1.3 の平均的な値を示した。O/Fe の値から NGC4636 は、Ⅱ型 Ia 型超新星爆発両方の影響を受けていること、さらにそれが半径によらずに一定であることから、Ⅱ型 Ia 型が混ざった状態で拡散していることが分かった。また Si/Fe が一定であることは、Si と Fe が同じ重元素放出過程を踏まえている証拠とも言える。次に NGC4636 と同様に X 線で明るい楕円銀河「NGC1399」と比較した結果、水素を主とする始源ガスの分布を考慮すると、両者の重元素量はほぼ同じくらいであり、O/Fe も一貫した値であることから、両者は同じような重元素生成史をたどって来たことが分かった。一方で Mg/Fe が両者の間で異なるようにも見え、このことは、Ⅱ型超新星爆発を起こした星の質量分布の違いを示唆しているのかもしれない。とは言え、中心部の温度勾配による不定性が大きく、そのように結論付ける前に、まず温度勾配に起因する系統誤差を評価する必要がある。また重元素分布以外の研究として、スペクトルから中心部での Fe^{16+} 線による共鳴散乱を確認し、その吸収線の光学的厚さが 1 よりも大きく、中心部が光学的に厚いことを定量的に見積もった。

今後本研究を発展させるにあたって、O、Mg の α 元素の起源を探り、NGC4636 の質量光度比から、mass loss による重元素分布の影響を定量的に見積ること、またそれらを他の楕円銀河と比較することで、楕円銀河の生成史及びその内部の星の生成史を詳細に見出すことを目指す。さらに楕円銀河は宇宙最大の天体である銀河団の星間ガスの起源と考えられている。従ってこれらの研究は銀河団の生成史解明の上でも非常に興味深い。また共鳴散乱の影響をさらに正確に見積り、他の楕円銀河との比較も踏まえて、中心部で起きていると考えられる乱流に高精度で制限をつけることを目指す。

謝辞

本論文を作成するにあたり、ゼミなどを通じて、研究のために必要な知識を一から教えていただいた大杉先生ならびに深沢先生に深く感謝申し上げます。特に深沢先生からは、理解力が悪く説明の下手な私に、丁寧に根気強く御指導承りました。本当にありがとうございました。また研究を始めた当初はひろたかさんに、その後は銀河団研究グループの一先輩として、戸塚さんに大変お世話になりました。質問をする度に大変親切に丁寧に教えていただきとても助かりました。忙しくなると差入れを持ってきてくれる先輩の気遣いがとてもうれしかったです。また梅木さんや西野さんからも、解析方法や衛星の仕組などについて様々なことを教えていただきました。梅木さんは席が近かったこともあり、研究室に入りたての頃の PC の立ち上げなどの面でも大変お世話になりました。西野さんからは研究に対する熱い姿勢を、またそれ以外の面でもストレス発散方法 (?) など様々なことを教えていただきました。おかげで楽しい研究生活を送ることができました。

その他の方にも大変お世話になりました。一緒に食事に行ったり、外で動き回ってみたり、大変よい思い出を作ることができました。竹本さん、やっさん、田中琢さん、やまさんとは 1 年間という短いスパンでしたが、特に卒論修論時期には研究面でもそれ以外の面でも、互いの気持ちを分かり和える存在として、たくさん気も遣っていただき本当にお世話になりました。そして夜遅くまで、もしくは徹夜してまでお互いに励まし合いながら、何とか卒論を書き上げた 4 年のみんな、研究だけでなくこの 1 年を充実したものにできたのはみんなのおかげです。ありがとう。扇も呼んでまたいつか 4 年だけで飲めたらいいなぁ。

そしていつも顔を合わせていた小部屋のみなさん、大変お世話になりました。水野先生、おさむさん、新井さん、安田さん、しらさん、上原さん、たまに誰かの言葉で笑いが飛び交う小部屋の空気を共有することができて本当によかったです。そして宮本さん、いつも美味しいお茶を仕入れてきて下さってありがとうございました。冬の間、温かいお茶のもとで研究できたのも宮本さんのおかげです。最後にやまさん、夜遅くまで研究室に残って修論と戦う姿、決して忘れません。研究室を離れても誘惑とうまく付き合いながら色々頑張って下さい。

最後に、私の卒論執筆に御協力いただいた全ての人に厚くお礼申し上げ、今後の研究室、ならびに天文学の発展を祈願しつつ、私の卒業論文を締めくくらせていただきたいと思います。本当にありがとうございました。

References

[1] 戸塚 都　修士論文 (広島大学、2006)

[2] 江川 千尋　修士論文 (広島大学、2007)

[3] 中本 創　卒業論文 (広島大学、2006)

[4] 梅木 勇大　卒業論文 (広島大学、2007)

[5] H. Xu .et al., 2001, ApJ, 579, 601-579

[6] K. Matsushita .et al., PASJ 59, S327-338, 2007

[7] Y. Ishisaki .et al., PASJ, 1-10, 2006

[8] T. Tamura .et al., AA 399, 497-499, 2003

[9] Y. Tawara .et al.「Suzaku observation of the metallicity in the hot ineterstellar medium of the isolated elliptical galaxy NGC720」

[10] A. Ohto .et al., PASJ, 55, 821, 2003

[11] T. Shigayama .et al., ASJ 497, 587-589, 1998

[12] R. Mewe .et al., AASS, 62, 213. 1985

[13] Y. Fukazawa .et al., AJ, 636, 636, 2006

[14]「The X-Ray Telescope onboard Suzaku」Peter J. Serlemitsos, Yang Soong, Kai-Wing Chan, Takashi Okajima, John P. Lehan NASA, GSFC, Code 662, Greenbelt, MD20771, USA

[15] Cosmic X-ray Background in HXD/PIN Data (http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/analysis/hxd/v1/pinnxb)

[16] XISSIMARFGEN (http://lheawww.gsfc.nasa.gov/ kenji/suzakugof/XISanalysis/xissimarfgen/)

[17] XISRMFGEN (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/xisrmfgen.html)

[18] APEC (http://cxc.harvard.edu/atomdb/sources_ apec.html)

[19] XSPEC mannual in PDF (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/)

[20] Sky View (http://skyview.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/query.pl)

[21] Chandra X-ray Center (http://cxc.harvard.edu/atomdb/WebGUIDE/index.html)

[22] The Proton-Proton Chain (http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/energy/ppchain.html)

[23] The Cno Cycle (http://csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/energy/cno.html)

[24] SIMBAD : Query by identifires (http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fid)

[25] 「すざく」ホームページ (http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/)

[26] 「シリーズ現代の天文学 銀河 I」　谷口義明 · 岡村定矩 · 祖父江義明　日本評論社