

X線天文衛星「すざく」を用いた楕円銀河高温ガスで起こる
鉄輝線共鳴散乱の影響の評価

広島大学 理学部 物理科学科
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文研究室
B113850 寺前拓人
主査（指導教官）：深沢泰司 副査：山本一博

2015年2月10日

概要

楕円銀河は中心に ISM と呼ばれる X 線で明るい高温ガスを有することが 1980 年初頭に知られ、 Fe^{+16} が放射する 0.73keV、0.82keV の二本の輝線の強度比較は、高温ガスで起こる共鳴散乱の効果を知るのに適している。この二本の輝線の強度比をとると、理論上の比率と比べ値が大きく変わることがあり、これは 0.82keV のラインが共鳴散乱の影響を受けたことによりフラックスが減少し、強度比が変化すると推測することができる。楕円銀河で起こる共鳴散乱の影響を知ることで、楕円銀河中心で起こる高温ガスの乱流のエネルギーに制限をつけることが可能であり、乱流の要因となった銀河からのジェットについての情報が得られる。故に本研究では日本の X 線天文衛星「すざく」の検出器 XIS で得たデータを基に先に挙げた共鳴散乱の影響を定量的に見積もるべく解析を行った。

解析には NGC1399 を始めとした 7 個の楕円銀河を用い、それぞれに対しスペクトル解析を行った。各天体に関し共鳴散乱の有無及び影響を定量的に見積もり、また共鳴散乱の起きやすさの指標にもなる光学的厚みについても議論する。

目次

第 1 章	Introduction	8
1.1	研究背景	8
1.2	研究の目的	8
第 2 章	橢円銀河およびその X 線観測	9
2.1	橢円銀河とは	9
2.2	橢円銀河の X 線放射機構	10
2.3	共鳴散乱	11
2.3.1	共鳴散乱の概要	11
2.3.2	橢円銀河中での共鳴散乱	12
2.3.3	共鳴散乱を観測する意義	12
第 3 章	X 線天文衛星「すざく」	14
3.1	X 線天文衛星「すざく」の概要	14
3.2	X 線望遠鏡 XRT(X-ray Telescope)	15
3.3	X 線検出器 CCD カメラ XIS(X-ray Imaging Spectrometer)	16
3.4	「すざく」データ解析で考慮すべき要素	17
3.4.1	有効面積	17
3.4.2	エネルギー分解能	18
3.5	「すざく」を用いる意義	18
第 4 章	データ解析	20
4.1	解析用天体	20
4.2	解析領域	21
4.3	解析に用いたデータ、ソフトウェア	21
4.3.1	データ取得過程	21
4.3.2	イメージファイル (fits)、スペクトルファイル (PI)	22
4.3.3	レスポンスファイル	23
4.3.4	解析用ソフトウェア	25
4.4	モデルフィッティング	26
4.4.1	最小自乗法	28
4.4.2	VAPEC モデル中心のフィッティング	29
4.4.3	二温度モデル	30
4.4.4	ZGAUSS モデル中心のフィッティング	30

4.5	バックグラウンドの評価	31
4.5.1	NXB(Non X-ray Background)	31
4.5.2	CXB(Cosmic X-ray Background)	32
4.5.3	GXB(Galactic X-ray Background)	33
4.6	NGC4636 を用いた解析手法の確認	34
4.6.1	VAPEC モデルによるフィッティング	34
4.6.2	ZGAUSS モデルによるフィッティング	38
4.6.3	ラインの強度比	39
第 5 章	結果	42
5.1	各天体での VAPEC 中心のモデルフィッティング結果	42
5.2	各天体での ZGAUSS 中心のモデルフィッティング結果及び重元素ラインの強度比較	63
第 6 章	考察、まとめ	68
6.1	各天体における共鳴散乱の様相	68
6.2	optical depth	70
6.3	まとめと今後	71

目次

2.1	楕円銀河 M87	9
2.2	渦巻銀河 M51	9
2.3	不規則銀河 M82	9
2.4	「すざく」による楕円銀河 NGC4636 (左)、活動銀河核 NGC6552 (右) の撮像	10
3.1	「すざく」の構造	14
3.2	XRT の外観	15
3.3	XIS の外観	16
3.4	NGC4636 中心を観測した際の有効面積 (黒 : FI 赤 : BI)	17
4.1	NGC4636 のイメージと観測領域 (左) と NGC4636 の各領域のスペクトル (右)。検出器 : FI 型、エネルギー帯域 : 0.5 ~ 5.0keV、黒 : 0'-2' 赤 : 2'-4' 緑 : 4'-6' 青 : 6'-8' 水色 : 8'-10'	21
4.2	ftool を用いた衛星データ解析の概要	22
4.3	(左) NGC4636 のイメージ (右) NGC4636 の 0'-2' のスペクトル	22
4.4	NGC4636 の有効面積の情報。左上から 0'-2'、2'-4'、4'-6'、右下から 6'-8'、8'-10'	25
4.5	文中のモデルの概略。黒 : NGC4649 の実データスペクトル 赤、緑、青 : 各々 VAPEC モデル、BREMSS モデル、APEC モデル を表す擬似スペクトル このスペクトルでは APEC モデルの片方はほぼ現れなかったため一本しか APEC モデルのスペクトルが載っていない	29
4.6	NGC4472 の一温度モデル (左) と二温度モデル (右) の比較。	30
4.7	NGC4636 のスペクトル 黒、赤 : FI、BI の実データ 緑、青 : FI、BI の NXB データ	32
4.8	NGC4636 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2'、中段左から 2' ~ 4'、4' ~ 6'、下段左から 6' ~ 8'、8' ~ 10' となる。十字によるプロットが実データ、そのプロットに重なって見える実線がモデルの合計、点線が各々のモデルを表している。	36
4.9	温度の半径分布	37
4.10	各アバUNDANS の半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバUNDANS	38
4.11	ZGAUSS モデルによる NGC4636 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) を再現している。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	39
4.12	NGC4636 の各輝線強度比。黒 : 本研究で解析した実データ 赤 : RGS の解析データ (Xu et al.2002) 青 : 林卒論の解析データ (2008, 広島大学)	41
5.1	NGC4649 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2'、中段左から 2' ~ 4'、4' ~ 6'、下段左から 6' ~ 8'、8' ~ 10'。	43
5.2	NGC4649 の温度の半径分布	44

5.3	NGC4649 の各アバundanceの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバundance	45
5.4	NGC4472 の各スペクトル。上の大きい図が 0'~2'、中段左から 2'~4'、4'~6'、下段左から 6'~8'、8'~10'。	46
5.5	NGC4472 の温度の半径分布。赤、青は二温度モデルの各温度成分。	47
5.6	NGC4472 の各アバundanceの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバundance	48
5.7	NGC1399 の各スペクトル。上の大きい図が 0'~2'、中段左から 2'~4'、4'~6'、下段左から 6'~8'、8'~10'。	49
5.8	NGC1399 の温度の半径分布。赤、青は二温度モデルの各温度成分であり、4'~6' から一温度モデルでフィッティングできたため統合した。	50
5.9	NGC1399 の各アバundanceの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバundance	51
5.10	NGC1399 のすざくで撮像したイメージ	51
5.11	NGC1399 の 4'~6' での一温度モデル (左) と 6'~8' 一温度モデル (右)	51
5.12	NGC1404 のスペクトル。0'~2' (左)、2'~4' (右)	53
5.13	NGC5044 の各スペクトル。上の大きい図が 0'~2'、中段左から 2'~4'、4'~6'、下段左から 6'~8'、8'~10'。	54
5.14	NGC5044 の温度の半径分布	55
5.15	NGC5044 の各アバundanceの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバundance	56
5.16	NGC5846 の各スペクトル。上の大きい図が 0'~2'、中段左から 2'~4'、4'~6'、下段左から 6'~8'、8'~10'。	57
5.17	NGC5846 の温度の半径分布	58
5.18	NGC5846 の各アバundanceの半径分布。中段左から Ne,Mg,Si、下段左から S,Fe のアバundance	59
5.19	NGC4406 の各スペクトル。上の大きい図が 0'~2'、中段左から 2'~4'、4'~6'、下段左から 6'~8'、8'~10'。	60
5.20	NGC4406 の温度の半径分布	61
5.21	NGC4406 の各アバundanceの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバundance	62
5.22	NGC4406 のすざくで撮像したイメージ。スケールを squared にしている。	62
5.23	ZGAUSS モデルによる NGC4649 のスペクトル	64
5.24	共鳴散乱の予兆が見られなかった天体。黒：実データの ZGAUSS によるフィッティング結果 赤：VAPEC モデルのシミュレーションスペクトルの ZGAUSS によるフィッティング結果	64
5.25	共鳴散乱を有すると予想した天体。黒：実データの ZGAUSS によるフィッティング結果 赤：VAPEC モデルのシミュレーションスペクトルの ZGAUSS によるフィッティング結果	65

5.26	全天体の VAPEC モデルと ZGAUSS モデルの比較。左上から順に NGC4636,NGC4649,NGC4472,NGC1404,NGC13 また、スペクトルは黒、赤:実データの FI,BI データ 緑、青 : VAPEC モデルの FI,BI 水色、 桃 : ZGAUSS モデルの FI,BI のシミュレーションスペクトル	66
6.1	各天体の共鳴散乱の様相とパラメータの関係性。縦軸は各天体の 0.82keV の輝線の (実デー タ) / (vapec)。横軸は左上から順に温度、軟 X 線光度、中心密度、鉄のアバundance。軟 X 線光度、密度のグラフは両対数グラフにしている。	69
6.2	ZGAUSS モデルによる NGC4636 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) を再現してい る。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	73
6.3	NGC4636 の各輝線強度比	73

表 目 次

2.1	1keV 付近の重元素の輝線放射	11
3.1	XRT のステータス	15
3.2	XIS のステータス	16
3.3	衛星の性能比較 *1 : cm ² @1keV *2 : eV@1keV *3 : eV@7keV	18
4.1	天体の特徴と「すざく」による詳細な観測条件	20
4.2	arf 作成に入力する情報	24
4.3	重元素の太陽組成比。値は水素との原子数の比を表している。	27
4.4	ZGAUSS モデルを対応させる輝線	31
4.5	CXB モデルに入力した情報。normalization は 20 分角の広さの一様な空に大して作った ARF を想定して求められた (Hayashi et al.2009)。	33
4.6	CXB 用 arf 作成に入力する情報	33
4.7	各 APEC モデルの記入情報	34
4.8	NGC4636 のモデルの情報	35
4.9	NGC4636 の各領域ごとのパラメータ	37
4.10	NGC4636 の各輝線強度比。相対強度 (1) が付近の輝線の強度を差し引く前、相対強度 (2) が後。	40
4.11	NGC4636 のある対象輝線から、その輝線と同化したと考えられる輝線を差し引いた割合	40
5.1	NGC4649, NGC1404 のモデル (左) 及び NGC4472, NGC1399, NGC5044, NGC5846, NGC4406 のモデル (右)	42
5.2	NGC4649 の各領域ごとのパラメータ	44
5.3	NGC4472 の各領域ごとのパラメータ	47
5.4	NGC1399 の各領域ごとのパラメータ	50
5.5	NGC1399 の一温度モデルによるフィッティング結果	52
5.6	NGC1404 の各領域ごとのパラメータ。1T:一温度モデル 2T:二温度モデル	53
5.7	NGC5044 の各領域ごとのパラメータ	55
5.8	NGC5846 の各領域ごとのパラメータ	58
5.9	NGC4406 の各領域ごとのパラメータ	61
5.10	ZGAUSS モデルの情報	63
6.1	各解析天体の Fe^{16+} の $I_{0.82keV}/I_{0.73keV}$ の結果の比較	68
6.2	天体の各パラメータと各天体の共鳴散乱の様相の比較。	69

6.3	optical depth 及び各パラメータ	70
6.4	ZGAUSS モデルによる NGC4649 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) であり、 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s) である	74
6.5	NGC4649 の各輝線強度比	74
6.6	ZGAUSS モデルによる NGC4472 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	75
6.7	NGC4472 の各輝線強度比	75
6.8	ZGAUSS モデルによる NGC1399 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	76
6.9	NGC1399 の各輝線強度比	76
6.10	ZGAUSS モデルによる NGC5044 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	77
6.11	NGC5044 の各輝線強度比	77
6.12	ZGAUSS モデルによる NGC5846 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	78
6.13	NGC5846 の各輝線強度比	78
6.14	ZGAUSS モデルによる NGC4406 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	79
6.15	NGC4406 の各輝線強度比	79
6.16	ZGAUSS モデルによる NGC1404 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。 flux($\times 10^{-4}$ photons/cm ² /s)	80
6.17	NGC1404 の各輝線強度比	80

第1章 Introduction

1.1 研究背景

X線天文学は1962年、最初のX線源をさそり座から発見して以来急激に進歩し、これまで知り得なかった宇宙への理解を深めることに大いに貢献してきた。その発展により見つかった物質の一つとして楕円銀河内の星間ガス (ISM: InterStellar Medium) がある。ISMはX線で輝き、数々の楕円銀河に対してX線による観測が行われてきた。楕円銀河の中心温度は0.5~1.0keV程度であり、そこから放射される Fe^{+16} の0.82keVの輝線はこのエネルギー領域内で放射される輝線の中で比較的共鳴散乱の影響を受けやすい。ISM内の重元素によるX線放射のスペクトルから0.82keVの輝線に着目し、共鳴散乱の影響を定量的に見積もることができたなら、楕円銀河のコアで起こるISMの乱流のエネルギーに制限をつけることができ、そしてその乱流起源の一つとしてAGNからのジェットがあるので、それらの情報を得ることができる。

楕円銀河における共鳴散乱の存在は2002年、NGC4636において「XMM-Newton」衛星を用いて初めて確認され (Xu et al. 2002)、その事を皮切りに様々な楕円銀河において共鳴散乱の影響の定量的な見積りが行われている。もっとも、必ずしも全ての楕円銀河で上記の効果を観測できるわけではなく、例えば楕円銀河のISMの温度によっては、肝心の0.82keVの輝線がスペクトル上に見えにくいといったような事もある。しかし数々の楕円銀河でその存在が認められている以上、特にNGC4636と似た特徴を持つ楕円銀河の中にはまだ共鳴散乱の存在を確認できる天体はあると考えられる。

宇宙から来るX線放射の観測は、地上からでは大気の影響により不可能と言える。故に、何かしらの手法を用いて大気の影響を無くす必要があり、観測手法の一つとして人工衛星を用いたX線観測がある。そのX線観測衛星の中に日本が2005年に打ち上げたX線天文衛星「すざく」がある。「すざく」は過去日本が打ち上げたX線天文衛星に比べ、より広いエネルギー領域に対して高エネルギー分解能かつ高感度で観測ができ、これにより正確に楕円銀河のコア領域の重元素分布を観測することができるようになった。「すざく」を用いた共鳴散乱の観測は上記のNGC4636の観測を始めとして既に可能だとされており、故に本研究ではこの衛星で得たデータを用いて数種の楕円銀河に対して研究を行った。

1.2 研究の目的

上記の通り、楕円銀河の共鳴散乱による影響を見積もることで、楕円銀河中心で起こる乱流のエネルギーに制限をかけることができ、こうした乱流のエネルギーを見積もることで、乱流が生まれるに至った楕円銀河が有するAGNのジェットに関する情報を得ることができる。故に本研究ではあらゆる楕円銀河において「すざく」衛星で得られた低エネルギー領域 (1keV付近) のX線スペクトルを解析し、共鳴散乱による影響を定量的に見積もることを目的とする。

研究過程で用いた楕円銀河として、既に共鳴散乱による影響について解析された天体が4つ、また未解析の楕円銀河が4つ、計7つの楕円銀河について研究を行った。

第2章 楕円銀河およびその X 線観測

2.1 楕円銀河とは

楕円銀河とは通常銀河の一種であり、特に形状的な特徴として、星が球状または楕円体状に集まったバルジのみを持つ銀河のことを指す。他の通常銀河に、星が円盤状に集まったバルジとディスクを持つ渦巻銀河（更に中心に棒状の構造を持つものを棒渦巻銀河と呼ぶ）、いずれにも当てはまらない不規則銀河等がある。図 2.1～2.3 はいずれも可視光で見える銀河の写真である。

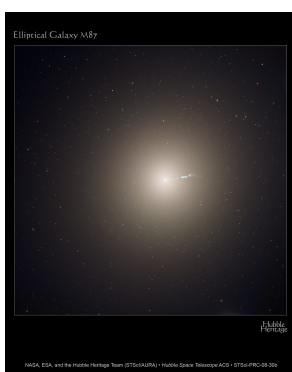


図 2.1: 楕円銀河 M87



図 2.2: 渦巻銀河 M51



図 2.3: 不規則銀河 M82

楕円銀河は全体として赤い色をしており、これより銀河が有する恒星は比較的長く、また恒星の材料となる冷たい星間ガスが少ないため星形成活動は活発ではない。このことから楕円銀河は生まれる初期段階でほとんどの星が形成された天体だと考えられている。だが、冷たい星間物質が少ない一方で、銀河全体を数百万度以上の X 線で輝く高温ガス（ISM）が満たしていることが分かった。ISM から放射される X 線の光度は $10^{39} \sim 10^{42} \text{erg/s}$ 程度、温度は $0.5 \sim 1.0 \text{keV}$ 程度であり、このことから楕円銀河から放射されるソフトな X 線は ISM からの放射と考えることができる。

また、楕円銀河の特徴として中心から指数関数的に光度が減少し、三次元的な広がりを持つ点がある。故に点源のような天体の解析と異なり、天体全体のフラックスを求めるためには注意を要する。次の図 2.4 は「すざく」の検出器 XIS により撮像した楕円銀河 NGC4636、活動銀河核 NGC6552 の X 線で観測したイメージである。中心だけが明るい NGC6552 と比べ、楕円銀河 NGC4636 は X 線で明るい領域が広がっているのが見て取れる。

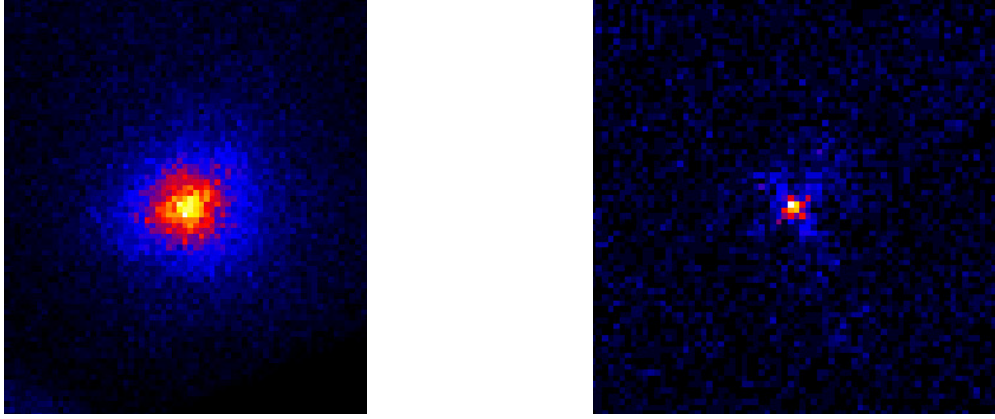


図 2.4: 「すざく」による楕円銀河 NGC4636 (左)、活動銀河核 NGC6552 (右) の撮像

2.2 楕円銀河の X 線放射機構

楕円銀河全体からの放射は ISM からのソフトな X 線放射と X 線点源である低質量 X 線連星 (LMXB) からのハードな X 線放射の重ね合わせであることが Einstein 衛星の観測から明らかになった (Forman et al. 1985; Canizares et al. 1987)。更に ISM からのソフトな X 線放射に着目すると、この放射は光学的に薄い高温プラズマから放射される熱制動放射の連続成分と ISM 中の重元素からの輝線放射の重ね合わせであると言え、熱制動放射の放射率は次の式 (2.1) のように表される。

$$\epsilon_{\nu}^{ff} = 6.8 \times 10^{-38} \sum_i Z_i^2 n_e n_i T^{-1/2} e^{-h\nu/kT} g(T, \nu) [\text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-3} \text{Hz}^{-1}] \quad (2.1)$$

ここで Z_i 、 n_i は原子番号 i のイオンの電荷、数密度を表し、 n_e は電子の数密度、 $g(T, \nu)$ はガウント因子といい、熱制動放射における量子的補正を表す。

一般の場合において電子とイオンの数密度は等しいので、 n_e と n_i を n_{gas} と置き換えることができ、ここで上式を全波長範囲で積分すると、全放射エネルギーを以下の式 (2.2) のように求めることができる。

$$1.4 \times 10^{-27} T^{1/2} n_{gas}^2 \sum_i Z_i^2 \bar{g}_B [\text{ergs}^{-1} \text{cm}^{-3}] \quad (2.2)$$

ここで \bar{g}_B はガウント因子の平均であり、1.1 ~ 1.5 程度の値を取る。

また、輝線放射の放射率を ϵ_{ν}^{lines} とおくと、ISM からの全 X 線光度は以下の式 (2.3) のように表すことができる。

$$L_x = \int dV \int (\epsilon_{\nu}^{ff} + \epsilon_{\nu}^{lines}) d\nu [\text{erg/s}] \quad (2.3)$$

高温ガスからのスペクトルはこれまでに Raymond-smith モデル (Raymond & smith 1977) や MEKAL モデル (Liedahl, Osterheld & Goldstein 1995) 等いくつかのモデルが提唱されたが、これらの違いは主に各々の重元素ラインの強さの違いで分かっている。

楕円銀河の中心では ISM に重元素が含まれており、温度は酸素、窒素、マグネシウムなどの K 殻のイオン化ポテンシャルとほぼ等しい。それ故これらの重元素は電子数が H, He と同じ状態のイオンか、あるい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。また、鉄の L 殻のイオン化ポテン

シャルとほぼ等しいので、鉄の L 輝線が強く出る。ISM の温度 1keV 近辺で起こる重元素放射のリストを以下のようにまとめる。

イオン	E(keV)	$\lambda(\text{\AA})$	イオン	E(keV)	$\lambda(\text{\AA})$
N^{5+}	0.42-0.43	28.9-29.6	Fe^{17+}	0.77	16.1
N^{6+}	0.50	24.9		0.85	14.5
O^{6+}	0.56	22.2		0.86	14.4
	0.57	21.9		0.87	14.2
O^{7+}	0.65	19.0	Ne^{8+}	0.92	13.5
Fe^{16+}	0.73	17.1	Ne^{9+}	1.02	12.1
	0.74	16.8	Mg^{10+}	1.35	9.2
	0.81	15.3	Si^{12+}	1.95	6.4
	0.83	15.0	Si^{13+}	2	6.2

表 2.1: 1keV 付近の重元素の輝線放射

ライン強度比は重元素アバundance A_{Fe} に比例する。これは天体が有する水素とその他の重元素の比を基準としており、この比が太陽系に比べて何倍であるかを表すものである。単位は solar を用いる。

熱制動放射と輝線放射の重ねあわせた X 線放射は地球に来るまでの過程で、銀河系や天体自身が周囲に持つ低温ガスによって光電吸収を受ける。この低温ガスの量が多いほど多くの光子が光電吸収され、観測できる X 線スペクトルの低エネルギー側が減少してしまう。光電吸収の基準は水素柱密度（視線方向に水素がどれだけあるかを示す指標）とし、楕円銀河を観測する際の水素柱密度の一般的なオーダーは 10^{20}cm^{-2} 程度とされる。

よって実際に取得する X 線スペクトルはターゲットとなる ISM の重元素の放射に加え、高温プラズマからの連続成分、LMXB からの連続成分、光電吸収等、様々な要素を含んだモデルであると想定する必要がある。

2.3 共鳴散乱

2.3.1 共鳴散乱の概要

とある重元素イオンに対し、重元素イオンが有する電子の遷移エネルギーと同じエネルギーを持った光子が入射した場合を考える。するとイオン内の電子は励起されてエネルギー準位が上がる。このような電子等の素過程の中間状態にある、束縛状態ではないがそれによく似た、有限寿命で崩壊する状態のことを準束縛状態、または共鳴状態と呼ぶ。共鳴状態にある励起された電子はハイゼンベルグの不確定性原理より有限寿命であるので元の準位に戻ろうとする。同時に当初入射してきた光子が再び排出されるが、入射してきた方向に関係なく等方的に放出されるため、見かけ上散乱されて見える。こうした現象を共鳴散乱と呼ぶ。ただの散乱と違う点として、あくまで寿命の間は光子を抱え続けることにあり、ただの散乱の場合光子が衝突するや否やすぐに光子を出してしまう。

共鳴散乱断面積を σ_{RS} とおくと、以下の式 (2.4) で表すことができる。

$$\sigma_{RS} = \frac{\pi e^2}{m_e \nu_0} f_{12} \sqrt{\frac{m_i}{2\pi \Delta E}} \exp\left[-\frac{m_i c^2 (\nu - \nu_0)^2}{2\Delta E \nu_0^2}\right] [cm^2] \quad (2.4)$$

ここで m_i はイオン i の質量、 ν は散乱された光子の振動数であり、 ν_0 は輝線の振動数、 f_{12} は振動子強度、 T は系の温度である。 ΔE は乱流の速度 v_{turb} 、マッハ数 M を用いて以下の式 (2.5) のように表すことができる。

$$\Delta E = kT \left(\frac{E_0}{m_i c^2} + \frac{v_{turb}^2}{c^2} \right)^{1/2} = kT \left[\frac{E_0}{m_i c^2} \left(1 + 1.4 \frac{m_i}{m_p} M^2 \right) \right]^{1/2}$$

のように表すことが出来る。式 (2.4) は CGS 単位系を用いているため、電気素量 e は esu を単位とし、 $e[\text{esu}] = e[\text{C}] \times c[\text{cm/s}] \times 10^{-1}$ のように表される。エクスポネンシャル内の式はドップラーシフトを考慮したものであると言え、故に上記の式は乱流がある場合の式と言える。また、式より散乱断面積の大きさは振動子強度 f_{12} に依存していることが分かる。振動子強度は各ラインによって決まっているので、共鳴散乱が影響しやすいラインは同イオンのラインの中でもエネルギーにより異なる。

2.3.2 楕円銀河中での共鳴散乱

楕円銀河内の ISM はその高温のプラズマ内に大量の重元素イオンを有し、特に密度が高いコア領域において共鳴散乱は起きやすい。楕円銀河中心の ISM の温度は $0.5 \sim 1.0 \text{keV}$ 程度であり、その温度界限で共鳴散乱の観測に適しているのは、 Fe^{+16} が放射する輝線の中で、共鳴の強い 15.01\AA (0.82keV) のラインと、共鳴の弱い 17.05\AA , 17.10\AA の 2 本のラインの平均 (0.73keV) の比較である。前節の通り共鳴散乱断面積は振動子強度の大きさに依存しているが、 0.82keV のラインの振動子強度は $f=2.73$ であり、このラインの光学的厚みが大きくなることが推測できる。一方、 0.73keV のラインの振動子強度は $f=0.12$ であり、このラインにとって光学的厚みは無視できるほど小さいと言える。この大きな差があること、そして同元素の同イオンであることから楕円銀河の重元素比に左右されないことから、この二本のラインが共鳴散乱の度合いを測定するのに最適なツールだと言える。

楕円銀河の中心から離れるほど重元素密度は小さくなり、それにより共鳴散乱の影響も中心から離れるにつれ小さくなる。故に中心領域と少し離れた領域のスペクトルを比較した時、上記の Fe^{+16} のライン比の変化が如実に現われる。こういったアプローチからも大まかに共鳴散乱の影響を確認できる。

2.3.3 共鳴散乱を観測する意義

観測する意義として、乱流のエネルギーに制限をつけることができるという点がある。ISM 内に乱流がない場合の散乱断面積は入射光子のエネルギーによって決まる。しかし、乱流がある場合は、観測対象となる重元素イオンの運動が激しくなるために光子のエネルギーのドップラーシフトが大きくなり、入射した時点での光子のエネルギーが共鳴エネルギー付近であっても、散乱される光子のエネルギーはドップラーシフトにより共鳴エネルギーとの差が大きくなる。その場合、2.4.1 節の公式のエクスポネンシャルが小さくなるので、散乱断面積が小さくなる。結果として乱流のエネルギーが大きくなるほど対照的に散乱断面積は小さくなり、観測者のもとに光子が届きやすくなる。こういった互換性から共鳴散乱の値を見積もることによって乱流のエネルギーの値を推定できると言える。そしてこうした乱流の作用は楕円銀河が有する巨大ブ

ラックホール等の中心核から放たれるジェットが橢円銀河中心への衝突に依るものが理由として考えられ、乱流のエネルギーを見積もることで外的要因であるジェットの定量的な評価を行うことができる。

第3章 X線天文衛星「すざく」

3.1 X線天文衛星「すざく」の概要

「すざく」(朱雀: ASTRO-E2)は2005年に日本で五番目に打ち上げられたX線観測用人工衛星である。全長6.5m(鏡筒伸展後)、半径2.1mの八角柱をベースとした形状となっており、太陽パネルを開いた幅は5.4mほどになる。質量は1680kgもあり、日本の科学衛星の中では過去類を見ない大型衛星である。姿勢は太陽電池パネルが常に太陽から30度以内を向くように制御され、観測機器は太陽電池パネルの軸に垂直に向けられるので、観測できる範囲は太陽から60~120度の角度範囲に限られる。近地点高度250km、遠地点高度550km、軌道傾斜角31度の楕円軌道に投入され、搭載二次推進系により最終的に、高度570kmの円形軌道に投入された。軌道周期は96分(一日に地球を15周)であり、そのうち鹿児島県内之浦の地上局から衛星と通信できるのは5回であるので、追跡オペレーションは1日5回、10分ずつ行われる。

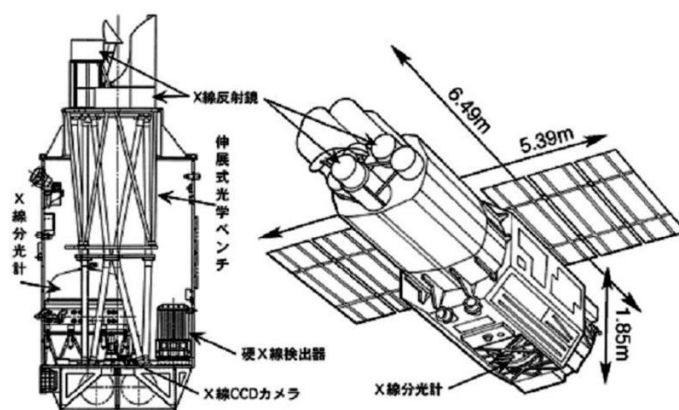


図 3.1: 「すざく」の構造

「すざく」は過去日本が打ち上げたX線天文衛星「はくちょう(1979年)」、「てんま(1983年)」、「ぎんが(1987年)」、「あすか(1993年)」に続く衛星であり、あらゆるX線天体に対して、これ迄になかった広いエネルギー帯域(0.3~600keV)における高エネルギー分解能かつ高感度の観測ができるようになった。

「すざく」には軟X線検出器が5つとそれに対応するX線反射鏡が5つ、硬X線検出器が1つ搭載されている。軟X線検出器は4つのXIS(X-ray Imaging Spectrometer)と1つのXRS(X-Ray Spectrometer)とそれぞれの各々に対応した5つのX線反射鏡XRT(X-Ray Telescope)、硬X線検出器はHXD(Hard X-ray Detector)で構成されている。XISはX線CCDカメラであり、典型的なエネルギー分解能は130eV、観測可能なエネルギー帯域は0.2~12keVである。XRSはX線マイクロカロリメータであり、エネルギー帯域はXISと

同程度、典型的なエネルギー分解能は 6eV である。しかし XRS が用いている液体ヘリウムが打ち上げ後に消失し、XRS による観測は不可能になったため、本実験では考慮しない。また、更に高いエネルギー帯域 (10keV ~ 700keV) を観測するため HXD が開発された。このため、広範囲のエネルギーの観測に適している。本実験に係るするのは低エネルギー側を観測している XIS、及び望遠鏡である XRT である。

3.2 X線望遠鏡 XRT(X-ray Telescope)

XRT は「すざく」に搭載された X 線望遠鏡である。外観、ステータスを以下に載せる。

台数	4 台
焦点面距離	4.75m
直径	399mm
重量	19.5kg
鏡面	Au(金)
一台あたりの鏡面数	1400
入射角	0.24° – 0.60°
角分解能 (HPD)	2.0'
視野 (FWHM)	17'@1.5keV, 13'@8keV
Plate scale	0.724arcmin/mm
有効面積	440cm ² @1.5keV, 250cm ² @8keV



表 3.1: XRT のステータス

図 3.2: XRT の外観

X 線は物質中で強く吸収され、屈折率が 1 よりわずかに小さい。よって X 線の光学系を作るに際し、屈折レンズは作ることは出来ず、反射鏡は全反射のみ利用できることが言える。また、屈折率の 1 からのずれが非常に小さいため、全反射は鏡面に対し入射角がほぼ 90 度の光線に対してのみ起こり、この角度は X 線のエネルギーが高くなるほど 90 度に近づく。以上の性質から、X 線望遠鏡は全反射鏡と呼ばれる特殊な反射鏡を用いる必要がある。

「すざく」にもその全反射鏡が用いられており、以前日本で打ち上げた「あすか」に比べ、レプリカ法の導入に依る鏡面形状精度の向上に依る二倍ほど良い角分解能、焦点距離の伸長による高エネルギー側での二倍ほど向上した反射率、などの性能向上があり、また反射鏡の上にプリコーメータを加えることで迷光を一桁減少させた。XRT は口径 40cm の多重膜型 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」「Newton」で用いた WolterI 型望遠鏡の双曲線、放物線からなる形状を二段の円錐で近似して用いている。

3.3 X線検出器 CCD カメラ XIS(X-ray Imaging Spectrometer)

CCD 検出器とは小さなシリコン半導体検出器の電極をピクセル単位で網目状に分割したものであり、故に通常の X 線検出器に比べて位置分解能が大幅に向上している。しかし各ピクセルに入射した電荷を一つ一つ読み出すため時間分解能は悪くなる。

検出器の電極に電圧をかけることで電極下に空乏層が出来、またかかった電圧により電場が発生する。この時検出器のあるピクセルに電磁波が入射すると、シリコンのギャップエネルギーよりも大きいエネルギーの電磁波は空乏層で光電吸収を起こし得る。結果生じた光電子はエネルギーを失うまでピクセル内で周りの Si 原子と衝突を繰り返し、電子、正孔対を作る。この対の数は入射 X 線のエネルギーに比例し、約 (E/W_{Si}) 個になる (W_{Si} =Si の平均電離エネルギー ~ 3.65eV)。こうしてできた多量の電子は電極に発生した電場により入射場所に近い電極下に集められ、電子雲を形成する。この電子雲を正確に検出することで入射 X 線エネルギーを知ることができる。

XIS は X 線検出器として、以前日本で打ち上げた「あすか」に搭載された検出器 SIS と比べて多箇所にグレードアップがなされており、

- 空乏層を $30\mu\text{m} \rightarrow 70\mu\text{m}$ に拡大したことに依り 7keV 付近での検出効率を向上させた
- 動作温度を -60 度 \rightarrow 90 度ほどまで下げることに依り熱に依るノイズの抑制を可能とした
- 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
- SIS では一台の検出器に対し 4 台の CCD を用いていたのに対し、XIS では一枚の CCD で補っているため CCD 間の隙間を無くしたことによりデータ漏れが無くなった

などの変化がなされた。以下にステータスと外観を載せる。

エネルギー帯域	0.2-12.0keV
有効画素数	1024×1024
1 画素のサイズ	24 μm ×24 μm
エネルギー分解能	~ 130eV@6keV
有効面積 (XRT 込み)	340 cm^2 (FI),390 cm^2 (BI)@1.5keV
	350 cm^2 (FI),100 cm^2 (BI)@8keV
時間分解能	8s(Normal model) 7.8ms(P-sum mode)

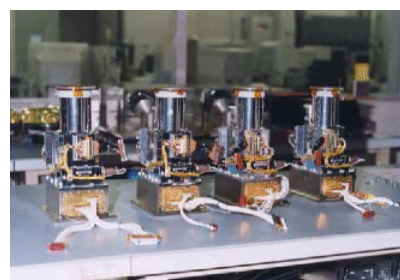


表 3.2: XIS のステータス

図 3.3: XIS の外観

「すざく」には四台の XIS が積まれており、それぞれ XIS0,XIS1,XIS2,XIS3 と呼ぶ。(もっとも現在は XIS2 は故障につきデータの使用が出来ない) この四台の中でも CCD の特徴で分類され、XIS0,2,3 は表面照射型 FI(Frontside Illuminated) と呼ばれ、XIS1 は裏面照射型 BI(Backside Illuminated) と呼ばれる。通常 CCD 検出器は電極がある加工面から光が入射するような作りになっているが、表面照射型 (FI) では、空乏層に到達するまでに電極部や絶縁層で波長が長い (低エネルギーの) X 線は吸収されてしまうため、有

効面積が減ってしまう。一方裏面照射型 (BI) CCD は電極の逆側から入射するため電極部等を通過せず空乏層で吸収でき、故に低エネルギー側において高い検出効率を誇る。だが欠点として BI 検出器の加工は技術的に難しく、X 線の吸収地点が電極から遠くなるためエネルギー分解能が FI 検出器に比べ悪くなり、また 7keV 付近では FI 検出器のほうが信憑性は高い、といった問題もあるので、「すざく」に搭載する全ての検出器を裏面照射型にするわけにはいかず、一台のみ搭載されている。

3.4 「すざく」データ解析で考慮すべき要素

3.4.1 有効面積

X 線望遠鏡 XRT、CCD 検出器 XIS の各々を考慮した有効面積を表 3.2 に示す。

XRT の反射率は入射 X 線の入射角度、及びエネルギーに依存するので、XRT の有効面積もこれらの要素に依存することになる。また、XIS の有効面積も前節のとおり、FI と BI で各々エネルギーの大きさによって有効面積が増減する。故に実際に解析するデータは各々の有効面積への影響を複合したものを考慮する必要がある。

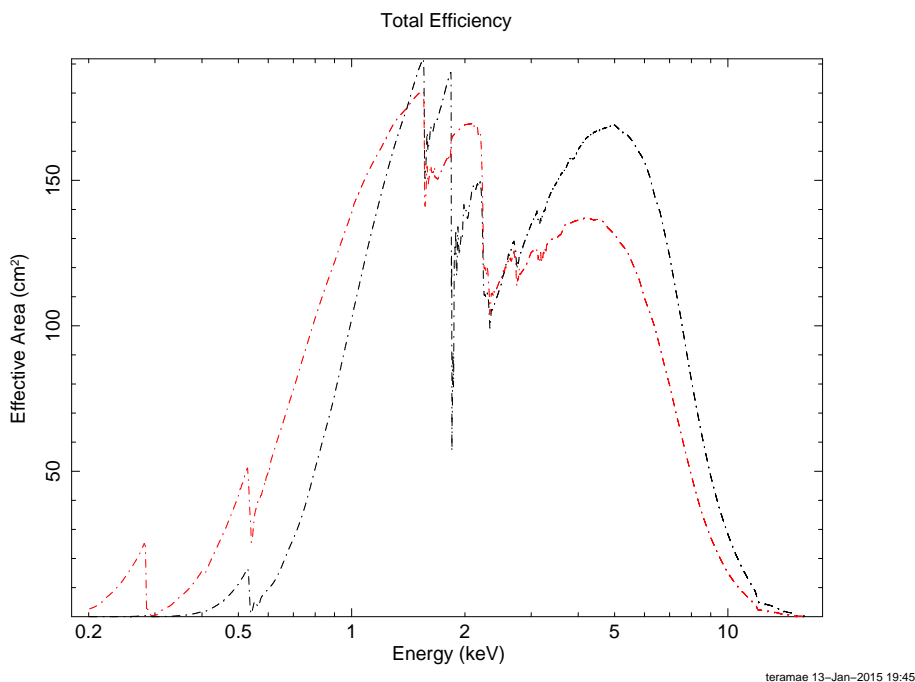


図 3.4: NGC4636 中心を観測した際の有効面積 (黒 : FI 赤 : BI)

上図は NGC4636 の中心領域の観測における有効面積である。これより低エネルギー側では BI 検出器が優れた有効面積を持つことが見て取れる。2keV 付近に大きな有効面積の減少があるのは、鏡面に蒸着された金の M 端吸収によるものである。

3.4.2 エネルギー分解能

CCD の各ピクセルに X 線が入射した際に出力されるヒストグラムはある程度の幅を持ったガウス関数に近い形を取る。この幅がエネルギー測定の精度の指標であるエネルギー分解能であり、エネルギー分解能が良い検出器ほどこの幅が狭い。XIS は動作温度を-90 度まで下げていることから、熱に依るノイズ、信号処理の過程で起きるノイズを無視できるレベルまで抑えることに成功している。よって XIS のエネルギー分解能に関し考慮すべき点は、電子の統計的な揺らぎが主となる。エネルギーの揺らぎを半値幅 (FWHM) で表し、 ΔE とすると、以下の式 (3.1) で表すことが出来る。

$$\frac{\Delta E}{E} \approx 2.35 \sqrt{\frac{F \cdot W_{Si}}{E}} \quad (3.1)$$

F は Fano 因子と呼ばれ、電子雲の電荷量の統計分布とポアソン分布とのズレを表す量であり、 W_{Si} は前述の通り Si の平均電離エネルギー $\sim 3.65\text{eV}$ である。もともと電極と空乏層の距離が原因で BI 型検出器は FI 型に比べてエネルギー分解能が悪かったが、XIS では CCD の改善により、BI 型のエネルギー分解能を FI のものとほぼ等しい値にすることに成功した。

3.5 「すざく」を用いる意義

「すざく」を用いるにあたって比較対象となる衛星として近い年に打ち上げられたアメリカの衛星「Chandra」、ヨーロッパの衛星「Newton」の存在がある。その中ですざくは HXD を用いた高エネルギー帯域の観測が飛び抜けて優れていると言えるが、今回のような 1keV 付近を対象とした観測では一長一短である。

	Newton (ヨーロッパ)	Chandra (アメリカ)	Astro-E2 (日本-アメリカ)
打ち上げ (年)	1999	1999	2005
衛星の重量 (t)	4	4.8	1.7
全長 (m)	10	14	6
軌道 近地点 (km)	7,000	16,000	約 7,000
遠地点 (km)	114,000	133,000	(円軌道)
軌道周期	48時間	64時間	約100分
望遠鏡の有効面積 *1	1500×8台	800×1台	450×5台
空間分解能	6"	0".5	<90"
エネルギー分解能 *2	8 (RGS)	60 (ACIS)	6 (XRS)
エネルギー分解能 *3	150 (EPIC)	150 (ACIS)	6 (XRS)
エネルギー帯域 (keV)	RGS 0.35-2.5 EPIC 0.2-12	ACIS 0.4-10 LETG 0.1-6 HETG 0.6-10	XRS 0.4-10 XIS 0.4-10 HXD 10-600

表 3.3: 衛星の性能比較 *1 : $\text{cm}^2@1\text{keV}$ *2 : $\text{eV}@1\text{keV}$ *3 : $\text{eV}@7\text{keV}$

「すざく」の1つの特徴として、「Chandra」、「XMM-Newton (以下 Newton)」に比べて低周回軌道を且つ円軌道をとっていることが挙げられる。他2つの衛星は地食に依る観測時間の現象を避けるため地球から大きく離れる時間を持った楕円軌道を描いているが、そのため宇宙線由来のバックグラウンドや非 X 線バックグラウンドの時間変動が激しかった。一方すざくは低周回軌道をとっているためバックグラウンドを推定できる範囲内に収めている。

また、「Newton」との比較をすると、Newton では RGS という反射型回折格子が CCD 検出器と望遠鏡の間に設置されている。これにより入射した X 線を回折格子で反射し、X 線の波長に対応した分散角を計ることができる。反射型は分散角が大きく、故に「Newton」は高エネルギー側でのエネルギー分解能が比較的良い。

しかし利点ばかりではなく、回折格子を用いた観測では天体の観測を行う際、分散という性質上、観測した放射源が横に引き伸ばされてしまう。ゆえに広がった天体を観測した際、各ピクセルごとの光を引き伸ばしてしまって隣のピクセルと混ざり合って観測結果に影響が出てしまうため、広がった天体の解析には向かないと言える。

「すざく」は回折格子を用いていない点ではエネルギー分解能の面では「Newton」に劣るが、広がった天体の解析で用いる CCD のエネルギー分解能は「すざく」の方が一般に優れている。

第4章 データ解析

4.1 解析用天体

解析には NGC4636, NGC4649, NGC4472, NGC1404, NGC1399, NGC5044, NGC5846, NGC4406 を用いた。以下の表 4.1 が天体の特徴と観測ログである。

天体	z	方向 (ra, dec)	観測日付
NGC4636	0.003129	190.7243, 2.7556	05-12-06 06:38
NGC4649	0.003703	190.9148, 11.5570	06-12-29 10:05
NGC4472	0.003272	187.4441, 8.0050	06-12-03 20:13
NGC1404	0.0065	187.4441, 8.0050	06-12-03 20:13
NGC1399	0.004753	54.6442, -35.4855	05-09-13 01:30
NGC4406	-0.000747	186.5483, 12.9401	09-06-19 18:14
NGC5044	0.0092	198.8504, -16.3899	06-07-02 18:18
NGC5846	0.0057	226.6234, 1.6025	08-07-28 14:51

表 4.1: 天体の特徴と「すざく」による詳細な観測条件

- NGC4636

楕円銀河内で初めて共鳴散乱が確認された天体であり (Xu et al.2002)、既に「すざく」による共鳴散乱による影響は検証されている。解析手法を会得すること、及び選考した他天体と得たスペクトルを比較することにより同じ結果を得られるか、といった目的のためデータの解析を行った。楕円銀河の中でも X 線で比較的明るく、Virgo 銀河団の中にある。

- NGC4649, 4472, NGC1404

「すざく」と同じ X 線天文衛星「XMM-Newton」で得たデータにより共鳴散乱の有無を研究された二天体であり、(N.Werner et al.2009) 先の NGC4636 とコアの明るさが似た天体である。共鳴散乱の有無は上記のとおり確認されているが、「すざく」の検出器は「XMM-Newton」の検出器よりエネルギー分解能、検出可能なエネルギー帯域等が異なり、解析結果は異なると考えられる。故に「すざく」を用いこの二天体を解析することで、一般的な楕円銀河において共鳴散乱の効果を定量的に見積もれるか否かを確認し、その上で未解析の天体の解析に乗り出すべきと判断したため、解析を行った。いずれも NGC4636 と似た光度を持ち、NGC4649, NGC4472 は Virgo 銀河団の中で明るい楕円銀河。また、NGC1404 は正式に「すざく」でデータではなく、NGC1399 の撮像面内に一緒に写っているものを利用した。

- NGC1399,NGC5044,NGC5846,NGC4406

過去他衛星による重元素分布等の解析はされたが、「すざく」を用いた楕円銀河単体の共鳴散乱に関する詳細の解析はまだ行われていない天体である。「すざく」のエネルギー分解能等を考慮した上で共鳴散乱を観測できると考えられる天体として選考した。NGC4636 と似た明るさを持つ天体であり、NGC4406 は NGC4636 と同じ Virgo 銀河団内にあり、NGC1399 はる座銀河団内、NGC5044 は乙女座の系外、NGC5846 は LGG393 にそれぞれ属する楕円銀河である。

4.2 解析領域

天体の解析領域は楕円銀河中心から二分角ごとに切り取り $0'-2'$ の円状の領域と $2'-4'$ 、 $4'-6'$ 、 $6'-8'$ 、 $8'-10'$ のドーナツ状の領域に各々分けて解析を行った。

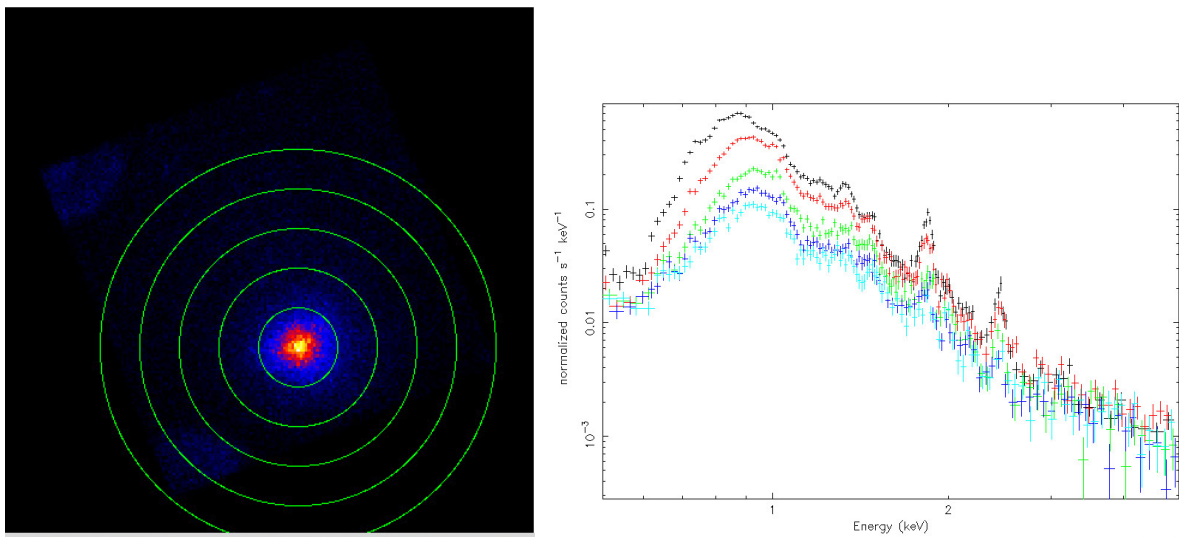


図 4.1: NGC4636 のイメージと観測領域 (左) と NGC4636 の各領域のスペクトル (右)。検出器: FI 型、エネルギー帯域: $0.5 \sim 5.0 \text{ keV}$ 、黒: $0'-2'$ 赤: $2'-4'$ 緑: $4'-6'$ 青: $6'-8'$ 水色: $8'-10'$

共鳴散乱の観測のためのターゲットとして用いるのは比較的重元素密度が濃い $0'-2'$ の領域である。楕円銀河中心から離れるほど温度が上がり、その事により重元素が電離される比率が高くなっていくので、重元素成分が徐々に減り始める。そのため上記の領域で区切った各スペクトルは、楕円銀河 ISM からの放射エネルギー帯域である 1 keV 付近での光子数は中心から離れるほど少なくなる (図 4.1)。

4.3 解析に用いたデータ、ソフトウェア

4.3.1 データ取得過程

解析データは ISAS/JAXA の DARTS が一般公開しているデータを使用している。本実験では使用したデータは、既に衛星が得た生データに衛星の姿勢、軌道等を考慮した較正情報が付加され、更に余分なデー

タを除去した「cleaned event ファイル」と呼ばれるものである。このファイルに ftool という「すざく」に限らずあらゆる X 線観測衛星データに用いることができる解析用ソフトウェアを用いてイメージやスペクトルを用いた解析を行う (図 4.2)。

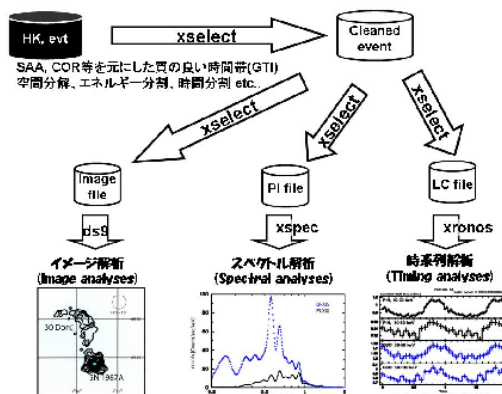


図 4.2: ftool を用いた衛星データ解析の概要

この章では解析に用いるファイルやファイルを作成するためのソフトウェアについて、また本研究で主とした用いたモデルフィッティングという解析手法について記す。

4.3.2 イメージファイル (fits)、スペクトルファイル (PI)

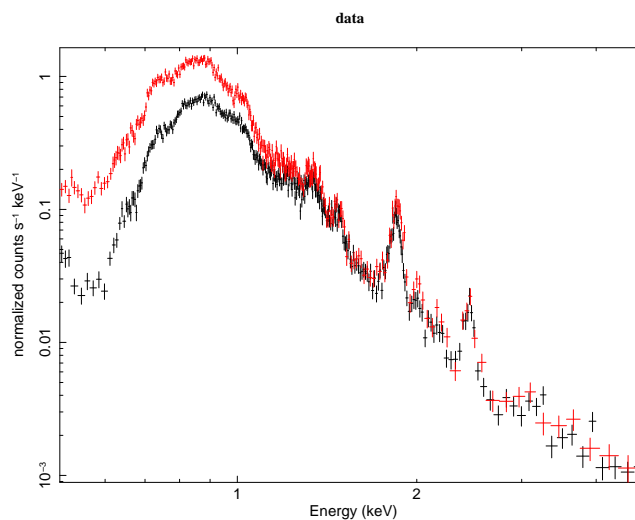
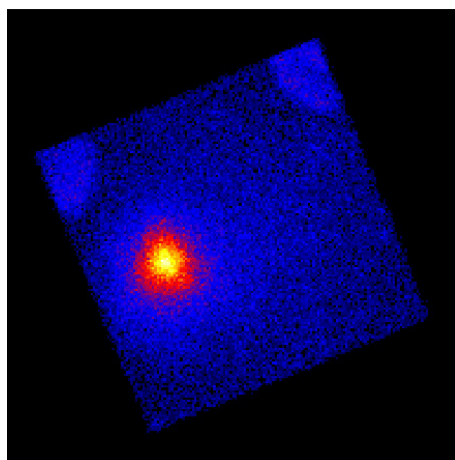


図 4.3: (左) NGC4636 のイメージ (右) NGC4636 の 0'-2' のスペクトル

イメージファイルは cleaned event から xselect というソフトウェアを用いて抽出し、「FITS(Flexible Image Transport System)」と呼ばれる形式で保存する。そのファイルから ds9 というソフトウェアを用いて 1024×1024pixel で構成されたイメージを可視化することができる (図 4.3 左)。上図のようなイメージを

用いることで天体の中心座標を調べ、解析領域を決定して region ファイルを作る等の過程も目視で比較的簡単にできる。

スペクトルファイルもイメージファイルと同様、xselect を用い cleaned event からスペクトルのみを抽出し、「PI(Pulseheight Invariant)」と呼ばれる形式で保存する。これは XIS の生の channel 波高値 (PHA) の gain を一つのシリコン原子の平均電離エネルギーを基準にゲインを 3.65eV/ch としたものであり、このファイルを xspec というソフトウェアを用いて可視化することができる。

本研究では楕円銀河の観測から得たスペクトルとモデルスペクトルを比較することで、楕円銀河からの放射性分を求めるモデルフィッティングという手法を取る。そのためにはスペクトルに対しレスポンス関数を考慮する必要があり、また ISM 以外の存在からの放射をバックグラウンドとして差し引く必要がある。

4.3.3 レスポンスファイル

前節で抽出したスペクトルファイルでは ch にしか対応しておらず、光子のイベントにエネルギーを対応させるためにはレスポンスファイルに対応させる必要がある。

レスポンス関数には RMF(Redistribution Matrix File) と ARF(Ancillary Response File) の二種類があり、この2つのものを足しあわせたファイルがレスポンスファイル rsp となる。

- rmf

スペクトルファイルとエネルギーの対応関係は必ずしも 1:1 ではなく、エネルギー分解能や XIS の CCD の劣化に依る検出効率の減衰等は時間により異なるため、スペクトルファイルを cleaned event から抽出した段階では、観測された光子は XIS の channel 波高値でしか記述できない状態である。故にこれらを記述したファイルによるスペクトルファイルとエネルギーの対応付けが必要である。rmf にはエネルギー E で入射した光子のスペクトルファイルでの分布が行列で記述されており、スペクトルファイルとエネルギーを対応させることができる。

rmf ファイルの作成自体は JAXA が配布している CALDB と呼ばれる各検出器の構成情報が含まれているデータベースの設定を事前に行う必要があるだけで、スペクトルファイル (PI) のみを用いて作成することができる。

- arf

XIS で得た X 線の観測データは、XRT 及び XIS の有効面積を考慮しなければ正確に導き出すことは出来ず、ターゲット天体に対応する検出器の有効面積は入射 X 線のエネルギーや衛星の姿勢や軌道、それによる入射 X 線の角度の変化等の時間変化を考慮しなければ求めることは出来ない。また、天体から放射された X 線がある入射角度で XRT に入射したとすると、XRT で反射されて XIS に到着した光は望遠鏡の角分解能に基づき広がりを持つため、こうした広がりを考慮するためにターゲット天体の分布や XIS で観測した光子の抽出領域をも考慮しなければならない。こうした情報を有するのが arf ファイルであり、rmf に比べファイルの制作に必要なデータ数が多い。以下が入力するデータである。

instrument	XIS0 ~ 3
source mode	SKYFITS
source image	観測天体のイメージファイル
region mode	SKYREG
region file	観測したい region のファイル
limit mode	NUM_PHOTON
number of photon	200000
input pha file	観測天体、領域のスペクトルファイル
input GTI file	cleaned event ファイル
input attitude	姿勢ファイル
input rmf	rmf ファイル
energy step file	medium

表 4.2: arf 作成に入力する情報

楕円銀河は広がった天体であるため点源の arf を作る時と入力内容が変わるところがあり、以下のよう
に種類がわかれている。なお、以下の一覧において、SKY は検出器で観る天空の座標系、DET は
検出器が有する座標系、J2000 とよばれるものは天空に固定された (ra,dec) 座標である。

- source mode ターゲット天体の分布の指定

SKYFITS/DETFITS : FITS 形式のイメージファイルから分布を決定する。広がった天体の解析に有
効である。

SKYREG/DETREG/J2000 : 天体の中心座標を手動で入力する。点源の解析で用いる。

UNIFORM : ある半径で一様な明るさを持つ円形天体を仮定する。CXB (後述) の解析のために用
いる。

- region mode 解析したい領域の検出器で抽出する部分の情報の指定

SKYFITS/DETFITS : FITS 形式のイメージファイルを参考に解析領域を決める。

SKYREG/DETREG : region ファイルを参考に解析領域を決める。

- limit mode 検出する模擬光子に関する指定

NUM-PHOTON : シミュレーションに用いる光子数を指定する。数が多いほど精度が増す。

accuracy : 各エネルギー bin ごとの計算の正確さを指定する。

MIXED : 上の 2 つを同時に指定できる。

- energy step file どのようなエネルギーステップで有効面積を計算するかを決定する。full→dense→medium→sparse
の順にステップが大きくなるが、その分ファイル生成が終わるのが速くなる。

得られた ARF より検出器の有効面積が判断できるが、外側の領域になるほど X 線の入射角度がきつくな
るため、有効面積が小さくなる (図 4.4)。

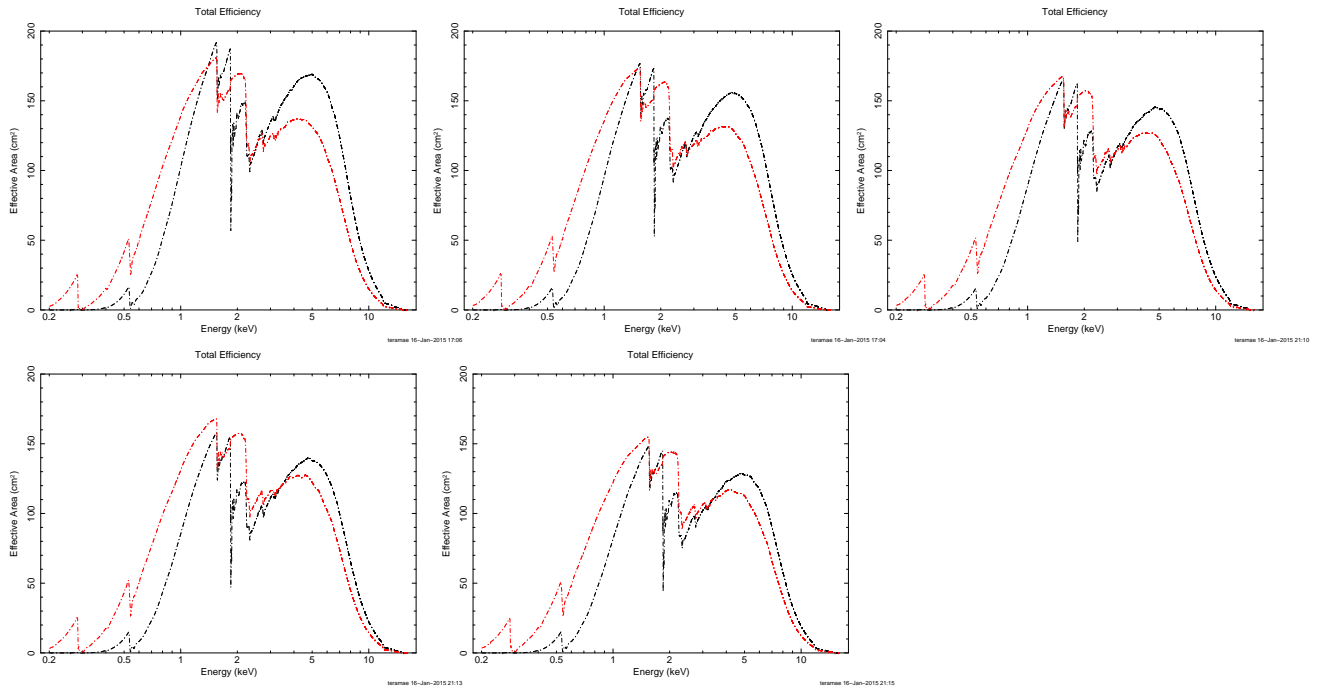


図 4.4: NGC4636 の有効面積の情報。左上から 0'-2'、2'-4'、4'-6'、左下から 6'-8'、8'-10'

4.3.4 解析用ソフトウェア

本研究において DARTS から取得するファイルは cleaned event ファイルのみであり、そのファイルから以下のソフトウェアを用いて解析を行うことになる。

- xselect

xselect はイベントファイルにフィルタをかけて、スペクトルのみを抽出したりイメージのみを抽出してファイルにすることを目的とするソフトウェアである。使える機能は大きく以下のように分けることができる。

- イベント FITS を読み込み、Observation Catalogue を作成する。
- GTI(Good Time Interval) を作成あるいは読み込み、使用したい時間帯のイベントを抽出する。
- 入力したイベント FITS に GTI,PHA,region,grade 等のフィルタをかけ、そうしてできるイベント、イメージ、スペクトルファイルを出力する。

本研究では region ファイルを用いた FITS ファイルの領域ごとの区別をすると共に、エネルギーに制限をかけ、ARF ファイルを作る際用いる FITS ファイルにおいて、0.7-1.5keV 外の光源は制限をかけている。

- xspec

xspec はスペクトルファイルを可視化し、またエネルギー帯域やプロットの仕方を変える、モデルフィッティングを行う、等のスペクトル解析を行うためのソフトウェアである。この研究では特にスペクト

ルファイルを可視化することに依るデータの妥当性の確認、またモデルフィッティングとしてモデルスペクトルと実データの比較を行うために主に使用する。

- ds9

xselect で作成したイメージファイルを可視化したり、region ファイルを作成することを目的としたソフトウェアであり、天文学においては内容を問わず広く用いられている。可視化したイメージは scale を log や squared に変えたり、座標を追加する等、イメージから解析を行う場合に不可欠なソフトウェアと言える。

4.4 モデルフィッティング

検出器で捕らえた放射は決して必要な情報（本実験ならば楕円銀河 ISM からの放射）のみが含まれているわけではなく、あらゆる成分に依る放射が混合している。故にそれらの放射の含まれている割合や各放射の成分が分からなければ必要な情報は得られない。

モデルフィッティングとは上の要素を仮定したモデルスペクトルと実際のデータから作成したスペクトルを比較することで実際のデータの物理パラメータを求める手法である。以下に本研究で用いたモデルについて記す。

- CONST モデル

エネルギーに依存しない定数であり、天体の放射の情報とは直接関係はなく、装置依存のモデルである。本研究では前述のとおり、表面照射型 FI と裏面照射型 BI の 2 つの検出器を用いて観測を行なっているが、それぞれの検出器の観測時における有効面積等を考慮すると、必ずしもレスポンス比が 1:1 になるとは限らない。故にそれらの検出器のレスポンス比を調整するためのモデルであり、FI の const モデルを 1 で固定し、BI の const モデルを自由パラメータにすることで上手く調整された値が出た。

- WABS モデル

WABS モデルは天体から放射された X 線が地球に届くまでに銀河系内の星間ガスによって光電吸収を受ける割合を表すモデルであり、1keV 付近の低エネルギー領域で影響が特に大きい。吸収量を表す単位として水素柱密度 $N_H = nd$ を用い、一般的な値のオーダーは $\sim 10^{20} \text{cm}^{-2}$ 程度である。光電吸収は以下の式

$$A(E) = \exp\left(-\sum_i n f_i \sigma_i(E) d\right)$$

で表すことが出来る。ここで n は水素の数密度、 f_i は元素 i の割合、 σ_i は吸収断面積、 d は吸収物体の厚さである。

- APEC モデル

光学的に薄い高温プラズマからの放射を仮定したモデルであり、放射率は以下のように書くことができる。

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

ここで D_A は天体からの距離 (cm^{-3}) n_e , n_H は電子及び水素の数密度である。自由パラメータはプラズマの温度 (kT)、重元素アバダンス比 (A_{Fe})、赤方偏移、normalization である。しかし重元素比は太陽の元素組成比で固定されており (表 4.3)、故に詳細な重元素比を得ることは出来ないので楕円銀河 ISM からの放射の観測に用いることは出来ない。本実験では GXB と呼ばれる天の川銀河からの放射のモデルとして用いた (4.5.3 節) また、自由パラメータの中で重元素アバダンス比 (A_{Fe}) は 1 に固定した。

H	1	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}

表 4.3: 重元素の太陽組成比。値は水素との原子数の比を表している。

- VAPEC モデル

上記の APEC モデルの成分から、更に各重元素 (He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni) を自由パラメータ化したものであり、本研究では楕円銀河 ISM からの放射のモデルとして用いることとする。更に今回の研究において He=C=N=1solar とし、簡易化のため Al=Mg, Ar=Ca=S, Ni=Fe のように固定し解析を行った。

- BREMSS モデル

熱制動放射による連続成分のみを表すモデルであり、自由パラメータは放射の温度 kT と normalization である。本研究では楕円銀河が有する低質量 X 線連星 (LMXB) からの放射の和を近似的に表すものとして用い、温度 kT は典型的な点源からの放射に合わせて 7keV で固定した。

- GAUSS モデル

GAUSS モデルは典型的な gaussian を表すモデルであり、本実験では重元素からの輝線成分の放射を他のモデルで表す際に、そのモデルで補うことが出来なかった輝線放射のモデルを表す。

- ZGAUSS モデル

ZGAUSS モデルは GAUSS モデルの自由パラメータに赤方偏移が加わったモデルであり、本研究では低エネルギー領域 (0.4 ~ 1.5keV) の各重元素の輝線強度を測定する際に、各エネルギーでの輝線を表すのに用いた。放射式は

$$A(E) = \frac{K}{\sqrt[3]{2\pi\sigma^2(1+z)}} \exp\left(\frac{E(1+z) - E_{line}}{2\sigma^2}\right)$$

のように表すことが出来る。ここで赤方偏移は z 、 K は normalization である。

- POWERLAW 名称の通りべき乗のモデルスペクトルを表現しており、放射式は以下のように表すことが出来る。

$$A(E) = KE^{-\alpha}(\text{photon/keV/cm}^2/\text{s})$$

ここで K は係数としての単位時間、体積、エネルギーあたりの放射光指数を表しており、 α は光子指数である。 α の値が大きければ低エネルギー側の光子数が大きく、小さければ高エネルギー側の光子数も大きくなる。本研究では下記の HIGHECUT モデルと同様に CXB モデルを制作するためのモデルとして用いた。

- HIGHECUT POWERLAW モデルのみでスペクトルを作成すると両対数グラフ上では直線となるはずであるが、実際にはどこかで光子指数が変化し、折れ曲がりを持つ。このエネルギーを cutoff エネルギーといい、これを表すモデルが HIGHECUT モデルである。HIGHECUT モデル単体の式は

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

$$A(E) = 1(E < E_{cut})$$

のように表され、本研究では POWERLAW モデルと掛けて用いる。 E_{cut} は cut off エネルギー、 $E_{e-folding}$ はスペクトルの折れ曲がりの度合いを表す。POWERLAW*HIGHECUT モデルで記したスペクトルをバックグラウンドファイルとして用いる。

以上のようなモデルを用いて全解析天体に対してフィッティングを行う。

4.4.1 最小自乗法

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

$$M(P) = \int R(P, E)A(E)M(E)dE$$

のように表すことが出来る。ここで $R(P, E)$ は rmf の情報を有するチャンネル P をエネルギー E に変換する二次元行列関数、 $A(E)$ は ARF の情報を考慮したエネルギー関数である。

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、天体からの実データによるスペクトル $D(P)$ は

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

のように求められ、天体からの実データスペクトル $D(P)$ とモデルスペクトル $M(P)$ は χ^2 分布を用いて下の式のように比較する。

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

のように比較する。ここで $\Delta D(P)$ は測定誤差を表しており、

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

のように表すことが出来る。これには統計誤差とバックグラウンドの誤差が含まれている。 χ^2 の値が最も小さくなるようにモデルパラメータが決定される。

4.4.2 VAPEC モデル中心のフィッティング

ターゲットとする ISM からの X 線放射を VAPEC モデルとした場合のモデルスペクトルを考えると、以下のようなモデルとなる。

$$\text{CONST} \times \text{WABS} \times (\text{VAPEC} + \text{BREMSS} + \text{APEC} + \text{APEC})$$

基本的に各モデルが表す成分は 4.4 節の通りと見てよい。近年では天の川銀河からのバックグラウンドである GXB 成分が 2 つあるとされており、故に本研究では二つの APEC モデルを解析において用いる (詳しくは 4.5.3 節参照)

このモデルを用いて記述したスペクトルは図 4.5 のようになる。

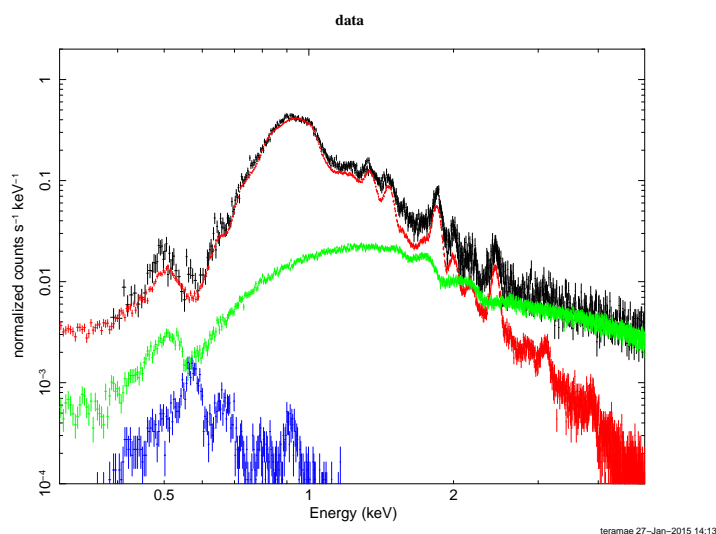


図 4.5: 文中のモデルの概略。黒：NGC4649 の実データスペクトル 赤、緑、青：各々VAPEC モデル、BREMSS モデル、APEC モデル を表す擬似スペクトル このスペクトルでは APEC モデルの片方はほぼ現れなかったため一本しか APEC モデルのスペクトルが載っていない

フィッティングは 0.3 ~ 5.0keV の範囲で行った。図 4.4 からスペクトルから 1keV 付近は ISM に依る放射が優勢であり、5keV 前後からは BREMSS モデルによる連続成分が優勢になっていることが確認できる。エネルギー帯域のとり方の理由として、0.3keV 以下は XIS の感度外であること、5keV 以上では NXB の寄与が比較的強くなることがある。

このモデルに依るフィッティングにおいて、0.8keV 付近に負の残差が出来る場合があるが、本研究ではこれを共鳴散乱による影響と推測する。上に記したモデルには共鳴散乱による放射への影響は考慮されておらず、故にモデルと比較した際にモデルにおいて想定外の共鳴散乱による影響が χ^2 分布に表れると考える。

無論、それ以外の何らかの要素であったり、単純にプラズマモデル自体が正しくない可能性も大いに有りうる。故にこのモデルにおいては、必要な 1keV 付近のエネルギー帯域よりも高エネルギー側を広く解析した。より広い帯域で問題となる 0.8keV 付近の残差を除くエネルギー帯域でモデルが確からしい (χ^2 分布の値が極力小さい) と判断できた場合、モデルが不正確であるとは言いがたく、共鳴散乱以外の影響とも考えにくいと判断できる。

上記のモデルはあくまで基盤となるモデルであり、天体によってモデルを変更したり追加をしたりしている。各天体ごとに解析結果を載せる前に用いたモデルを記すこととする。なお、フィッティング及び具体的なパラメータは後節でまとめて記述する。

4.4.3 二温度モデル

楕円銀河において中心領域は多温度構造となっていることが多く、擬似的に2つの温度の VAPEC モデルで表されることが知られている。本研究で解析した天体の中で幾つかの天体はこのモデルを用いており、この場合用いる式として

$$\text{CONST} \times \text{WABS} \times (\text{VAPEC} + \text{VAPEC} + \text{BREMSS} + \text{APEC} + \text{APEC})$$

のように表される。この場合あくまで同じ空間に二つの温度があると仮定するため、重元素アバundanceは二つの VAPEC モデル間で同値とし、温度、normalization のみは各々別とする。

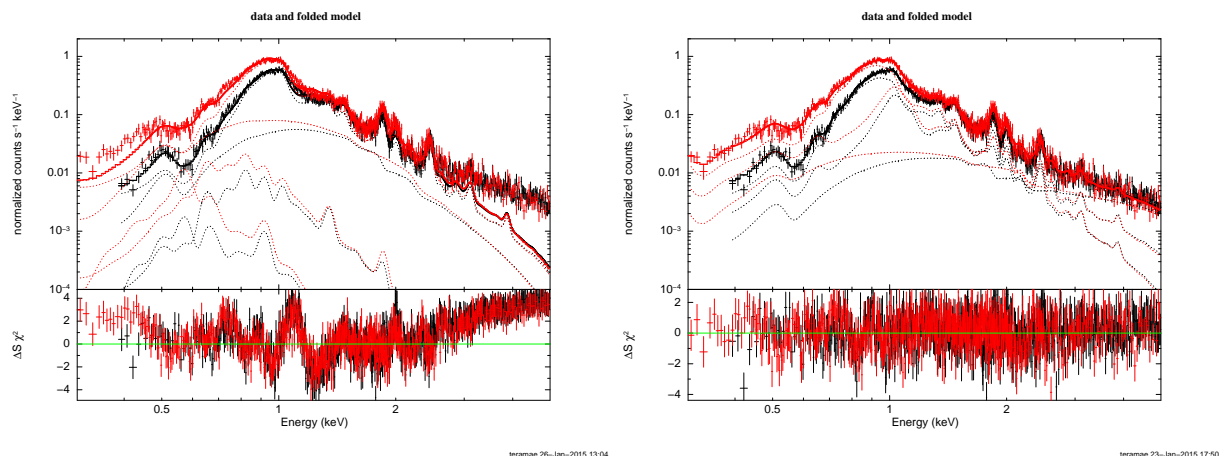


図 4.6: NGC4472 の一温度モデル (左) と二温度モデル (右) の比較。

図 4.5 (左) は NGC4472 の中心領域のフィッティングである。一温度モデルでは 1.1keV 前後のフィッティングが上手く行っていないことが分かり、また高エネルギー側のフィッティングが合致していないのがスペクトルから分かる。一方二温度モデルでフィッティングした場合が図 4.5 (右) であり、1.1keV 付近が比較的良くフィッティングしていることが分かる。

4.4.4 ZGAUSS モデル中心のフィッティング

VAPEC 中心のモデルで共鳴散乱の影響がありそうと確かめることができた天体に二次解析としてこのモデルを用いる。

$$\text{CONST} \times \text{WABS} \times (\text{BREMSS} + \text{BREMSS} + \text{ZGAUSS} + \text{ZGAUSS} + \dots + \text{ZGAUSS})$$

VAPEC を BREMSS と ZGAUSS で表したモデルであり、低エネルギーでのイオンからの輝線を一本ずつ ZGAUSS モデルで表して、各輝線単体の強度を見積もる。これより Fe^{+16} の 0.82keV の輝線と 0.73keV の

輝線の強度比を定量的に見積もることが可能となる。また、全てのモデルに対し ZGAUSS の幅 σ は 0 に固定し、赤方偏移は天体由来の値を代入することとした。GAUSS を表す輝線は以下ようになる。

元素	E(keV)
N^{5+}	0.428
N^{6+}	0.497
O^{6+}	0.564
O^{7+}	0.651
Fe^{16+}	0.733
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769
Fe^{16+}	0.817
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862
Ne^{8+}	0.917
Fe^{19+}	0.962
Ne^{9+}	1.02
Mg^{10+}	1.35

表 4.4: ZGAUSS モデルを対応させる輝線

この輝線は NGC4636 における「Newton」での観測で得た輝線を参考にしている (Xu et al. 2002)。しかし、すざくの 1keV 付近でのエネルギー分解能を考慮すると Newton に比べ、エネルギーが近い輝線はスペクトルで合体して表示されてしまう。故に近いエネルギーで密集している輝線は、30eV より差が小さい輝線同士のエネルギー平均を取り、一本の輝線に近似してモデル化した。また、0.962keV の輝線は先の論文には挙げられておらず、NGC4636 のすざくによる解析を行った論文において重要であるとされたため本研究の解析でもこの輝線を加えて解析を行なっている (林 克洋 2008, 広島大学)。

4.5 バックグラウンドの評価

抽出したスペクトルはバックグラウンド成分を含んでおり、故にスペクトル解析を行う前にこれらの要素を差し引く必要がある。以下、バックグラウンドとなる NXB、CXB、GXB について説明する。

4.5.1 NXB(Non X-ray Background)

NXB は名称の通り X 線では無い宇宙線を起源としたバックグラウンドであり、5 ~ 7keV 付近において特にこれらのバックグラウンドが支配的になる。このバックグラウンドを考慮する際用いるのが night earth のデータ (太陽が地球に隠れた際の観測データ) である。衛星に太陽の照り返しがない時「すざく」が捉えるのは X 線以外の放射のみであり、故にバックグラウンドファイルはこのデータを用いることで作成することが出来、これらの情報は XIS チームによってまとめられ、CALDB に較正情報として組み込まれている。

NXB の値は COR(Cut-Off Rigidity) と呼ばれる、地球に向かってくる宇宙線を曲げる地磁気の強さの指標により変化する。NXB ファイルを作るのに使用するソフトウェアとして「xisnxbgen」があるが、こ

のソフトウェアでは NXB のイメージ、スペクトルを COR ごとに分け、観測時間の終始 (GTI: Good Time Interval) を考慮して各 COR の範囲を露光時間で重み付けする。故に NXB を考慮したバックグラウンドファイルを作成する際、ベースとなるスペクトルファイル、region ファイルの他に、衛星の姿勢、軌道を表すファイルを用いて作成する。

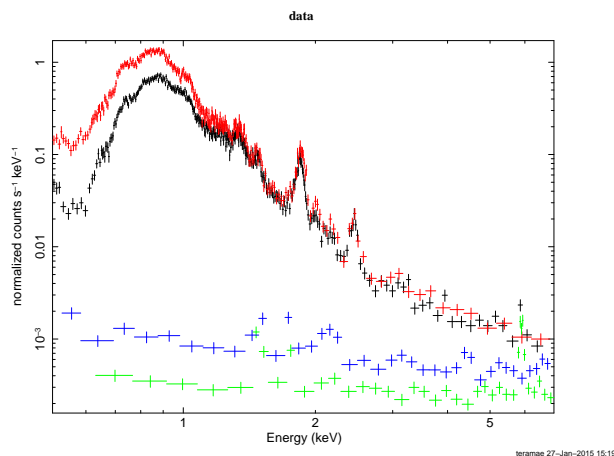


図 4.7: NGC4636 のスペクトル 黒、赤 : FI、BI の実データ 緑、青 : FI、BI の NXB データ

楕円銀河の観測に際し、NXB は 1keV 付近に関しては大きな影響は持たないが、7keV 付近では天体から得たスペクトルとほぼ一致しているのが確認できる。

4.5.2 CXB(Cosmic X-ray Background)

CXB は宇宙全体に存在する無数の X 線源からの放射の足し合わせによるバックグラウンドであり、全天一様である。放射式は以下のように得ることができる。

$$CXB(E) = 9.412 \times 10^{-3} (E/1\text{keV})^{-1.29} \times \exp(-E/40\text{keV}) \text{photons/cm}^2/\text{s}/4\text{deg}^2/\text{keV} (\text{erg/cm}^2/\text{s}/\text{deg}^2/\text{keV})$$

(http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/pin_cxb.html)

この式は過去の観測により適当であると判断されており、本研究ではこの値を用いる。

CXB は、上のモデルと XIS のレスポンスを用い、シミュレーションを行なって擬似スペクトルを作り、それを天体のスペクトルから差し引く。

モデル CONST*POWERLAW*HIGHECUT	
factor	1
photon-index	1.29
normalization(photons/cm ⁻² /s/keV)@1keV	8.21e-4
cut-off energy(keV)	1e-4
e-folding energy(keV)	40

表 4.5: CXB モデルに入力した情報。normalization は 20 分角の広さの様な空に大して作った ARF を想定して求められた (Hayashi et al.2009)。

また、CXB の擬似スペクトルファイルの作成に必要なレスポンスは、中心から外側に向けてフラックスが減少する天体のデータとは別途の全天一様の放射であるため、対象天体のレスポンスファイルとは ARF を別に作る必要がある。

各領域における CXB を評価するための ARF は以下のように作成した。

source mode	UNIFORM
source rmin	0 分角
source rmax	20 分角
region mode	SKYREG
region file	観測したい region のファイル
limit mode	NUM_PHOTON
number of photon	1000000
input pha file	観測天体、領域のスペクトルファイル
input GTI file	cleaned event ファイル
input attitude	姿勢ファイル
input rmf	rmf ファイル
energy step file	sparse

表 4.6: CXB 用 arf 作成に入力する情報

具体的にはスペクトル用の arf とは source-mode が異なり、前記の通り UNIFORM を用いる。0 ~ 20 分角から一様に X 線が検出器に入ってくる場合のレスポンスを作る。この ARF の有効面積は、全天一様であるため純粋に観測領域の面積が大きい外側の region ファイルのほうが有効面積が大きくなる。

4.5.3 GXB(Galactic X-ray Background)

この成分は我々がいる天の川銀河からの放射によるバックグラウンドであり、典型的な成分として天の川のハロー (MWH:Milky Way Halo) からの放射に依る 0.30keV 成分と天の川銀河が有するオリオン座方

向にある腕（棒渦状銀河が典型的に有する棒状の存在）が有する高温ガス（LHB:Local Hot Bubble）からの放射に依る 0.12keV の成分の 2 つがある（Lumb et al.2002）。

この二つは normalization は region ごとに不定であるので、モデルフィッティングの際にモデルとして組み込むことで全データに合わせこむこととした。以下がモデルの記入要素である。

放射要素	MWH	LHB
温度 kT(keV)	0.30	0.12
アバundance A_{Fe} (solar)	1	
赤方偏移	0	
normalization	free	

表 4.7: 各 APEC モデルの記入情報

特に中心領域においては比較的 normalization が小さいことが多々あり、中心から離れた領域において優勢になることが多い。

4.6 NGC4636 を用いた解析手法の確認

4.6.1 VAPEC モデルによるフィッティング

本天体の解析は上記の林克洋さんの卒業論文（広島大学、2008）の結果への一致を目指すための解析であるため、モデルは論文に準拠したものをを用いる。以下がそのモデルである。

$$\text{CONST} \times \text{WABS} \times (\text{VAPEC} + \text{BREMSS} + \text{GAUSS} + \text{APEC})$$

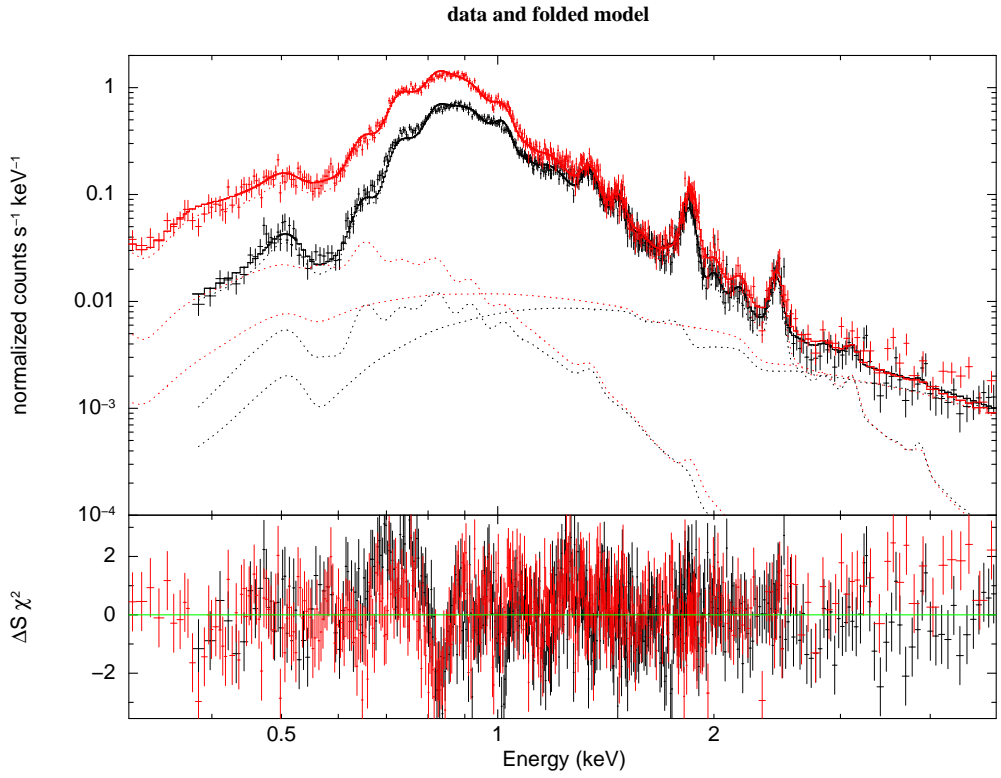
このモデルは GXB を APEC モデル一つで補ったモデルであるが、これだと O^{6+} の 0.56keV の輝線の強度に違いが表れるので、代わりに GAUSS モデルを追加し、(表 4.10) のようなステータスのモデルでフィッティングを試みた。ただし全天体で、ある程度解析方法を統一する必要がある関係上、林卒論のモデルと完璧に同じにはせず、VAPEC モデルによるフィッティングに関してエネルギー領域やモデルへのパラメータ等、異なる要素がある。

また、以降の天体も含めて FI, BI それぞれのデータについてフィッティングを行なっているが BI のモデルは const モデル以外の全てのパラメータが FI と同じになるように設定し、const モデルのみ free にすることで FI に対する値の調整を行った。free と書いたパラメータは自由パラメータであり、それ以外の数値は一定値に固定した（表 4.8）。

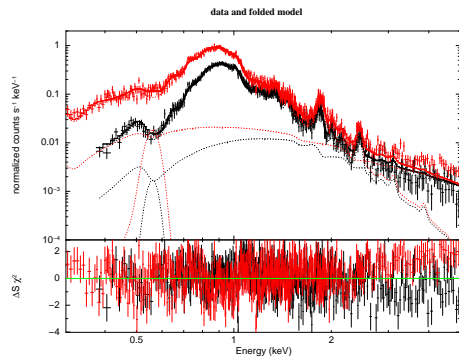
モデル	モデル内の要素	値
const	factor	1(BI は free)
wabs	$N_H (\times 10^{22})$	free
vapec	kT	free
	$A_{Fe}(\text{He,C,N})$	1
	$A_{Fe}(\text{O,Ne,Mg,Si,S,Fe})$	free
	redshift	3.1e-3
bremss	kT(keV)	7.0
gauss	kT(keV)	0.56
	Sigma	0
apec	kT(keV)	0.29
	A_{Fe}	3e-2
	redshift	0
all	normalization	free

表 4.8: NGC4636 のモデルの情報

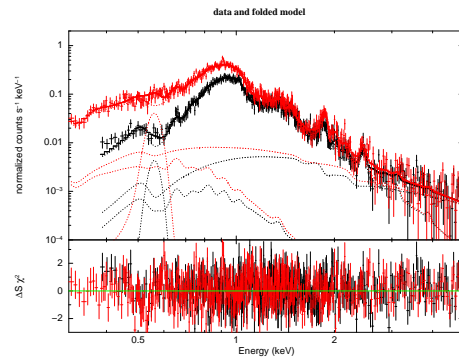
これらの値を代入してフィッティングを行った結果が (図 4.8) と (表 4.9) である。



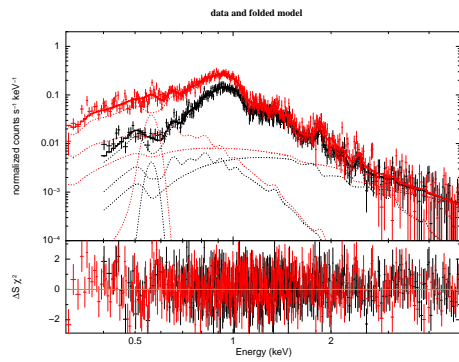
teramae 21-Jan-2015 20:09



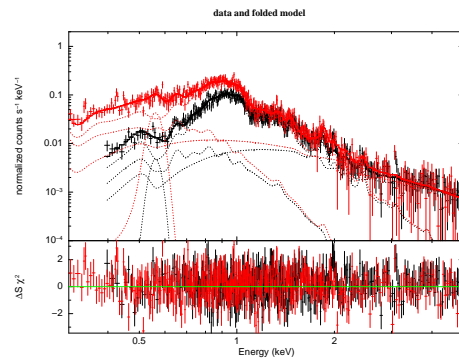
teramae 22-Jan-2015 11:47



teramae 22-Jan-2015 11:24



teramae 22-Jan-2015 11:56



teramae 22-Jan-2015 12:08

図 4.8: NGC4636 の各スペクトル。上の大きい図が $0' \sim 2'$ 、中段左から $2' \sim 4'$ 、 $4' \sim 6'$ 、下段左から $6' \sim 8'$ 、 $8' \sim 10'$ となる。十字によるプロットが実データ、そのプロットに重なって見える実線がモデルの合計、点線が各々のモデルを表している。

model	0'-2'	2'-4'	4'-6'	6'-8'	8'-10'
$N_H(\times 10^{20}\text{cm}^{-2})$	2.995 ± 0.648	1.464 ± 0.767	0.276 ± 0.976	0.726 ± 0.948	$6.32\text{e-}11\pm 1.799$
vapeckT(keV)	0.641 ± 0.002	0.722 ± 0.004	0.784 ± 0.005	0.791 ± 0.007	0.771 ± 0.009
O(solar)	0.525 ± 0.062	0.454 ± 0.062	0.328 ± 0.066	0.298 ± 0.085	0.272 ± 0.107
Ne(solar)	0.954 ± 0.108	1.041 ± 0.139	0.539 ± 0.095	0.400 ± 0.093	0.509 ± 0.124
Mg(solar)	0.905 ± 0.110	0.907 ± 0.125	0.658 ± 0.096	0.394 ± 0.080	0.542 ± 0.127
Si(solar)	1.300 ± 0.145	1.024 ± 0.127	0.544 ± 0.073	0.433 ± 0.069	0.442 ± 0.096
S(solar)	1.659 ± 0.210	1.347 ± 0.193	0.687 ± 0.129	0.512 ± 0.133	0.550 ± 0.200
Fe(solar)	0.825 ± 0.089	0.677 ± 0.077	0.392 ± 0.042	0.303 ± 0.035	0.290 ± 0.046
vapec norm($\times 10^{-3}$)	3.047 ± 0.445	2.154 ± 0.360	1.920 ± 0.297	1.587 ± 0.282	1.154 ± 0.299
bremss norm($\times 10^{-4}$)	1.087 ± 0.108	1.601 ± 0.136	0.718 ± 0.153	0.754 ± 0.156	1.150 ± 0.167
gauss norm($\times 10^{-5}$)	$2.566\text{E-}13\pm 3.01$	2.451 ± 1.959	5.746 ± 1.793	5.905 ± 1.934	6.255 ± 1.822
apec norm($\times 10^{-3}$)	1.880 ± 2.378	$2.998\text{E-}5\pm 1.699$	0.187 ± 1.505	1.079 ± 1.436	1.454 ± 1.319
χ^2 squared	1.383	1.226	1.017	0.943	0.954

表 4.9: NGC4636 の各領域ごとのパラメータ

図 4.8 を見ると、0'-2' における 0.8keV 付近の χ^2 分布が大きくなっていることが分かる。これが Fe^{+16} から放射される 0.82keV の輝線への共鳴散乱の影響だと考えられる。中心からある程度離れた領域でのスペクトルは高エネルギー側で誤差が大きくなるが、全体としてみればよくフィッティングできていると言える。

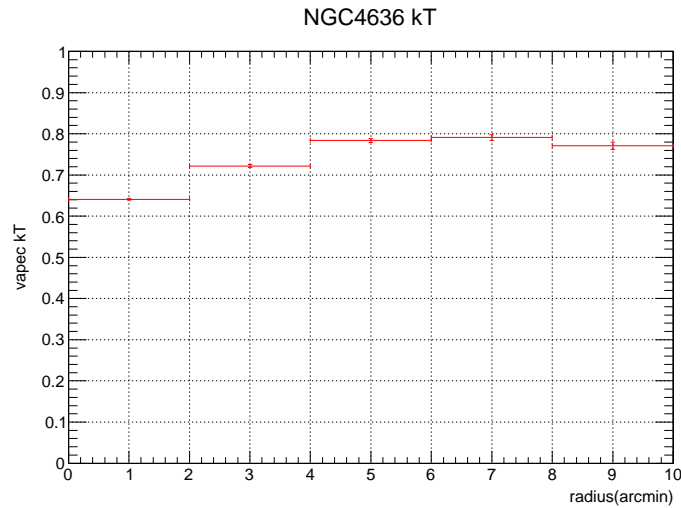


図 4.9: 温度の半径分布

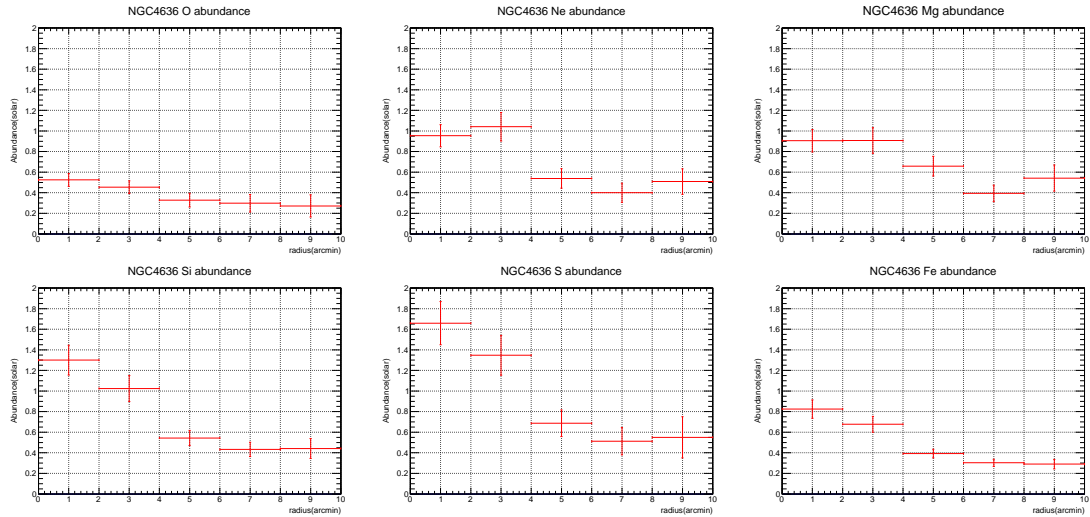


図 4.10: 各アバンドンスの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバンドンス

また、図 4.9、図 4.10 より、中心から離れるほど温度は上昇し、重元素の輝線が徐々に弱くなっているのが見て取れる。8' ~ 10' の値はこれらの流れに従っていないように見えるが、誤差が大きいので何とも言えない。

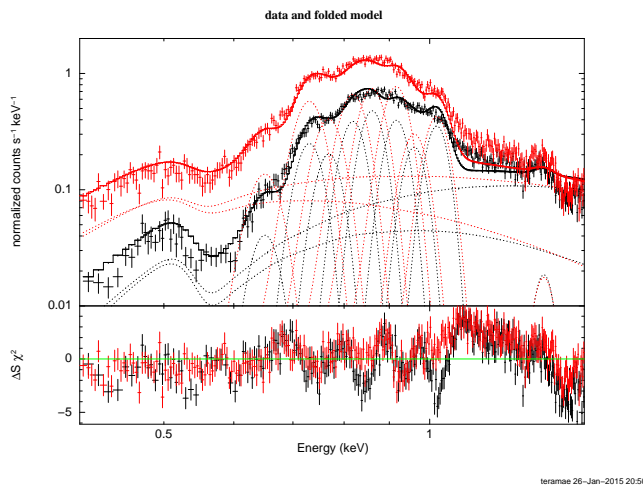
4.6.2 ZGAUSS モデルによるフィッティング

前述の通り 1keV 付近の温度の輝線を一本ずつ ZGAUSS モデルで代用し、低エネルギー領域における各輝線強度を計測する。

モデルは前節で記したようなモデルであり、

$$\text{CONST} \times \text{WABS} \times (\text{BREMSS} + \text{BREMSS} + \text{ZGAUSS} + \text{ZGAUSS} + \dots + \text{ZGAUSS})$$

のように表される。BREMSS モデルの温度には VAPEC モデルに依るフィッティングで求めた中心領域の温度 0.642keV と LMXB の放射を想定した 7.0keV の放射の 2 つを用いた。また、 $N_H = 2.9 \times 10^{20} \text{cm}^2$ (vapec モデルで求めた値)、輝線の幅 $\sigma = 0$ に固定してある。以下にフィッティング結果を表すスペクトルと表を載せる (図 4.11)。



元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	1.507 ± 0.244
Fe^{16+}	0.733	5.093 ± 0.259
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	2.668 ± 0.249
Fe^{16+}	0.817	4.678 ± 0.225
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	5.060 ± 0.193
Ne^{8+}	0.917	3.893 ± 0.163
Fe^{19+}	0.962	1.797 ± 0.131
Ne^{9+}	1.02	2.390 ± 0.094
Mg^{10+}	1.35	0.086 ± 0.039

図 4.11: ZGAUSS モデルによる NGC4636 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) を再現している。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

輝線をピンポイントで選択したためフィッティングの精度は悪いが、概ねのスペクトル系は捉えるモデルが作成できた。このフィッティングにおける輝線の実験的選択は比較のため林卒論で用いられた輝線を選択したが、上図で示したスペクトルでは 1.1keV 付近に特に大きな残差があるため、全体のモデルに何らかの輝線成分を追加する必要性もあると考えられる。

4.6.3 ラインの強度比

前述の通り、共鳴散乱の効果を見積もるためには Fe^{16+} の 0.82keV の輝線と 0.73keV の輝線の強度を比較する必要がある。

NGC4636 において最も flux が強い輝線は 0.733keV の輝線と分かったため、その輝線を 1 として各輝線の強度比をとった。しかし、これらの結果は XIS では分解できなかった近傍の強い輝線を含めた強度である可能性があるため、ATOMDB(<http://www.atomdb.org/Webguide/webguide.php>) に記載された輝線の強度比を基に、30eV より近傍の強い輝線の強度を対象輝線の強度比から差し引き、その差し引いた割合を表 4.11 にまとめた。

求められたデータは林卒論 (2008, 広島大学) 及び「Newton」の「RGS」で検出されたデータの解析結果と比較した (Xu et al.2002)。RGS(Reflection Grating Spectrometer) は X 線天文衛星「Newton」の検出器と望遠鏡の間に設置される反射型回折格子分光装置のことである。望遠鏡を通して RGS に X 線が入射した時、RGS は天体の X 線を波長ごとに分けて検出器上に写すため、特に 1keV 以下において優れたエネルギー分解能による X 線分光観測が行うことができ、故に CCD を用いた観測を行う本研究において良い比較対象となりうるので採用した。3.5 節に記した通り、RGS の分光観測は広がった天体の観測には不向きと言えるものの、1keV 以下において「すざく」よりも比較的良いエネルギー分解能を持ち、上に記した論文

において NGC4636 から共鳴散乱の存在を確認された。その RGS による観測データ及び先に挙げた林卒論と本研究での解析結果を比較したものが表 4.10、図 4.12 である。

元素	E(keV)	相対強度 (1)	相対強度 (2)	林卒論	RGS
O^{7+}	0.651	0.296 ± 0.050	0.296 ± 0.050	0.25 ± 0.05	0.245
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.072	1 ± 0.072	1.00 ± 0.08	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	0.524 ± 0.056	0.382 ± 0.056	0.35 ± 0.06	0.249
Fe^{16+}	0.817	0.919 ± 0.064	0.919 ± 0.064	0.87 ± 0.07	0.653
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	0.994 ± 0.063	0.994 ± 0.063	0.99 ± 0.07	0.932
Ne^{8+}	0.917	0.764 ± 0.050	0.376 ± 0.050	0.43 ± 0.06	0.269
Fe^{19+}	0.962	0.353 ± 0.031	0.353 ± 0.031	0.34 ± 0.06	none
Ne^{9+}	1.02	0.469 ± 0.030	0.228 ± 0.030	0.26 ± 0.05	0.28

表 4.10: NGC4636 の各輝線強度比。相対強度 (1) が付近の輝線の強度を差し引く前、相対強度 (2) が後。

対象輝線	差し引く輝線	強度比から差し引く割合
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$ (0.769keV)	Fe^{17+} (0.781keV)	4.9%
	Fe^{17+} (0.784keV)	8.4%
	Fe^{17+} (0.793keV)	13.8%
Ne^{8+} (0.917keV)	Fe^{+16} (0.897keV)	25.3%
	Fe^{+18} (0.899keV)	7.6%
	Fe^{+18} (0.917keV)	17.9%
	Fe^{+18} (0.919keV)	8.6%
Ne^{9+} (1.02keV)	Fe^{16+} (1.011keV)	24.4%
	Fe^{16+} (1.023keV)	26.9%

表 4.11: NGC4636 のある対象輝線から、その輝線と同化したと考えられる輝線を差し引いた割合

NGC4636 intensity ratio

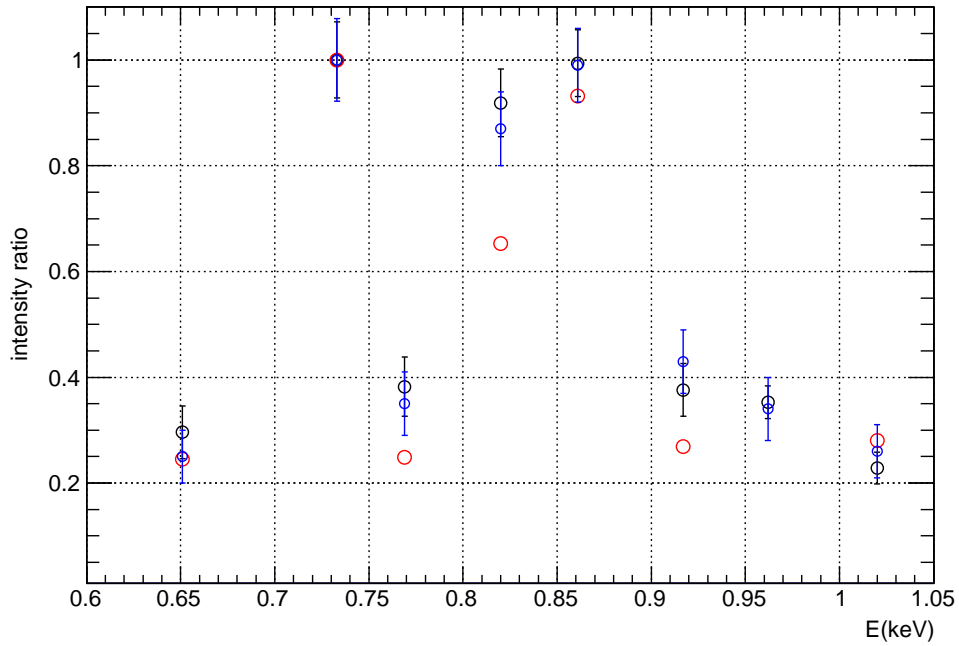


図 4.12: NGC4636 の各輝線強度比。黒:本研究で解析した実データ 赤:RGSの解析データ (Xu et al.2002)
青:林卒論の解析データ (2008, 広島大学)

0.73keV の輝線に対する 0.82keV の輝線の比は、XIS の観測結果が RGS の観測結果に比べ約 1.41 倍という値になった。これは Newton の RGS が「すざく」の XIS に比べ、より中心領域の光子を集めているため、共鳴散乱の影響がより大きく現れ、フラックスが大きく減少したと考えられる。

また、他データとの比較において他のプロット点は先行研究となる林卒論の結果と誤差内で一致した。また、0.769keV、0.917keV 付近の XIS と RGS のデータの誤差は 0.64keV(NGC4636 の中心温度)において強度が強い輝線が 0.3keV 以内に密集しているため、強度比の解析結果が大きくずれたと考えられ、また「Newton」と「すざく」の観測機器の違いからも結果を一致させることは難しいと思われる。

第5章 結果

本章で NGC4636 以外の NGC4649,NGC4472,NGC1404,NGC1399,NGC4406,NGC5044,NGC5846 の六天体に関して前節のような解析を行う。

5.1 各天体での VAPEC 中心のモデルフィッティング結果

NGC4649、NGC1404 は前章で記した通りのモデルとして

$$\text{CONST} \times \text{WABS} \times (\text{VAPEC} + \text{BREMSS} + \text{GAUSS} + \text{APEC})$$

を用いる。だが NGC4472、NGC1399、NGC5044、NGC5846、NGC4406 は他天体に比べて中心の温度が高いため二温度モデルを用いている。この場合のモデルは

$$\text{CONST} \times \text{WABS} \times (\text{VAPEC} + \text{VAPEC} + \text{BREMSS} + \text{GAUSS} + \text{APEC})$$

のように記すことが出来る。各天体のモデルに入力したパラメータは以下ようになる。

モデル	モデル内の要素	値
const	factor	1(BI は free)
wabs	$N_H (\times 10^{22})$	free
vapec ₁	kT	free
	$A_{Fe1}(\text{He,C,N})$	1
	$A_{Fe1}(\text{O,Ne,Mg,Si,S,Fe})$	free
	redshift ₁	天体由来の値
vapec ₂	kT	free
	A_{Fe2}	$=A_{Fe1}$
	redshift ₂	$=\text{redshift}_1$
bremss	kT(keV)	7.0
apec _{1,2}	kT(keV)	0.12,0.30
	A_{Fe}	1
	redshift	0
all	normalization	free

表 5.1: NGC4649、NGC1404 のモデル (左) 及び NGC4472,NGC1399,NGC5044,NGC5846,NGC4406 のモデル (右)

以上の条件を用いてフィッティングを行った。

- NGC4649

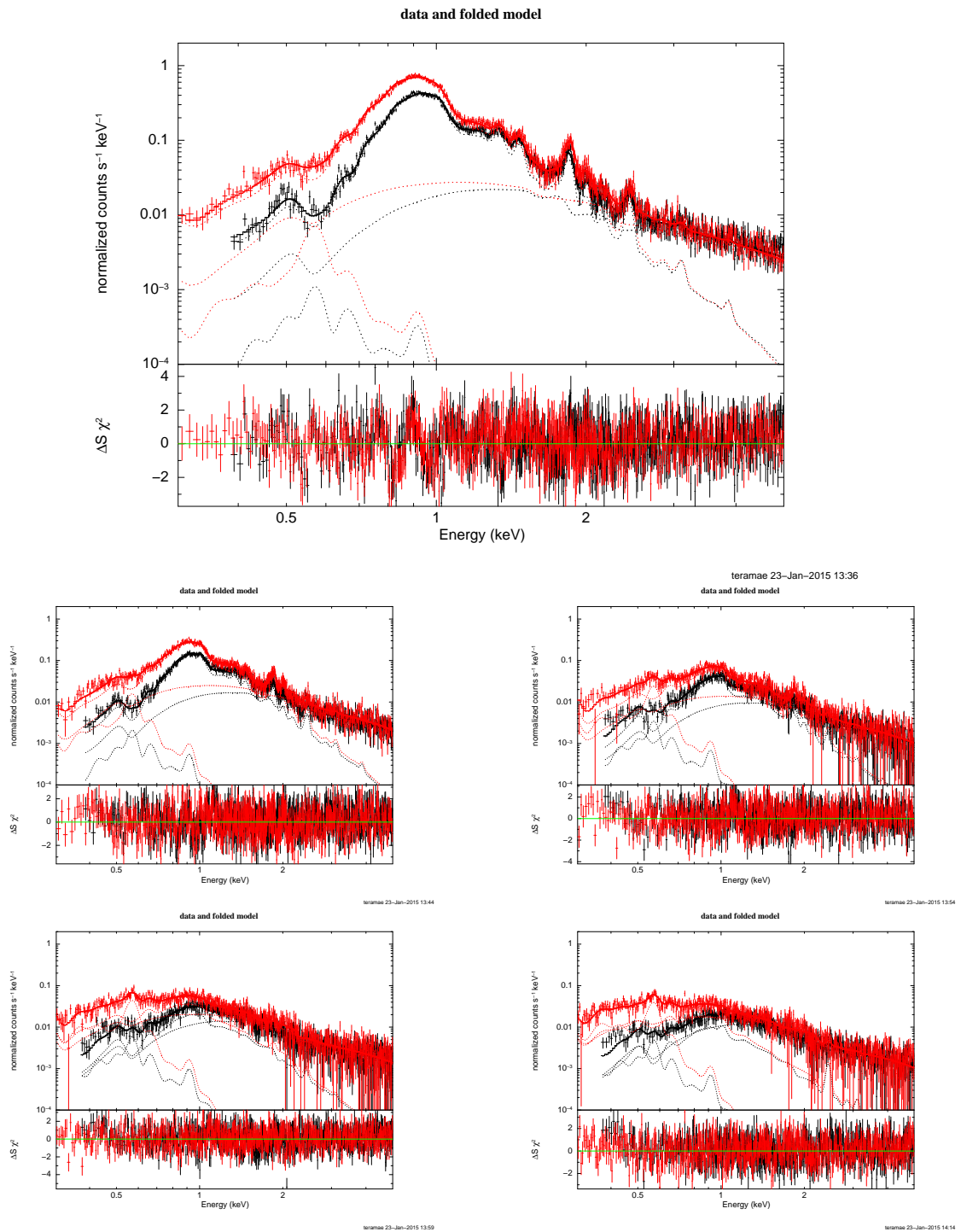


図 5.1: NGC4649 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2'、中段左から 2' ~ 4'、4' ~ 6'、下段左から 6' ~ 8'、8' ~ 10'。

model	0'-2'	2'-4'	4'-6'	6'-8'	8'-10'
$N_H(\times 10^{20}\text{cm}^{-2})$	5.279 ± 0.532	3.382 ± 0.648	1.644 ± 2.103	0.379 ± 2.178	$6.326\text{e-}7\pm 5.951$
vapeckT(keV)	0.759 ± 0.003	0.773 ± 0.006	0.803 ± 0.021	0.771 ± 0.039	0.747 ± 0.060
O(solar)	0.474 ± 0.106	0.319 ± 0.095	0.238 ± 0.108	0.218 ± 0.102	0.363 ± 0.226
Ne(solar)	0.767 ± 0.088	0.602 ± 0.078	0.303 ± 0.075	0.156 ± 0.068	0.345 ± 0.188
Mg(solar)	1.075 ± 0.079	0.478 ± 0.075	0.168 ± 0.090	0.055 ± 0.113	0.002 ± 0.246
Si(solar)	1.197 ± 0.077	0.659 ± 0.067	0.411 ± 0.079	0.090 ± 0.102	$1.293\text{e-}8\pm 0.246$
S(solar)	1.361 ± 0.110	0.713 ± 0.117	0.467 ± 0.185	0.202 ± 0.305	1.407 ± 0.705
Fe(solar)	0.825 ± 0.046	0.370 ± 0.024	0.130 ± 0.014	0.068 ± 0.013	0.091 ± 0.041
vapec norm($\times 10^{-3}$)	1.975 ± 2.173	1.387 ± 0.178	0.821 ± 0.123	0.824 ± 0.276	0.481 ± 0.407
bremss norm($\times 10^{-4}$)	2.674 ± 0.084	2.240 ± 0.087	1.370 ± 0.093	2.303 ± 0.135	3.102 ± 0.191
apec _{0.12keV} norm($\times 10^{-4}$)	0.902 ± 0.865	1.583 ± 0.693	2.578 ± 0.463	3.329 ± 1.761	3.217 ± 2.232
apec _{0.30keV} norm($\times 10^{-4}$)	0 ± 0.957	0 ± 0.593	0 ± 0.380	0 ± 0.432	0.103 ± 0.514
χ^2 squared	1.208	1.143	1.079	1.023	0.918

表 5.2: NGC4649 の各領域ごとのパラメータ

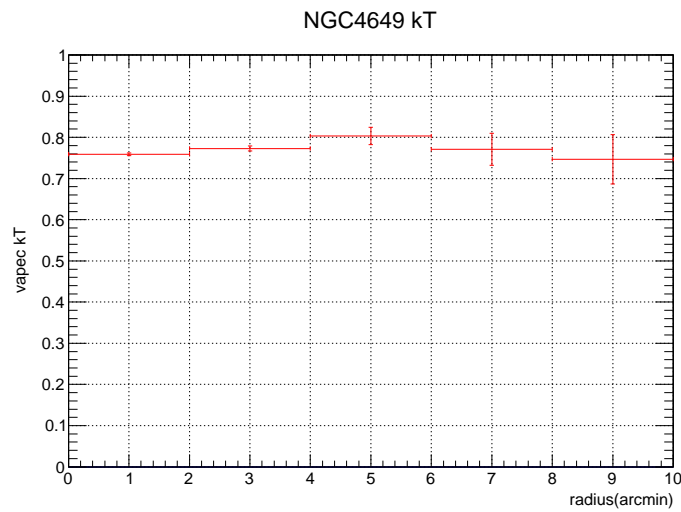


図 5.2: NGC4649 の温度の半径分布

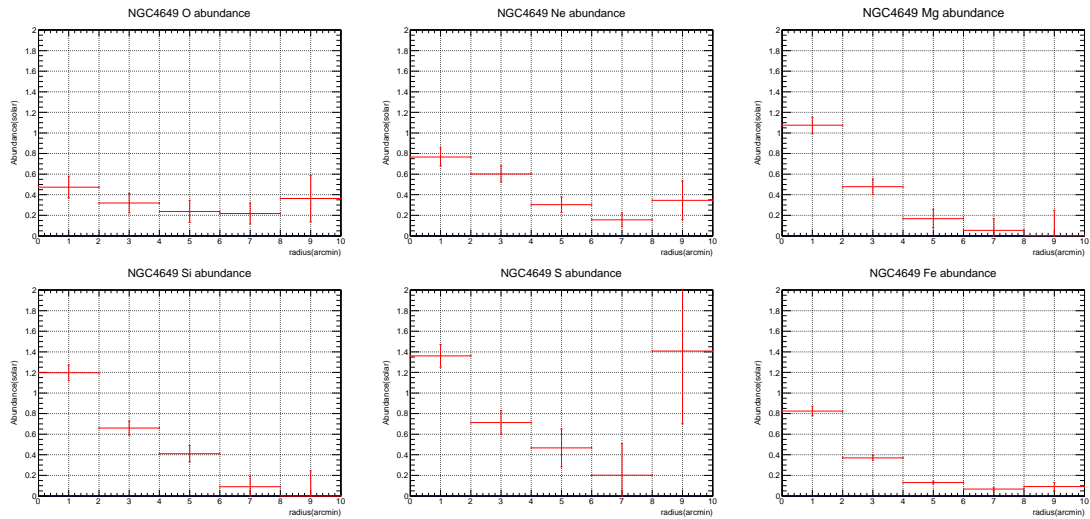


図 5.3: NGC4649 の各アバンドンスの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバンドンス

NGC4649 は NGC4636 に比べやや暗く、特に 6' より外になると ISM からの放射成分が比較的小さくなった。中心のスペクトルは 0.8keV ~ 1.0keV にかけて χ^2 分布が上下に荒れており、このモデルによる解析では共鳴散乱によるものと確証を得るのは難しいという結果になった。温度は中心から離れても近い値を取り、重元素比は中心から遠ざかるほど減衰する一方で、連続成分や GXB の normalization は増大している。8' ~ 10' のフィッティングはスペクトルの誤差が大きい。

● NGC4472

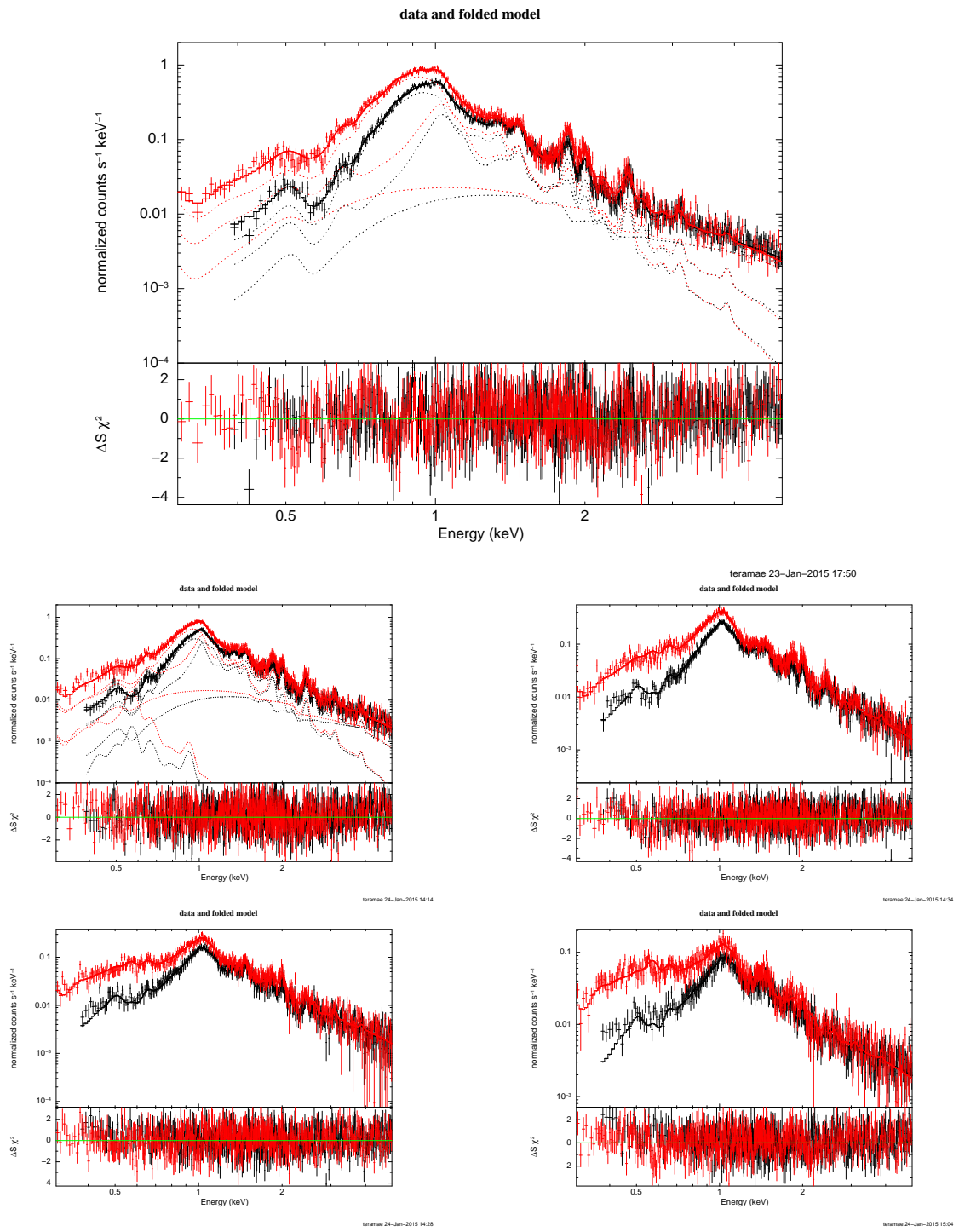


図 5.4: NGC4472 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2', 中段左から 2' ~ 4', 4' ~ 6', 下段左から 6' ~ 8', 8' ~ 10'。

model	0'-2'	2'-4'	4'-6'	6'-8'	8'-10'
$N_H(\times 10^{20}\text{cm}^{-2})$	2.086 ± 0.551	2.387 ± 0.586	1.946 ± 1.454	0.263 ± 1.524	$4.913\text{e-}5\pm 5.951$
vapeck T_1 (keV)	0.775 ± 0.003	0.831 ± 0.008	0.967 ± 0.022	0.926 ± 0.055	0.992 ± 0.075
vapeck T_2 (keV)	1.306 ± 0.181	1.447 ± 0.075	1.593 ± 0.054	1.608 ± 0.055	1.633 ± 0.089
O(solar)	0.592 ± 0.176	0.728 ± 0.286	0.522 ± 0.237	0.477 ± 0.272	0.323 ± 0.534
Ne(solar)	1.211 ± 0.147	1.655 ± 0.215	0.986 ± 0.237	1.018 ± 0.289	0.376 ± 0.751
Mg(solar)	1.277 ± 0.113	1.599 ± 0.144	1.035 ± 0.128	1.090 ± 0.164	1.476 ± 0.780
Si(solar)	1.521 ± 0.109	1.806 ± 0.132	1.336 ± 0.108	1.219 ± 0.122	0.945 ± 0.567
S(solar)	1.493 ± 0.117	1.853 ± 0.144	1.311 ± 0.115	1.175 ± 0.136	1.421 ± 0.869
Fe(solar)	1.016 ± 0.063	1.208 ± 0.078	0.889 ± 0.063	0.794 ± 0.068	0.949 ± 0.357
vapecnorm $_1(\times 10^{-3})$	1.535 ± 0.200	0.924 ± 0.127	0.694 ± 0.152	0.329 ± 0.119	0.224 ± 0.298
vapecnorm $_2(\times 10^{-3})$	1.061 ± 0.156	1.381 ± 0.142	1.308 ± 0.140	1.339 ± 0.168	0.868 ± 0.956
bremss norm($\times 10^{-4}$)	2.163 ± 0.301	1.615 ± 0.247	1.250 ± 0.264	1.803 ± 0.324	4.724 ± 0.874
apec $_{0.12\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	0 ± 1.325	1.625 ± 1.590	3.190 ± 1.034	2.728 ± 0.883	2.771 ± 1.777
apec $_{0.30\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	0 ± 2.438	0 ± 0.207	0.223 ± 1.088	0 ± 0.944	0.475 ± 1.211
χ^2 squared	1.139	1.071	1.033	1.037	1.015

表 5.3: NGC4472 の各領域ごとのパラメータ

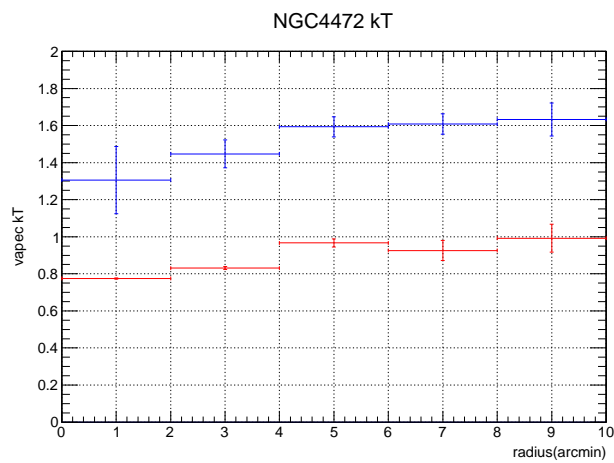


図 5.5: NGC4472 の温度の半径分布。赤、青は二温度モデルの各温度成分。

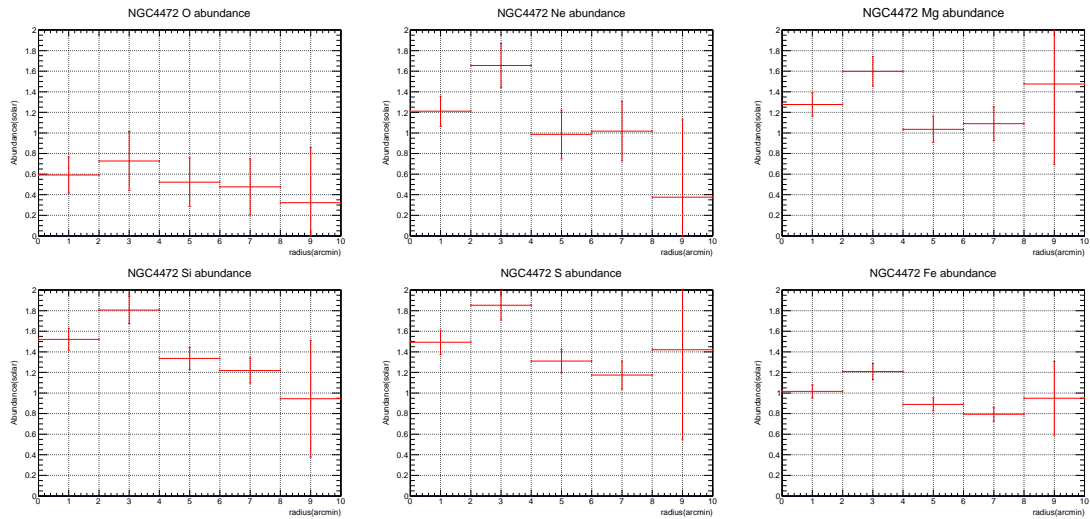


図 5.6: NGC4472 の各アバンドンスの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバンドンス

表 5.3 より中心領域に 0.77keV と領域と 1.30keV の領域が共存しているといった結果になり、各 VAPEC モデルの normalization のオーダーも近いため、二温度モデルが確からしいと言える。中心から離れるにつれどちらの温度成分も温度が上がってゆくが、中心領域から 2' より外に移行するに従って、重元素放射を行う優勢な温度成分が 1.3keV 以上の高温な成分に移っていることが normalization から見て取れる。そのため中心では 0.7keV 程度の成分からの放射が多いが、2' 4' で一度 1.3keV 付近の成分による放射が優勢になるために重元素アバンドンスが増えたと考えられ、以降は外側に行くにつれて重元素アバンドンスが減少する。

また、0' ~ 2' のスペクトルでは 0.8keV 付近には小さく負の残差が現れており、共鳴散乱の存在があるように思われる。

● NGC1399

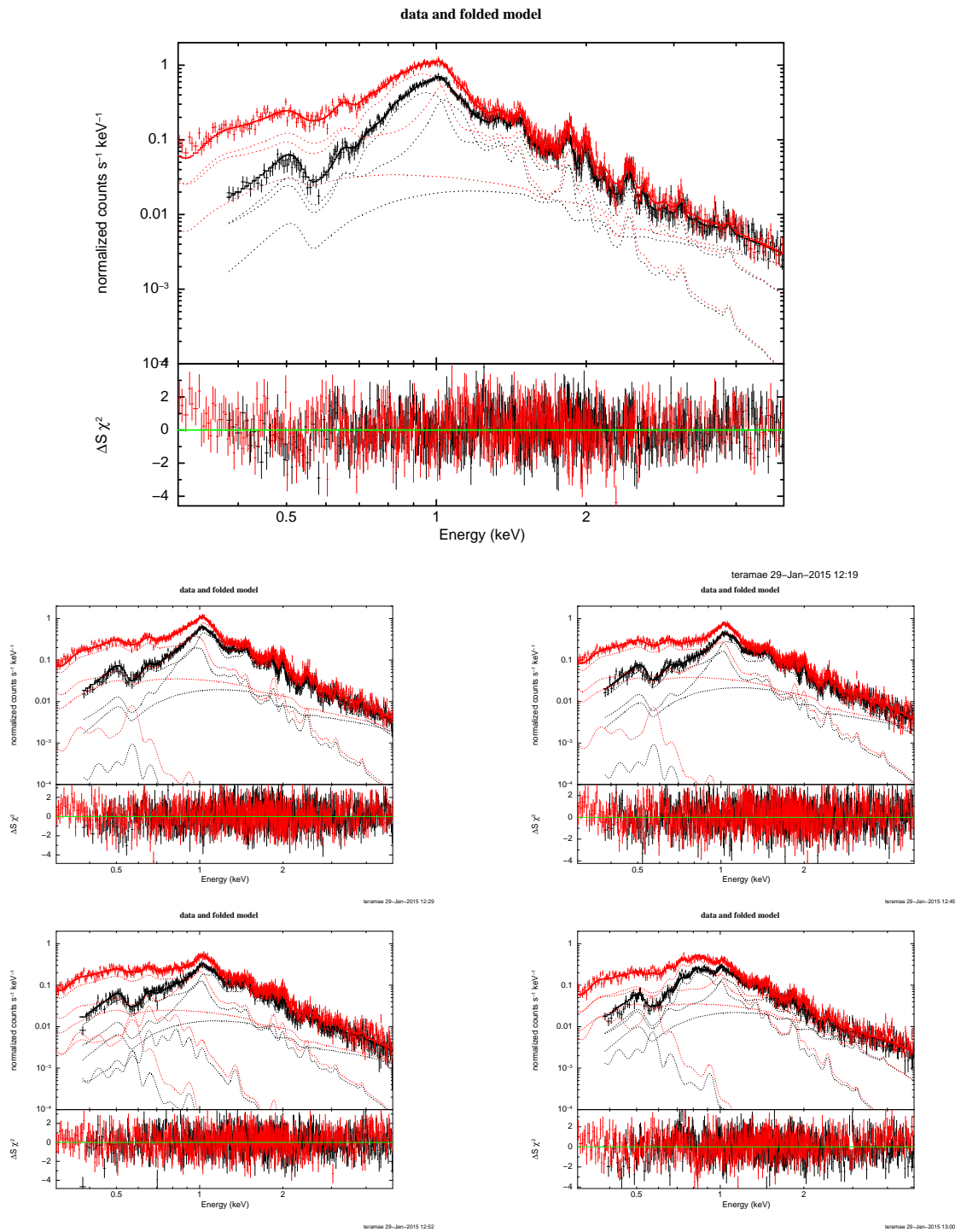


図 5.7: NGC1399 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2'、中段左から 2' ~ 4'、4' ~ 6'、下段左から 6' ~ 8'、8' ~ 10'。

model	0'-2'	2'-4'	4'-6'	6'-8'	8'-10'
$N_H(\times 10^{20}\text{cm}^{-2})$	2.545 ± 0.308	2.139 ± 0.261	1.089 ± 0.250	1.044 ± 0.276	2.320 ± 0.369
vapeck T_1 (keV)	0.820 ± 0.007	0.892 ± 0.085	1.074 ± 0.033	1.052 ± 0.037	0.601 ± 0.075
vapeck T_2 (keV)	1.434 ± 0.040	1.513 ± 0.075	1.650 ± 0.075	1.727 ± 0.151	1.633 ± 0.089
O(solar)	0.371 ± 0.154	0.320 ± 0.110	0.251 ± 0.124	0.284 ± 0.137	0.323 ± 0.534
Ne(solar)	0.972 ± 0.147	1.071 ± 0.149	0.715 ± 0.173	0.941 ± 0.174	0.376 ± 0.751
Mg(solar)	1.129 ± 0.098	0.938 ± 0.087	0.718 ± 0.096	0.680 ± 0.110	1.476 ± 0.780
Si(solar)	1.364 ± 0.088	1.150 ± 0.067	0.820 ± 0.063	0.673 ± 0.073	0.945 ± 0.567
S(solar)	1.189 ± 0.090	1.004 ± 0.067	0.807 ± 0.070	0.561 ± 0.085	1.421 ± 0.869
Fe(solar)	0.869 ± 0.051	0.726 ± 0.042	0.574 ± 0.041	0.489 ± 0.048	0.949 ± 0.357
vapecnorm $_1(\times 10^{-3})$	1.221 ± 0.120	0.701 ± 0.367	0.856 ± 0.439	0.832 ± 0.294	0.224 ± 0.298
vapecnorm $_2(\times 10^{-3})$	1.783 ± 0.130	3.277 ± 0.309	3.340 ± 0.364	3.077 ± 0.207	0.868 ± 0.956
bremss norm($\times 10^{-4}$)	2.103 ± 0.281	2.163 ± 0.431	2.617 ± 0.510	1.977 ± 1.069	4.724 ± 0.874
apec $_{0.12\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	0 ± 0.762	0.175 ± 0.622	0.186 ± 0.631	0.586 ± 0.663	2.771 ± 1.777
apec $_{0.30\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	0 ± 0.929	0 ± 0.578	0 ± 0.567	0.534 ± 0.571	0.475 ± 1.211
χ^2 squared	1.039	1.100	1.055	1.034	1.015

表 5.4: NGC1399 の各領域ごとのパラメータ

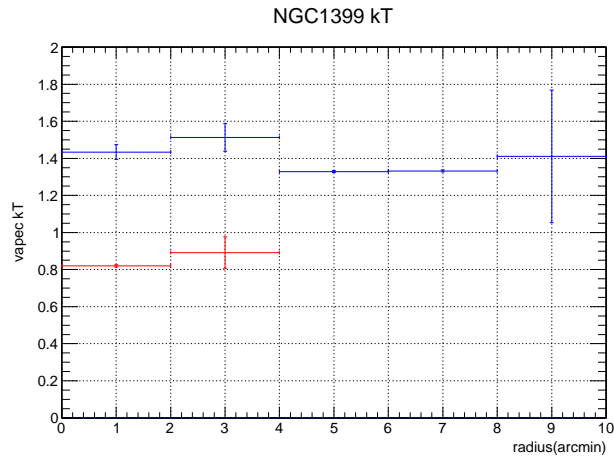


図 5.8: NGC1399 の温度の半径分布。赤、青は二温度モデルの各温度成分であり、4' ~ 6' から一温度モデルでフィッティングできたため統合した。

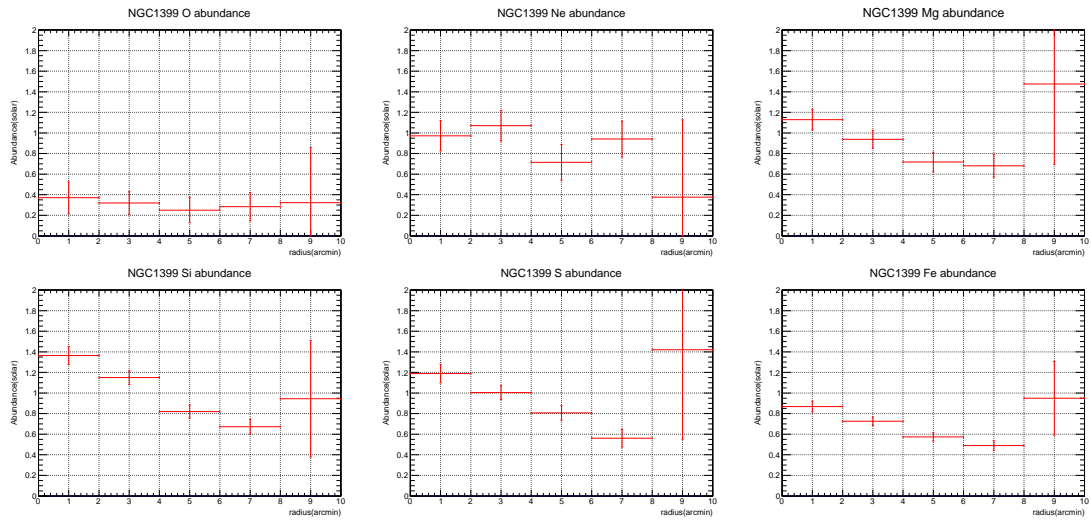


図 5.9: NGC1399 の各アバンドンスの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバンドンス

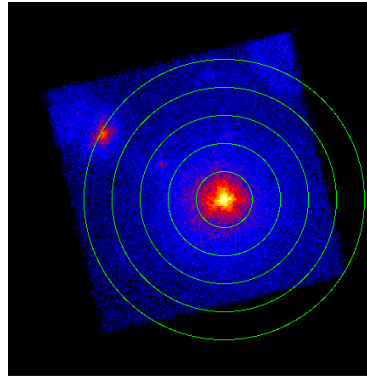


図 5.10: NGC1399 のすざくで撮像したイメージ

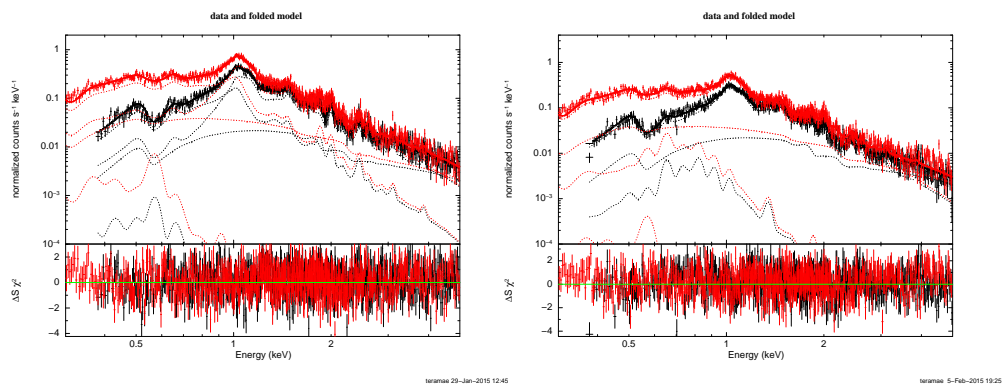


図 5.11: NGC1399 の 4' ~ 6' での一温度モデル (左) と 6' ~ 8' 一温度モデル (右)

model	4'-6'	6'-8'
$N_H(\times 10^{20} \text{cm}^{-2})$	3.958 ± 0.623	1.803 ± 0.264
vapeckT(keV)	1.329 ± 0.005	1.332 ± 0.006
O(solar)	0.222 ± 0.079	0.164 ± 0.098
Ne(solar)	0.179 ± 0.143	0.290 ± 0.152
Mg(solar)	0.366 ± 0.079	0.447 ± 0.087
Si(solar)	0.548 ± 0.048	0.511 ± 0.055
S(solar)	0.642 ± 0.059	0.465 ± 0.075
Fe(solar)	0.388 ± 0.022	0.341 ± 0.024
vapec norm($\times 10^{-3}$)	5.101 ± 0.233	4.198 ± 0.213
bremss norm($\times 10^{-4}$)	3.115 ± 0.365	3.157 ± 0.349
apec _{0.12keV} norm($\times 10^{-4}$)	0.879 ± 0.877	0.098 ± 0.618
apec _{0.30keV} norm($\times 10^{-4}$)	0 ± 0.483	0.731 ± 0.404
χ^2 squared	1.078	1.068

表 5.5: NGC1399 の一温度モデルによるフィッティング結果

共鳴散乱の影響は χ^2 分布に現れているとは目視の段階では言えず、故に共鳴散乱は無いと予測する。中心は二温度モデルによるフィッティングが妥当と考えられたが、2' より外側のフィッティングにおいては二つの VAPEC モデルの内片側の normalization が卓越した結果となっている。そこで、一温度モデルに依るフィッティングを行ったところ、2' ~ 4' では 1.1keV 付近に残差が出来上手くフィッティング出来なかったが、4' ~ 6'、6' ~ 8' において一温度モデルでの比較的精度が良いフィッティングが可能だった (図 5.11、表 5.5)。

また、図 5.4 より 8' ~ 10' の円に対象天体とは別の光源が入っているのが見て取れ、これは本天体の近傍に位置する NGC1404 と呼ばれる楕円銀河である。この光源の影響で特に 8' ~ 10' のデータにおいて NGC1404 による光子が混ざり、正しい観測が出来なかったと考えられる。NGC1404 に関して 4' までにおいて解析を行い、NGC1399 の結果と比較した。

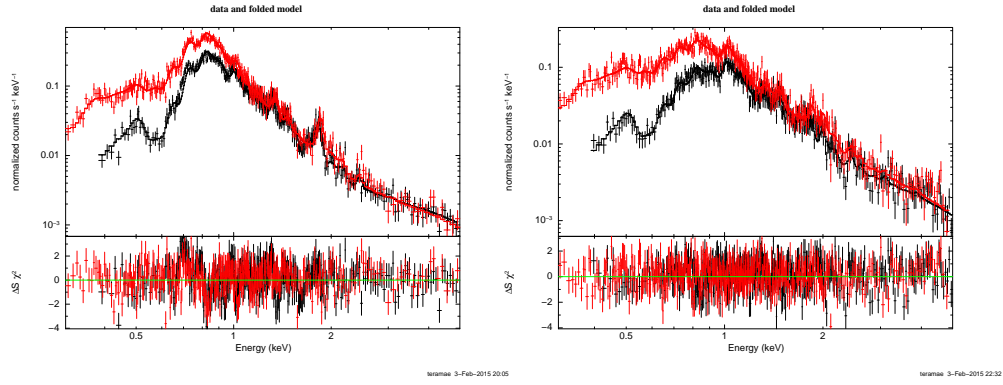


図 5.12: NGC1404 のスペクトル。0' ~ 2' (左), 2' ~ 4' (右)

model	0'~2' 1T	0' ~ 2' 2T	2'~4'
$N_H (\times 10^{20} \text{ cm}^{-2})$	3.810 ± 0.489	2.860 ± 0.511	1.509 ± 0.539
vapeck T_1 (keV)	0.587 ± 0.004	0.588 ± 0.004	0.589 ± 0.012
vapeck T_2 (keV)	none	1.411 ± 0.358	1.565 ± 0.071
O(solar)	0.328 ± 0.147	0.352 ± 0.202	0.246 ± 0.294
Ne(solar)	0.598 ± 0.072	0.583 ± 0.147	0.786 ± 0.218
Mg(solar)	0.561 ± 0.069	0.691	0.615 ± 0.172
Si(solar)	0.813 ± 0.094	0.955 ± 0.131	0.755 ± 0.136
S(solar)	0.634 ± 0.217	0.781	0.540 ± 0.189
Fe(solar)	0.542 ± 0.045	0.688 ± 0.086	0.465 ± 0.078
vapecnorm $_1 (\times 10^{-3})$	2.556 ± 0.343	1.928	0.602 ± 0.167
vapecnorm $_2 (\times 10^{-3})$	none	0.186	1.135 ± 0.180
bremss norm ($\times 10^{-4}$)	2.207 ± 0.152	1.978 ± 0.327	1.746 ± 0.363
apec $_{0.12\text{keV}}$ norm ($\times 10^{-4}$)	0.906 ± 1.278	0.742 ± 1.374	0.388 ± 0.921
apec $_{0.30\text{keV}}$ norm ($\times 10^{-4}$)	0.745 ± 1.776	1.254 ± 2.040	0.565 ± 1.258
χ^2 squared	1.300	1.286	1.041

表 5.6: NGC1404 の各領域ごとのパラメータ。1T:一温度モデル 2T:二温度モデル

中心は一温度モデルでフィッティングを行うことができたが、2'以上の領域からはNGC1399の寄与が加わり、二温度モデルでフィッティングを行った。NGC1399の8'~10'での二温度モデルの温度が低い方のvapeckTとNGC1404のvapeckTがほぼ一致するのが確認できる。

また、NGC1404の中心を二温度モデルでフィッティングした際、NGC1404の本来の温度と1.41keVの成分に分けることが出来、この温度NGC1399の8'~10'の正しい温度と予測することが出来るため、図5.8の8'~10'のプロットはこのデータを元にした。また、0.8keV付近の χ^2 分布に負の残差が現れており、共鳴散乱があると推測できるため次節で詳細に計算する。

● NGC5044

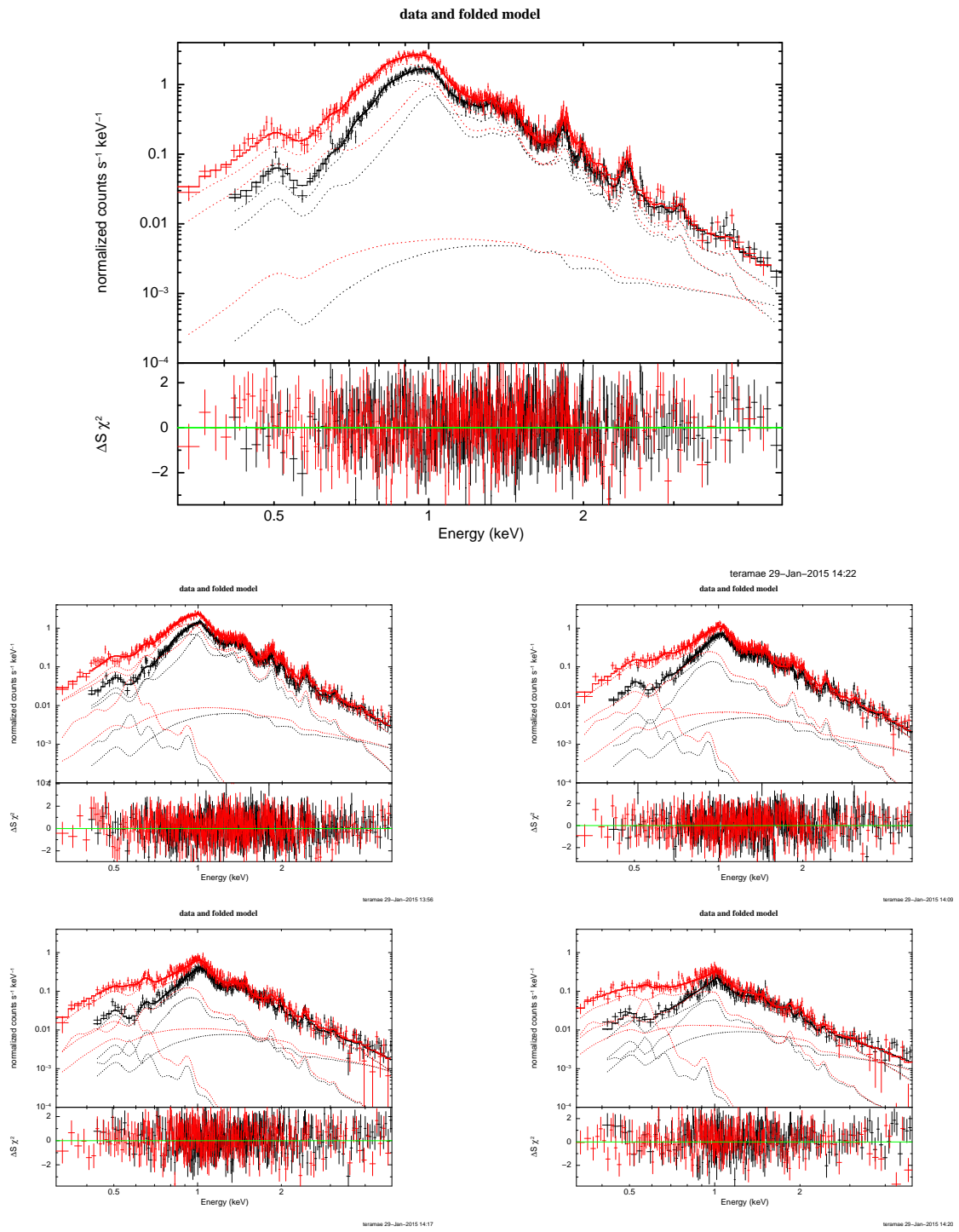


図 5.13: NGC5044 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2', 中段左から 2' ~ 4', 4' ~ 6', 下段左から 6' ~ 8', 8' ~ 10'。

model	0'-2'	2'-4'	4'-6'	6'-8'	8'-10'
$N_H(\times 10^{20}\text{cm}^{-2})$	7.880±0.942	6.282±0.965	5.442±1.013	5.110±1.054	3.200±1.057
vapeck T_1 (keV)	0.751±0.017	0.793±0.022	0.794±0.086	0.797±0.137	0.809±0.141
vapeck T_2 (keV)	1.109±0.060	1.273±0.046	1.243±0.051	1.262±0.071	1.327±0.146
O(solar)	0.254±0.194	0.538±0.234	0.246±0.289	0.515±0.301	0.174±0.435
Ne(solar)	0.367±0.189	0.863±0.243	0.483±0.292	0.485±0.386	0.846±0.408
Mg(solar)	0.646±0.101	1.145±0.141	0.449±0.136	0.507±0.184	0.298±0.236
Si(solar)	0.659±0.075	0.935±0.094	0.474±0.083	0.418±0.110	0.421±0.146
S(solar)	0.866±0.087	0.878±0.101	0.547±0.100	0.525±0.142	0.332±0.201
Fe(solar)	0.583±0.053	0.754±0.066	0.445±0.051	0.406±0.066	0.277±0.072
vapecnorm $_1(\times 10^{-3})$	8.351±0.674	3.766±0.536	1.317±0.871	0.785±0.911	1.171±1.372
vapecnorm $_2(\times 10^{-3})$	4.934±0.878	5.645±0.771	6.969±0.965	5.003±1.064	4.170±1.562
bremss norm($\times 10^{-4}$)	0.601±0.545	0.810±0.575	0.706±0.647	1.290±0.735	2.225±0.985
apec $_{0.12\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	0±5.852	5.284±5.209	3.995±4.508	4.456±3.934	5.731±4.047
apec $_{0.30\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	0±6.753	0±5.405	0±4.080	0±3.555	0±3.677
χ^2 squared	1.059	1.036	1.039	1.025	1.120

表 5.7: NGC5044 の各領域ごとのパラメータ

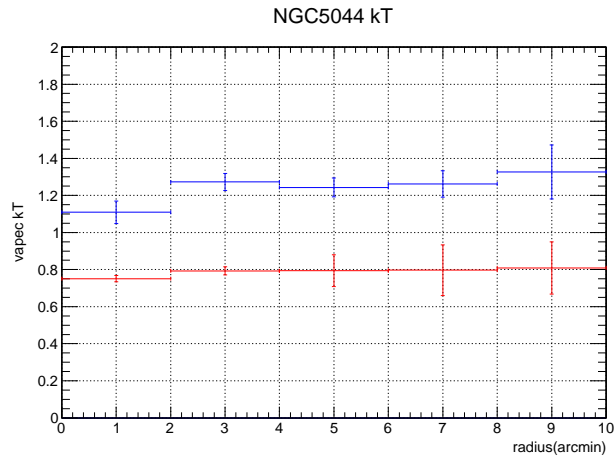


図 5.14: NGC5044 の温度の半径分布

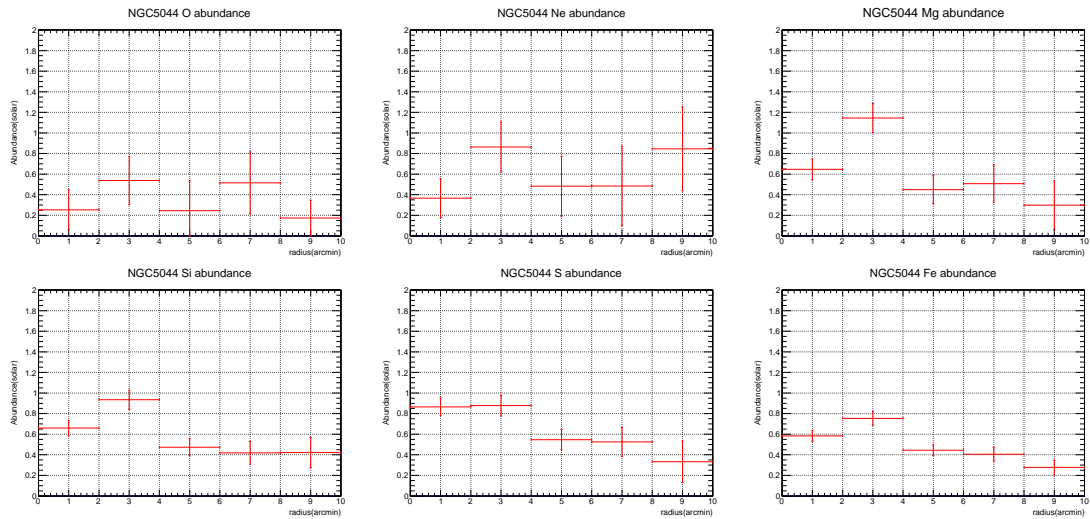


図 5.15: NGC5044 の各アバンドンスの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバンドンス

他天体に比べ 1keV 付近での天体からのイベント数が多く、それに準じて normalization も比較的大きい値をとっている。共鳴散乱の影響は少なくともスペクトルの目視では現れていないように思われる。温度は外側ほど大きくなるが差はあまり大きくなく、近い温度で広がっている。その一方で、重元素アバンドンスは NGC4472 と同様、2つの温度モデルの優勢が入れ替わる 2' ~ 4' において重元素アバンドンスが一度大きくなり、後は外側に向かうにつれアバンドンスが減少する傾向にある。O、Ne の値が例外的に大きくなったが、誤差が大きく理由ははっきりとしない。

● NGC5846

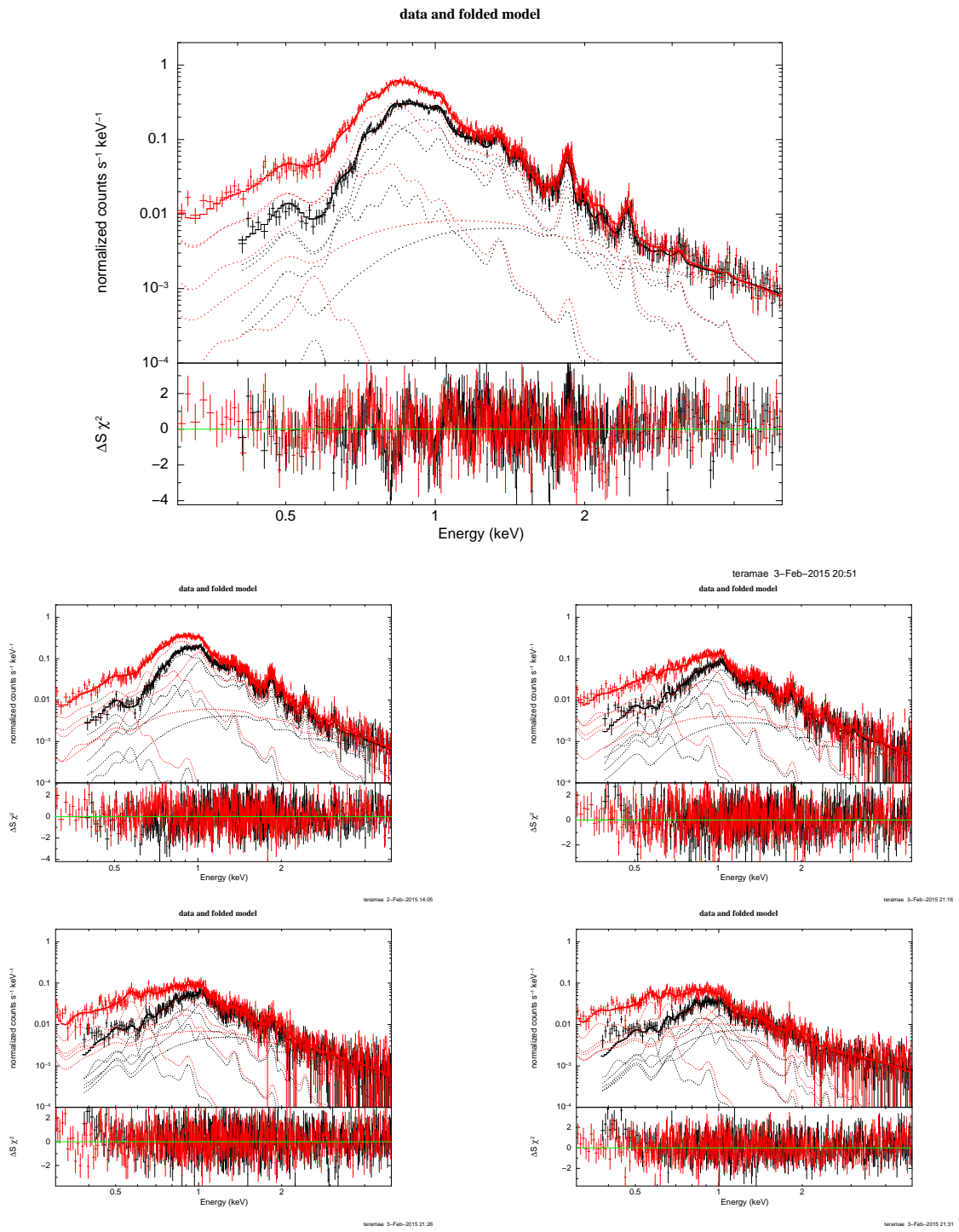


図 5.16: NGC5846 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2', 中段左から 2' ~ 4', 4' ~ 6', 下段左から 6' ~ 8', 8' ~ 10'。

model	0'-2'	2'-4'	4'-6'	6'-8'	8'-10'
$N_H(\times 10^{20}\text{cm}^{-2})$	4.891±0.739	3.233±0.813	0±1.724	0±1.562	0±1.581
vapeck T_1 (keV)	0.570±0.329	0.678±0.008	0.732±0.053	0.698±0.081	0.660±0.141
vapeck T_2 (keV)	0.786±0.384	1.153±0.037	1.277±0.071	1.279±0.111	1.086±0.112
O(solar)	0.212±0.212	0.2			
Ne(solar)	0.719±0.108	1.009±0.182	0.793±0.310	0.755±0.389	0.312±0.532
Mg(solar)	0.815±0.097	0.885±0.124	0.683±0.191	0.609±0.262	0.077±0.319
Si(solar)	1.092±0.100	1.067±0.107	0.851±0.139	0.906±0.202	0.547±0.275
S(solar)	1.146±0.122	1.136±0.125	0.839±0.160	0.777±0.246	0.531±0.511
Fe(solar)	0.675±0.069	0.662±0.067	0.521±0.087	0.453±0.117	0.419±0.169
vapecnorm $_1(\times 10^{-3})$	1.157±0.186	0.876±0.140	0.262±0.100	0.241±0.122	0.266±0.147
vapecnorm $_2(\times 10^{-3})$	1.074±0.188	0.585±0.097	0.552±0.180	0.430±0.211	0.301±0.193
bremss norm($\times 10^{-4}$)	0.806±0.171	0.568±0.097	0.425±0.131	0.858±0.170	2.059±0.216
apec $_{0.12\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	0.340±1.363	1.099±0.896	2.635±0.914	3.864±1.050	0.454±0.126
apec $_{0.30\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	2.346±1.790	1.609±0.425	1.132±0.294	1.538±0.320	0.201±0.044
χ^2 squared	1.272	1.107	1.082	1.046	1.053

表 5.8: NGC5846 の各領域ごとのパラメータ

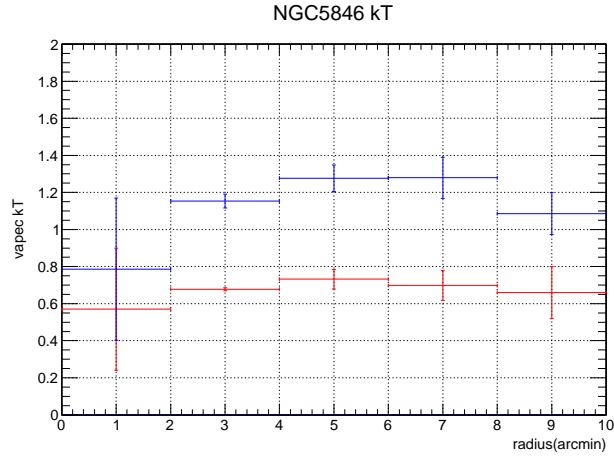


図 5.17: NGC5846 の温度の半径分布

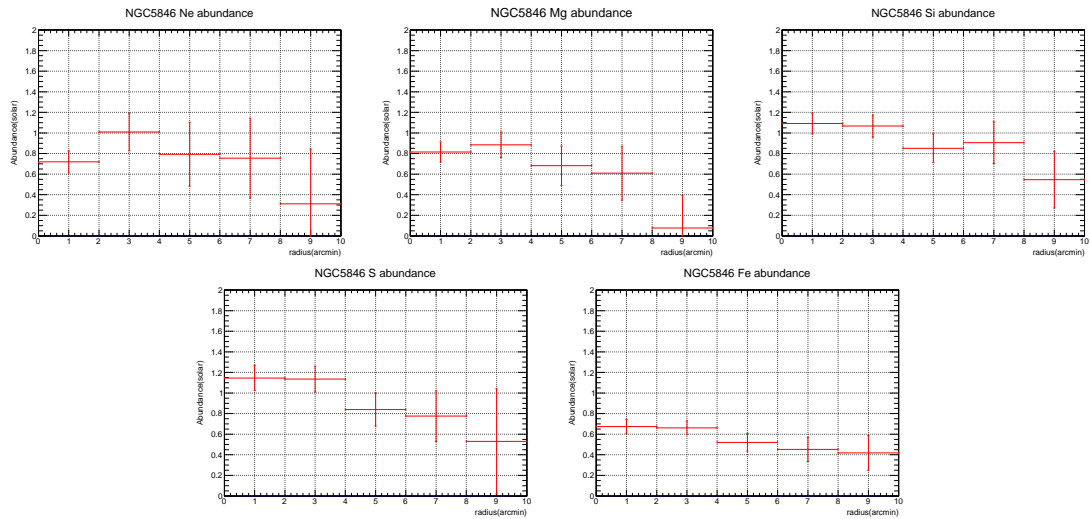


図 5.18: NGC5846 の各アバンドンスの半径分布。中段左から Ne,Mg,Si、下段左から S,Fe のアバンドンス

誤差が大きいためか 2' ~ の酸素のアバンドンスの値が正しく出なかったため、本天体のみ 2' ~ 10' の酸素のアバンドンスを 0' ~ 2' での値を参考に 0.2 で固定し、また光電吸収の値も不具合が発生し、4' ~ より値が 0 になったため、おそらく全体の放射成分の値が実際よりもやや大きく表示されている可能性がある。

0' ~ 2' では二温度モデルによるフィッティングが比較的上手くでき、また 0.8keV 付近の χ^2 分布に負の残差が大きく現れたため、共鳴散乱の影響があると考えることが出来る。

温度は中心から離れるに従って高くなり、重元素アバンドンスもそれに従い小さくなるのがスペクトルから見て取れ、光電吸収モデルの不具合を考慮しても、アバンドンスは温度に従った値をとっていると考えられる。

● NGC4406

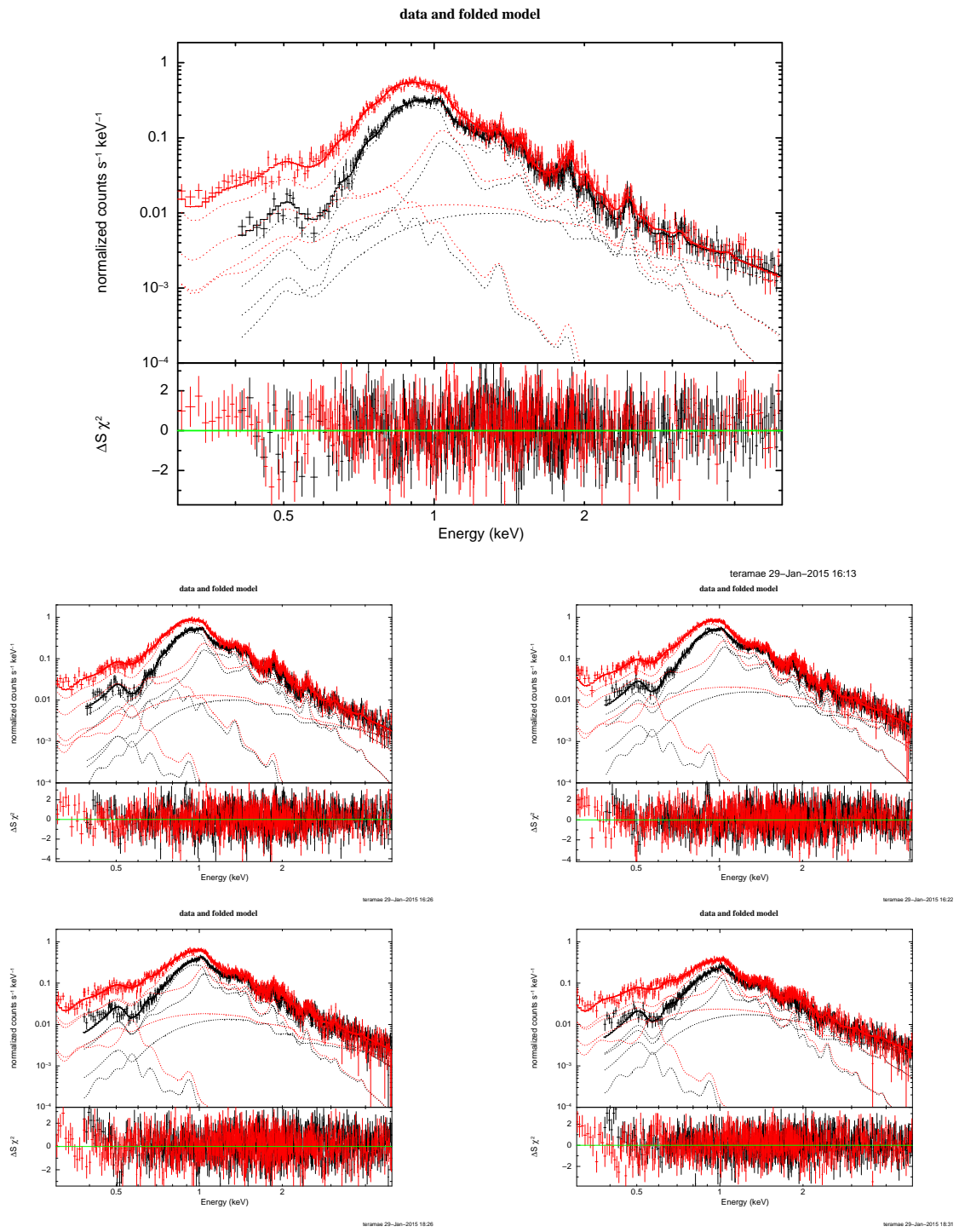


図 5.19: NGC4406 の各スペクトル。上の大きい図が 0' ~ 2', 中段左から 2' ~ 4', 4' ~ 6', 下段左から 6' ~ 8', 8' ~ 10'。

model	0'-2'	2'-4'	4'-6'	6'-8'	8'-10'
$N_H(\times 10^{20}\text{cm}^{-2})$	1.483±0.773	2.631±0.603	1.377±0.524	1.160±0.529	0.921±0.548
vapeck T_1 (keV)	0.722±0.015	0.756±0.007	0.769±0.007	0.797±0.010	0.792±0.014
vapeck T_2 (keV)	1.366±0.112	1.451±0.072	1.402±0.069	1.587±0.056	1.519±0.073
O(solar)	0.233±0.321	0.222±0.216	0.366±0.171	0.348±0.204	0.448±0.242
Ne(solar)	1.270±0.232	1.007±0.140	0.670±0.143	1.144±0.169	0.857±0.227
Mg(solar)	1.138±0.159	0.974±0.099	0.886±0.094	0.941±0.109	1.061±0.154
Si(solar)	0.914±0.115	0.784±0.074	0.715±0.069	0.791±0.079	0.796±0.106
S(solar)	0.986±0.129	0.798±0.081	0.758±0.077	0.771±0.086	0.760±0.121
Fe(solar)	0.819±0.089	0.692±0.057	0.629±0.052	0.608±0.054	0.598±0.073
vapecnorm $_1(\times 10^{-3})$	1.346±0.219	2.943±0.303	2.943±0.303	2.162±0.244	1.701±0.265
vapecnorm $_2(\times 10^{-3})$	0.606±0.140	1.572±0.142	2.089±0.157	2.590±0.198	2.587±0.274
bremss norm($\times 10^{-4}$)	1.239±0.168	1.346±0.348	2.356±0.438	2.323±0.497	4.582±0.653
apec $_{0.12\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	7.558e-3±1.373	1.041±1.914	1.907±1.974	1.807±1.908	2.421±2.110
apec $_{0.30\text{keV}}$ norm($\times 10^{-4}$)	1.066±1.649	1.841±2.076	0±2.093	0±1.930	0±2.147
χ^2 squared	1.146	1.102	1.116	1.057	1.015

表 5.9: NGC4406 の各領域ごとのパラメータ

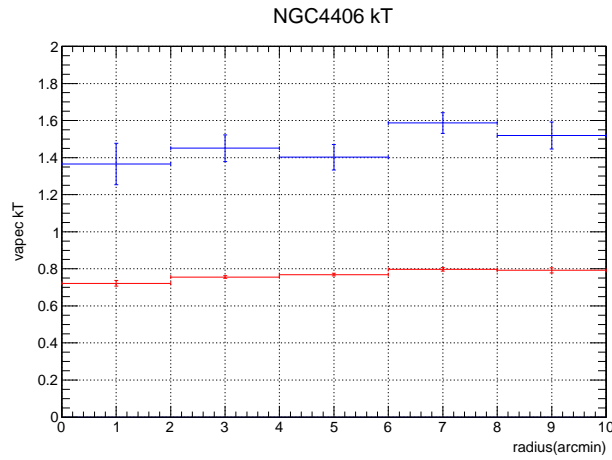


図 5.20: NGC4406 の温度の半径分布

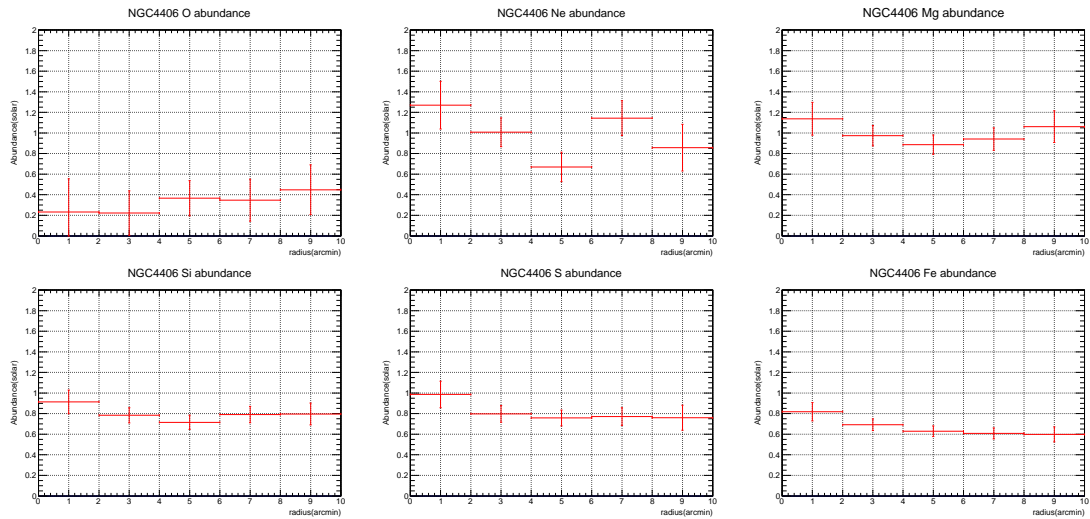


図 5.21: NGC4406 の各アバンダンスの半径分布。中段左から O,Ne,Mg、下段左から Si,S,Fe のアバンダンス

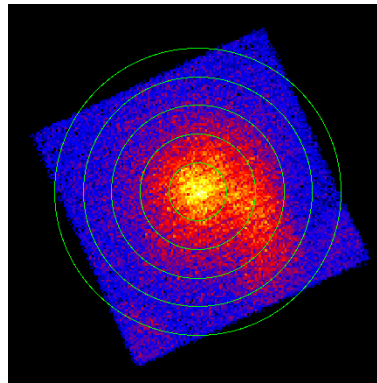


図 5.22: NGC4406 のすざくで撮像したイメージ。スケールを squared にしている。

全領域に関し温度がなだらかに変化しており、イメージは図 5.22 のように比較的広がった結果となっており、重元素アバンダンスの増減に関して、O,Ne 等の元素は $6'$ より外の中心から間延びしている部分に多く含まれていると考えられる。原子番号が大きい重元素のアバンダンスは中心から離れるに従い小さくなった。

0.8keV 付近の χ^2 分布に大きな残差は見られず、共鳴散乱の影響はスペクトルからは無いように感じられる。

5.2 各天体での ZGAUSS 中心のモデルフィッティング結果及び重元素ラインの強度比較

前節において、VAPEC モデルを用いて各楕円銀河に対しフィッティングを行ったところ、中心領域のスペクトルの 0.82keV 付近に共鳴散乱と思われる負の残差が見られ、外側の領域ではその残差は見られないという特徴を持った天体が複数あった。そこでこの節では、上に挙げた負の残差を共鳴散乱に依るものと考え、該当する 0.82keV の輝線がどの程度弱くなっているかを定量的に評価する。

この節では各輝線を ZGAUSS モデルで仮定してフィッティングを行う。フィッティングするデータは実データの他に、前節で作った VAPEC モデルを用いた「すざく」で観測した際のシミュレーションスペクトルを用いる。モデルは各輝線を ZGAUSS モデルを用い、連続成分は BREMSS モデルを用いてフィットした(二温度モデルを用いた天体に対しては BREMSS モデルを 2 つ用いた)。BREMSS モデルの温度は各天体由来の温度に加え VAPEC モデルでも用いた典型的な連続成分を表す。各モデルに入力した値を以下の表 5.10 にまとめる。

モデル	モデル内の要素	値
const	factor	1(BI は free)
wabs	$N_H(\times 10^{22})$	VAPEC モデルでの中心での値
bremss ₁	kT(keV)	7.0
bremss ₂	kT(keV)	各天体の VAPEC モデルで求めた温度
zgauss ₁ ~ ...	kT(keV)	各輝線の温度 (表 4.4 参照)
	Sigma	0
	redshift	各天体固有の値
all	normalization	free

表 5.10: ZGAUSS モデルの情報

これらの値を用いた作成したスペクトルの例を図 5.23 に載せる。

そうして得られた各 ZGAUSS モデルの normalization を 0.73keV のモデルの normalization と比較した。

各天体のフィット結果は付録として掲載する。前節において NGC4472、NGC5846、NGC4406、NGC1404 に関しては共鳴散乱の影響がありそうなのが χ^2 分布から言え、一方 NGC4649、NGC1399、NGC5044 には共鳴散乱の影響はほぼ無いように感じられたため、図 5.24 及び図 5.25 に前節で 0.82keV 付近に負の残差を有した天体とそうでない天体とに分け、0.73keV の輝線に対するライン強度比をプロットしたものを載せる。図を見ると楕円銀河ごとに温度が異なるため、強度比も大きく変わっていることが分かる。

また、共鳴散乱の影響を考慮しても強度比が実データとシミュレーションスペクトルで値が大きく異なる天体が多い。このことを考察するため VAPEC モデルのフィッティングに対し作成したシミュレーションスペクトルに加え、ZGAUSS モデルのフィッティングからもシミュレーションスペクトルを抽出し、図 5.26 のように重ねた。1.1keV 以降の輝線は強度が大きいもの以外を考慮しなかったため、ZGAUSS モデルによるフィッティングは 1.1keV 以降はあまり上手くいっていないが、0.5keV ~ 1.0keV は上手くフィッティングできていると言える。

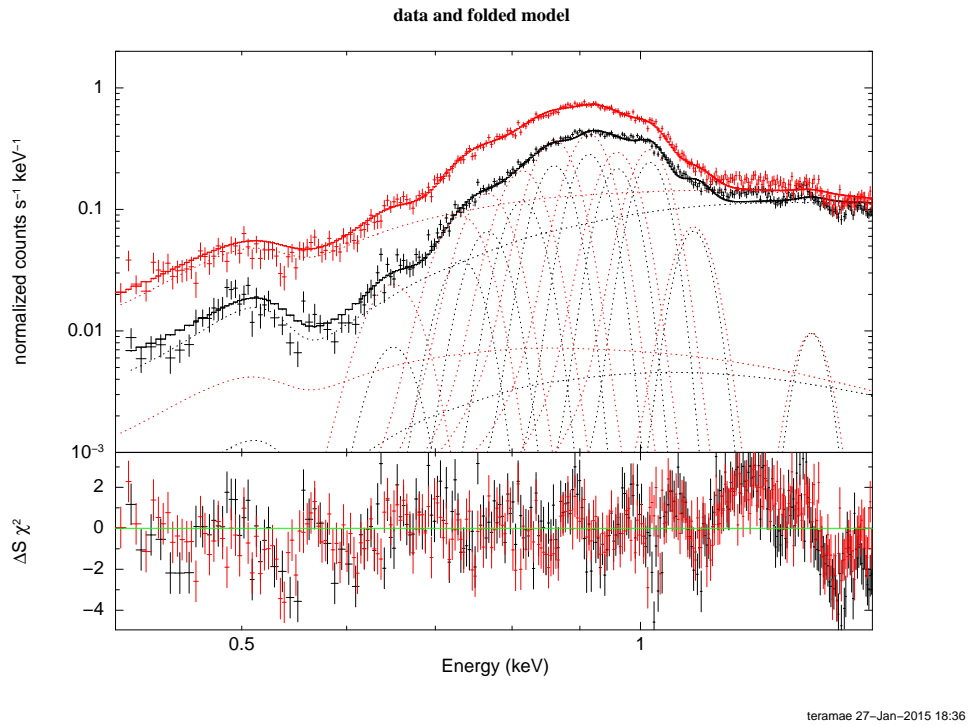


図 5.23: ZGAUSS モデルによる NGC4649 のスペクトル

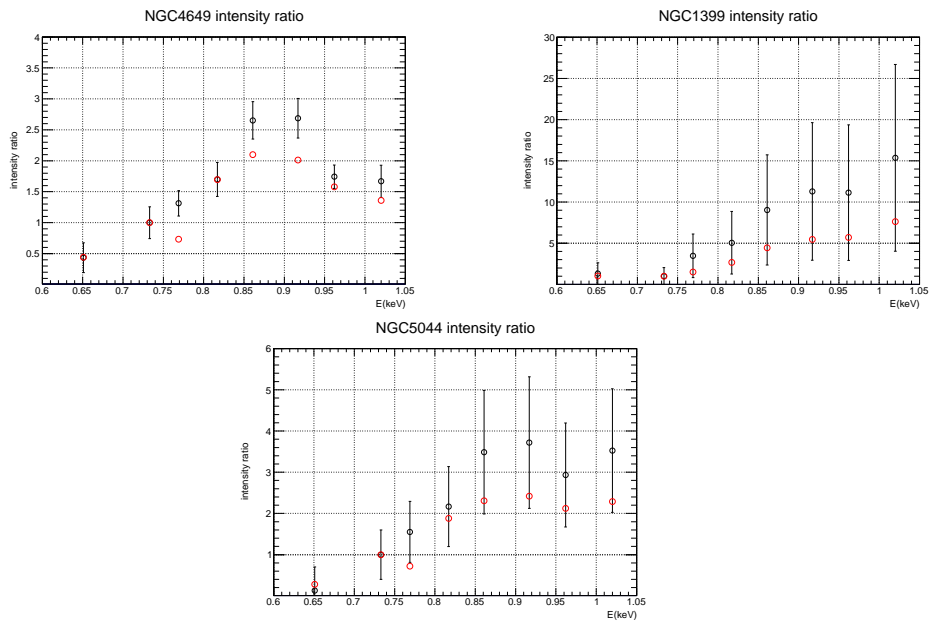


図 5.24: 共鳴散乱の予兆が見られなかった天体。黒：実データの ZGAUSS によるフィッティング結果 赤：VAPEC モデルのシミュレーションスペクトルの ZGAUSS によるフィッティング結果

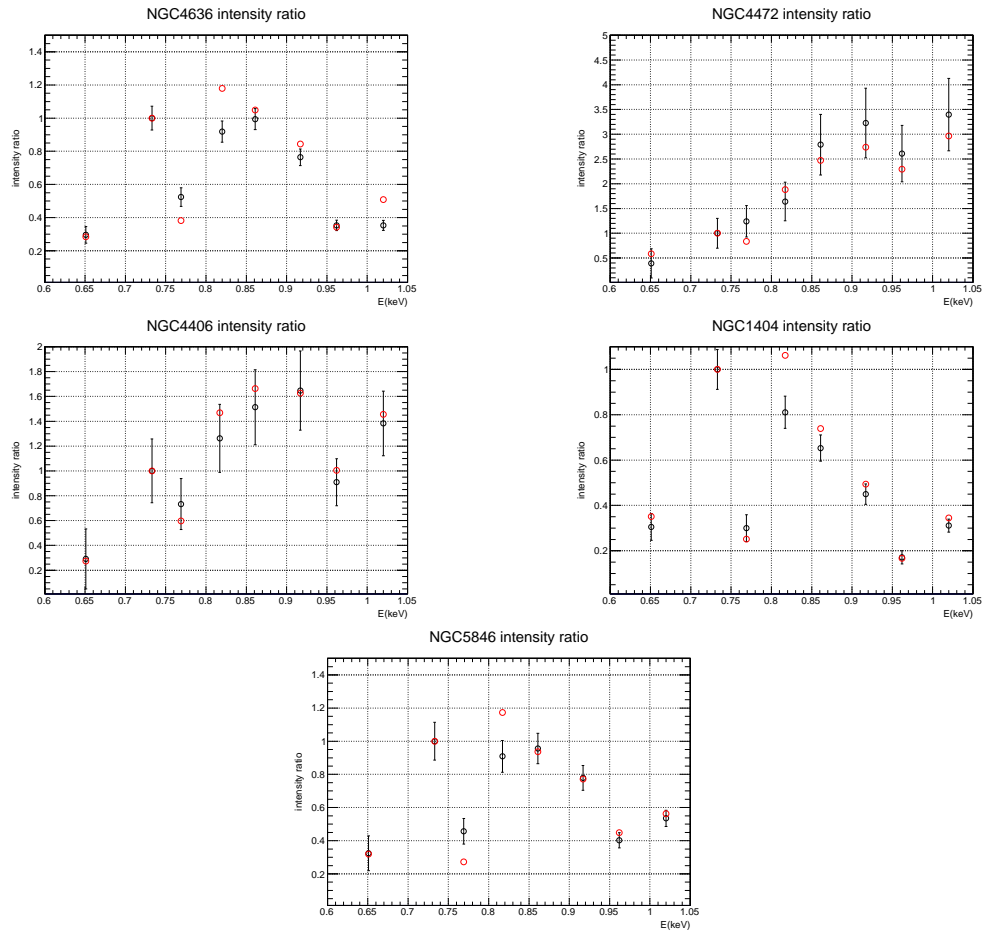


図 5.25: 共鳴散乱を有すると予想した天体。黒：実データの ZGAUSS によるフィッティング結果 赤：VAPEC モデルのシミュレーションスペクトルの ZGAUSS によるフィッティング結果

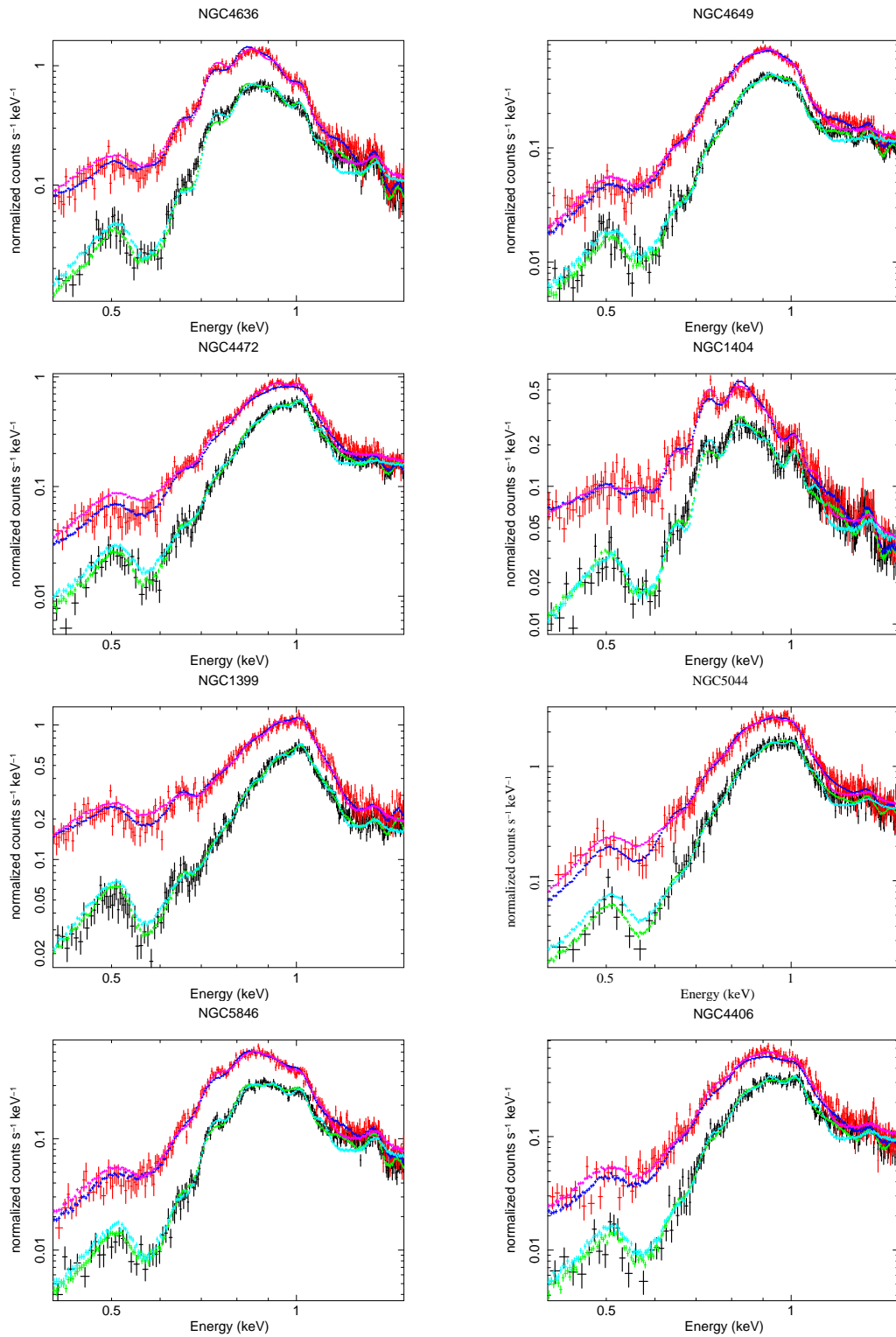


図 5.26: 全天体の VAPEC モデルと ZGAUSS モデルの比較。左上から順に NGC4636, NGC4649, NGC4472, NGC1404, NGC1399, NGC5044, NGC5846, NGC4406。また、スペクトルは黒、赤:実データの FL, BI データ 緑、青: VAPEC モデルの FL, BI 水色、桃: ZGAUSS モデルの FL, BI のシミュレーションスペクトル

図 5.24,25 を見ると楕円銀河ごとに温度が異なるため、強度比も大きく変わっていることが分かる。ここで 0.73keV の輝線に対する 0.82keV の輝線の強度比について着目すると、共鳴散乱の予兆が見られなかった天体に関してはいずれも実データの強度比とシミュレーションの強度比の値が近く、2つの結果に違いはないように見える。

NGC4649 は図 5.24 から、共鳴散乱とは関さない輝線の強度はあまり実データとシミュレーションスペクトルの値が一致しないように見て取れる。NGC4649 は図 5.1 の中心でのスペクトルの χ^2 分布から、0.7 ~ 1.0keV でのフィッティングが安定していないことが見て取れ、故に強度比が両モデルで一致しないと考えられる。NGC1399,NGC5044 は 0.6 ~ 1.0keV 付近では両モデルとも実データのエラーの範囲内で正しくフィッティングで来ているように見て取れ、図 5.24 から 2つのデータは誤差内で一致していると言える。

一方、共鳴散乱の影響が見られた天体は、シミュレーションスペクトルにより求められた強度比に比べて実データの強度比が小さくなっており、これよりシミュレーションスペクトルに比べ、実データにおいて 0.82keV の輝線が弱いという事になる。これが共鳴散乱に依るものと考えられ、特に NGC4636 に加え、NGC5846,NGC1404 において誤差の範囲外に出るような顕著な減光が見られる。

図 5.25 に関して、特に共鳴散乱の影響が大きな天体ほど 0.77keV の輝線の強度比が実データとシミュレーションスペクトルで一致していないように見える。この原因を考察するため図 5.26 を見ると、共鳴散乱の影響が見られた天体のスペクトルは、0.75keV 付近において VAPEC モデルの強度が ZGAUSS モデルに比べてへこんでおり、0.82keV 付近は逆に VAPEC モデルは ZGAUSS モデルに比べ強度が大きくなっている。これは VAPEC モデルが共鳴散乱の影響の分だけ実データより 0.82keV 付近の強度が大きくなる、といった影響がスペクトルに現れており、その差をフィッティングによってシミュレーションスペクトルが共鳴散乱分の強度差を埋めようとした結果 VAPEC モデルの Fe アバundanceが小さい方向に引きずられて、鉄輝線成分である 0.73keV、0.77keV 付近の強度もおかしい値になったと考えられる。それ故 0.73keV の輝線を基準に強度比を測った際、0.77keV との輝線強度比が不正確になり、ZGAUSS モデルに比べて小さくなっていると考察できる。

第6章 考察、まとめ

6.1 各天体における共鳴散乱の様相

2.3.2節で記したとおり、楕円銀河において共鳴散乱の影響を定量的に見積もるのに適しているのは Fe^{16+} の 0.73keV のラインと 0.82keV のラインの比較であり、故に本研究では $I(0.82keV)/I(0.73keV)$ を共鳴散乱の度合いの指標とする。

前章までで求めた各楕円銀河における $I(0.82keV)/I(0.73keV)$ の結果を表 6.1 に記載する。

天体	観測結果	vaptec モデルの結果
NGC4636	0.92 ± 0.09	1.18
NGC4649	1.70 ± 0.26	1.69
NGC4472	1.64 ± 0.63	1.88
NGC1404	0.81 ± 0.07	1.062
NGC1399	0.86 ± 0.75	0.746
NGC5044	2.17 ± 1.62	1.88
NGC5846	0.91 ± 0.14	1.17
NGC4406	1.26 ± 0.42	1.47

表 6.1: 各解析天体の Fe^{16+} の $I_{0.82keV}/I_{0.73keV}$ の結果の比較

4章で記した NGC4636 に加え、NGC4472、NGC1404、NGC5846、NGC4406 は比較的共鳴散乱によって 0.82keV のフラックスが小さくなっているのが分かり、これは共鳴散乱に依るものだと判断できる。一方、NGC4649、NGC5044、NGC1399 は vaptec モデルと比較しても大きな差は見られず、共鳴散乱は無いように感じられた。

また、共鳴散乱の度合いは輝線の放射の度合いに関係する各天体の温度、軟 X 線光度、中心密度、鉄のアバundance と何かしらの相関を持つのか、先行論文を参考に調べた (Fukawaza et al.2006)。

天体	温度 (keV)	$L_{X,soft}$ (erg/s)	$n_0(\text{cm}^{-3})$	$I_{0.82\text{keV}}:(\text{実データ})/(\text{vapec})$
NGC4636	0.642	2.3×10^{41}	0.773	0.780
NGC4649	0.757	1.1×10^{41}	1.783	1.006
NGC4472	0.804	1.8×10^{41}	1.154	0.872
NGC1404	0.587	1.2×10^{41}	2.145	0.763
NGC1399	1.012	2.7×10^{41}	1.711	1.153
NGC5044	0.805	1.9×10^{42}	0.083	1.154
NGC5846	0.645	2.6×10^{41}	0.439	0.778
NGC4406	0.744	2.0×10^{40}	0.0797	0.857

表 6.2: 天体の各パラメータと各天体の共鳴散乱の様相の比較。

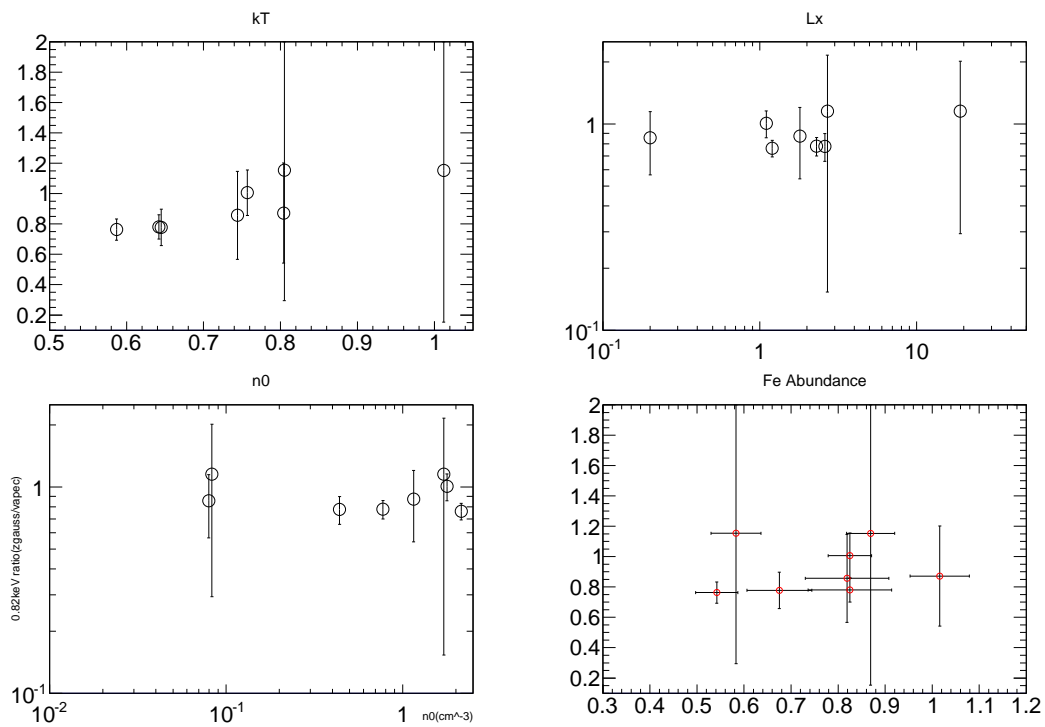


図 6.1: 各天体の共鳴散乱の様相とパラメータの関係性。縦軸は各天体の 0.82keV の輝線の (実データ) / (vapec)。横軸は左上から順に温度、軟 X 線光度、中心密度、鉄のアバンダンス。軟 X 線光度、密度のグラフは両対数グラフにしている。

以上の結果から、天体の温度に比例しているとやや粗く見積もることができ、その一方で光度、中心密度、鉄アバンダンスには全く相関が現れていないように見て取れる。

6.2 optical depth

光学的厚み (optical depth) は共鳴散乱がどれだけ起こりやすいかの指標になる。中心から半径 r までの光学的厚み τ は以下の式 (6.1) で表される。

$$\tau(r) = \int_0^r A_i \sigma_{RS} n_{ion}(x) dx \quad (6.1)$$

σ_{RS} は 2.3.1 節で記した共鳴散乱断面積であり、 n_{ion} は ISM のイオンの密度分布を表す。散乱断面積はドップラーシフトを考慮しなかった場合の式を用いるため、2.3.1 節の式のエクスポネンシャルの値を 1 として再掲する。

$$\sigma_{RS} = \frac{\pi e^2}{m_e \nu_0} f_{12} \sqrt{\frac{m_i}{2\pi kT}} [cm^2] \quad (6.2)$$

2.3.1 節の通り、この式は CGS 単位系を用いているため $e[esu]=e[C] \times c[cm/s] \times 10^{-1}$ であり、また m_e は電子質量 (g)、 ν_0 は輝線の波長、 f_{12} は振動子強度、 m_i はイオンの質量、 kT は天体の温度を表す。本研究では Fe^{16+} の 0.82keV の輝線に対しての optical depth を見積もるため、 $\nu_0=1.998... \times 10^{17} Hz \simeq 0.82keV/h[cm^2 g/s]$ 、 $f_{12}=2.73$ 、 $m_i=55.845/N_A \simeq 9.273 \times 10^{-23}(g)$ 、 $A_i = 4.68 \times 10^{-5}$ とする。また、天体中心の温度は、天体を一温度モデルでフィッティングした時の vapec モデルが示す温度を用いた。

次に ISM 中のイオン密度を求める式を記す。

$$n_{ion}(r) = n_c [1 + (\frac{r}{r_c})^2]^{-\frac{3}{2}\beta} \quad (6.3)$$

ここで 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示す。

以上の式を考慮した上で optical depth を求めるのに天体ごとに必要なパラメータは天体中心の温度 kT 及びその値を用いて求められる散乱断面積 σ_{RS} 、 n_c 、 r_c 、 β と A_i である。本研究では n_c 、 r_c 、 β の値を Fukazawa et al.2006 及び大戸修論 (2002) を参考にし、表 6.3 にそのパラメータ及び optical depth をまとめた。積分は $\sim 10kpc$ までを積分した。

天体	温度 (keV)	$\sigma_{RS}(\times 10^{-15} cm^2)$	$n_c(cm^{-3})$	$r_c(kpc)$	積分値	$n_{ion}[cm^{-2}]$	optical depth
NGC4636	0.642	1.314	0.773	1.101	3.021	7.931×10^{21}	487.72
NGC4649	0.757	1.210	1.783	0.372	3.891	7.969×10^{21}	451.27
NGC4472	0.804	1.174	1.154	0.722	3.170	8.147×10^{21}	447.62
NGC1404	0.587	1.374	2.145	0.284	4.178	7.861×10^{21}	505.49
NGC1399	1.012	1.046	1.711	0.463	3.422	8.373×10^{21}	409.88
NGC5044	0.805	1.173	0.083	12.581	3.778	1.217×10^{22}	668.09
NGC5846	0.645	1.311	0.439	1.006	4.363	5.948×10^{21}	364.94
NGC4406	0.744	1.220	0.080	1.940	2.801	1.336×10^{21}	76.28

表 6.3: optical depth 及び各パラメータ

以上のように求めることが出来、いずれの楕円銀河も optical thick ($\tau \geq 1$) であることがわかり、比較的中心領域に於いて共鳴散乱が起きやすいことが分かった。しかし、実際に共鳴散乱がありそうなことが解析

で分かったのは5天体のみで、NGC4649、NGC1399、NGC5044は理論上共鳴散乱が起きてもおかしくないのに観測はされていない。これは今回の研究で加味しなかった共鳴散乱断面積の式におけるドップラーシフトの影響があると考えられ、共鳴散乱が観測できなかった天体においては乱流の存在によってドップラーシフトが大きくなり、そのため実際の輝線のエネルギーと重元素に入射する輝線のエネルギーがずれ、共鳴散乱が起きにくくなったとかがえられる。故に、本来の値を知るために今後ドップラーシフトの存在を加味して計算していく必要がある。

6.3 まとめと今後

本研究では、X線天文衛星「すざく」を用いて、先行研究によって共鳴散乱が確認されていたNGC4636、NGC4472、NGC1404に加え、NGC5846、NGC4406において共鳴散乱が起きている可能性を示唆した。これらの楕円銀河において、0.82keVの輝線における実データとvapecモデルの比はいずれも1:0.8程度になり、これより共鳴散乱によって0.82keVの輝線のフラックスは80%程度に減らされる可能性がある。

また、解析天体に対し共鳴散乱の様相と他のパラメータの比較を行い、同時に天体のoptical depthの計算を行った。共鳴散乱が起こりやすい天体は比較的楕円銀河の中でも温度が低い傾向があった。

今後本研究を発展させるにあたって、解析をより詳細に行うことで共鳴散乱の影響を定量的に見積り、共鳴散乱の情報から楕円銀河内の乱流のエネルギーに制限をつけ、乱流を起こした外部ジェットの影響を定量的に見積もることを目指す。また、本研究では解析が不十分であったため今回用いた天体において共鳴散乱が発見できなかった可能性もあるため、より正確なモデルフィッティング等の解析を行い、真偽を確かめられたらと思う。

謝辞

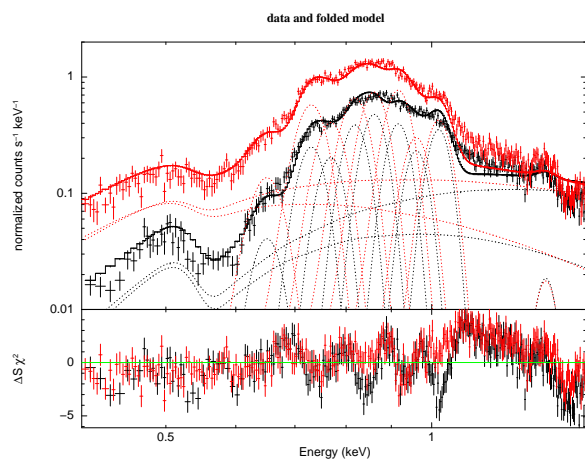
本論文を作成するにあたって多くの方にお世話になりました。まず第一に担当教官である深沢先生には多くの面でお世話になり、理解が遅く仕事も遅い私に明快な解析の進め方を指示してくださり、おかげで無事卒業論文を納得行く形に書き上げることが出来ました。ありがとうございます。また「すざく」での解析法を1からおせっかいに教えて下さった河野さん、ところどころ穴があるアブストラクトや発表にご意見くださったひろたかさん、卒論も佳境となった頃に大量のお菓子を差し入れて下さった大野さん、などいろんな方に卒論を作るにあたってお世話になりました。また、いろいろと分からなかったことをすぐ聞かせていただいて、それに逐一丁寧に教えて下さった枝廣さん、パソコンがぶっ壊れて何回も直して下さった中岡さん、陽気に小部屋を盛り上げて下さった高木さん、発表が上手く行かなくて癩癩を起こした後に慰めのメールをくださった宇井さん、頻繁にダーツで争った白川さん、いつも研究室で研究に没頭しておられて研究室に私一人じゃない環境を自然に作って下さった川端さん、個人的にマイフェイバリットな先輩だった古井さん、などいろんな先輩に、特に小部屋の先輩にはいろいろお世話になりました。

そして一緒に卒論を書きながら切磋琢磨してきた4年生にも感謝しています。いつも来た時には必ずいて帰るときにも必ずいるのんさんや逆に常時社長出勤な山本、明らかに人物が特定できる笑い声を卒論時期しょっちゅうしていた瀧本&岡田さん、大部屋なのに大野さんのここに来る関係で見る頻度がやたら多い幅田さん、そして卒論提出前日にプログラムがよく分からんことになった時10分くらいで修復してくれたバズ、途中から休学しちゃったけど天体の勉強に真摯だった三星。ここまで文面が全く感謝してない。

一年間夏の学校や忘年会を運営したり、週3のセミナーを回し回し受けたり、いろいろなことがあった一年でしたが、おかげさまで楽しく過ごすことが出来ました。他の研究室だったらストレスに悩まされ何も楽しくない一年間を過ごすことになっていたかもしれないし、本当に感謝しています。来年から就職組は頑張れ。

最後に私がこの一年をかけて卒業論文を書き上げるに至る過程においてご協力いただいた全ての人に熱く感謝申し上げ、本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。

appendix

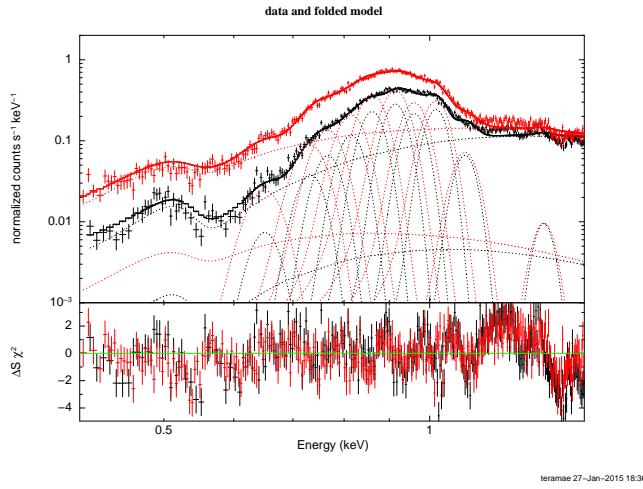


元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	1.507 ± 0.244
Fe^{16+}	0.733	5.093 ± 0.259
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	2.668 ± 0.249
Fe^{16+}	0.817	4.678 ± 0.225
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	5.060 ± 0.193
Ne^{8+}	0.917	3.893 ± 0.163
Fe^{19+}	0.962	1.797 ± 0.131
Ne^{9+}	1.02	2.390 ± 0.094
Mg^{10+}	1.35	0.086 ± 0.039

図 6.2: ZGAUSS モデルによる NGC4636 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) を再現している。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

元素	E(keV)	相対強度	vappec
O^{7+}	0.651	0.296 ± 0.050	0.284
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.072	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	0.524 ± 0.056	0.382
Fe^{16+}	0.817	0.919 ± 0.064	1.179
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	0.994 ± 0.063	1.049
Ne^{8+}	0.917	0.764 ± 0.050	0.844
Fe^{19+}	0.962	0.353 ± 0.031	0.342
Ne^{9+}	1.02	0.469 ± 0.030	0.509

図 6.3: NGC4636 の各輝線強度比

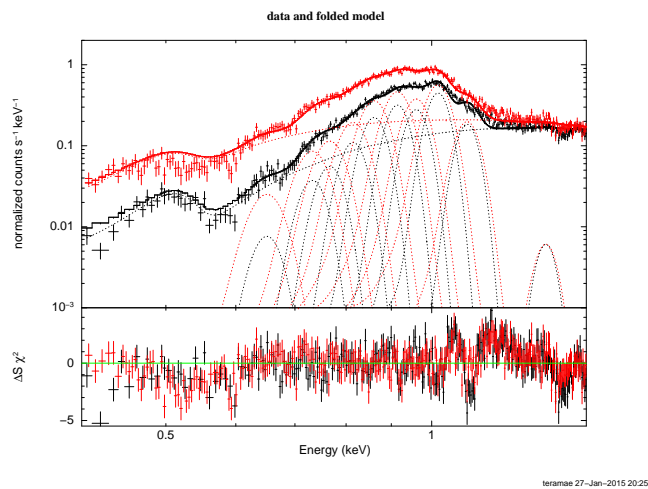


元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	0.472 ± 0.171
Fe^{16+}	0.733	1.087 ± 0.147
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	1.428 ± 0.132
Fe^{16+}	0.817	1.846 ± 0.121
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	2.883 ± 0.104
Ne^{8+}	0.917	2.921 ± 0.096
Fe^{19+}	0.962	1.895 ± 0.079
Ne^{9+}	1.02	1.814 ± 0.056
Fe^{16+}	1.1	0.402 ± 0.033
Mg^{10+}	1.35	0.045 ± 0.022

表 6.4: ZGAUSS モデルによる NGC4649 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) であり、flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s) である

元素	E(keV)	相対強度	vapcc
O^{7+}	0.651	0.434 ± 0.168	0.441
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.257	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	1.313 ± 0.215	0.733
Fe^{16+}	0.817	1.698 ± 0.255	1.695
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	2.652 ± 0.371	2.100
Ne^{8+}	0.917	2.687 ± 0.373	2.013
Fe^{19+}	0.962	1.743 ± 0.247	1.579
Ne^{9+}	1.02	1.669 ± 0.231	1.359

表 6.5: NGC4649 の各輝線強度比

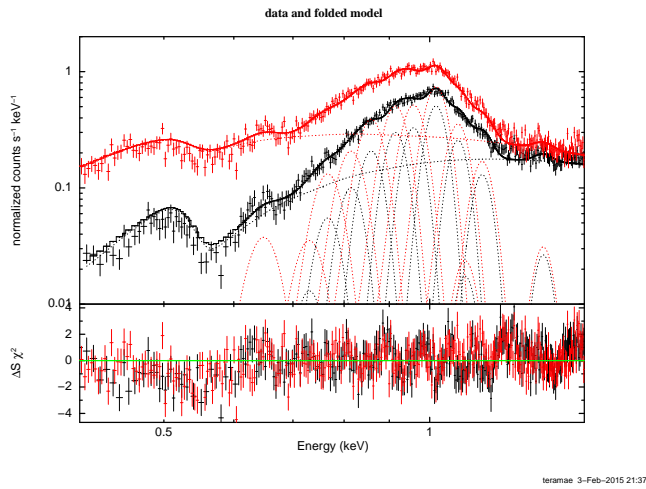


元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	0.365 ± 0.263
Fe^{16+}	0.733	0.930 ± 0.198
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	1.155 ± 0.164
Fe^{16+}	0.817	1.526 ± 0.160
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	2.594 ± 0.143
Ne^{8+}	0.917	3.002 ± 0.135
Fe^{19+}	0.962	2.427 ± 0.118
Ne^{9+}	1.02	3.158 ± 0.091
Fe^{16+}	1.1	1.056 ± 0.063
Mg^{10+}	1.35	0.042 ± 0.034

表 6.6: ZGAUSS モデルによる NGC4472 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

元素	E(keV)	相対強度	vapcc
O^{7+}	0.651	0.391 ± 0.295	0.586
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.301	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	1.242 ± 0.318	0.838
Fe^{16+}	0.817	1.641 ± 0.389	1.884
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	2.789 ± 0.613	2.470
Ne^{8+}	0.917	3.228 ± 0.702	2.740
Fe^{19+}	0.962	2.610 ± 0.570	2.296
Ne^{9+}	1.02	3.396 ± 0.730	2.963

表 6.7: NGC4472 の各輝線強度比

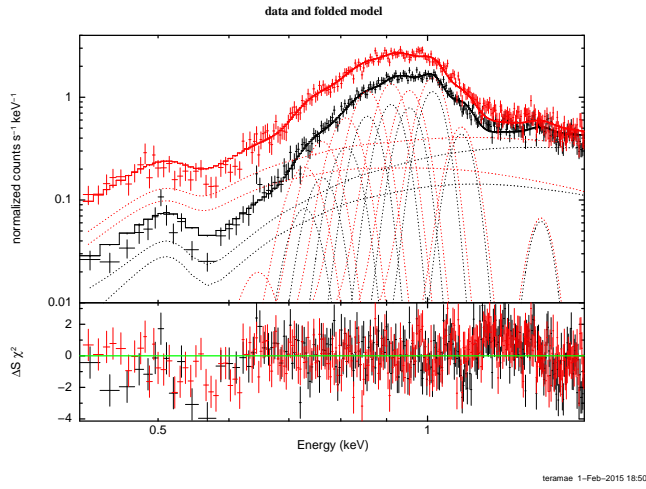


元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	0.222 ± 0.154
Fe^{16+}	0.733	0.171 ± 0.126
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	0.594 ± 0.113
Fe^{16+}	0.817	0.865 ± 0.116
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	1.545 ± 0.113
Ne^{8+}	0.917	1.931 ± 0.116
Fe^{19+}	0.962	1.904 ± 0.110
Ne^{9+}	1.02	2.626 ± 0.104
Fe^{17+}	1.08	1.218 ± 0.158
Fe^{16+}	1.1	0.081 ± 0.147
Fe^{18+}	1.15	0.572 ± 0.070
Mg^{10+}	1.35	0.103 ± 0.039

表 6.8: ZGAUSS モデルによる NGC1399 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

元素	E(keV)	相対強度	vapcc
O^{7+}	0.651	1.298 ± 1.314	1.024
Fe^{16+}	0.733	1 ± 1.042	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	3.474 ± 2.643	1.512
Fe^{16+}	0.817	5.058 ± 3.789	2.681
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	9.035 ± 6.690	4.448
Ne^{8+}	0.917	11.292 ± 8.348	5.461
Fe^{19+}	0.962	11.135 ± 8.230	5.713
Ne^{9+}	1.02	15.357 ± 11.331	7.633

表 6.9: NGC1399 の各輝線強度比

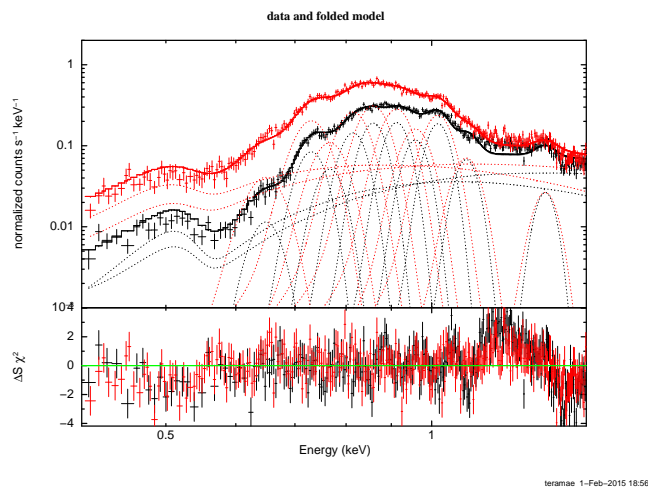


元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	0.358 ± 1.580
Fe^{16+}	0.733	2.764 ± 1.170
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	4.287 ± 0.942
Fe^{16+}	0.817	5.986 ± 0.880
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	9.634 ± 0.726
Ne^{8+}	0.917	10.286 ± 0.712
Fe^{19+}	0.962	8.105 ± 0.606
Ne^{9+}	1.02	9.747 ± 0.418
Fe^{16+}	1.1	3.080 ± 0.293
Mg^{10+}	1.35	0.347 ± 0.157

表 6.10: ZGAUSS モデルによる NGC5044 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

元素	E(keV)	相対強度	vapcc
O^{7+}	0.651	0.130 ± 0.574	0.278
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.599	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	1.551 ± 0.740	0.723
Fe^{16+}	0.817	2.166 ± 0.970	1.882
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	3.486 ± 1.499	2.309
Ne^{8+}	0.917	3.721 ± 1.596	2.419
Fe^{19+}	0.962	2.932 ± 1.260	2.122
Ne^{9+}	1.02	3.526 ± 1.500	2.286

表 6.11: NGC5044 の各輝線強度比

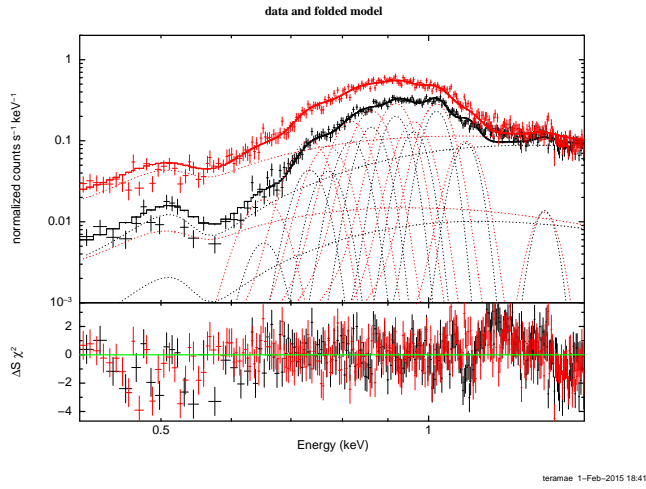


元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	0.954 ± 0.299
Fe^{16+}	0.733	2.946 ± 0.237
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	1.345 ± 0.200
Fe^{16+}	0.817	2.677 ± 0.182
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	2.817 ± 0.148
Ne^{8+}	0.917	2.296 ± 0.122
Fe^{19+}	0.962	1.188 ± 0.094
Ne^{9+}	1.02	1.576 ± 0.067
Fe^{16+}	1.1	0.459 ± 0.045
Mg^{10+}	1.35	0.139 ± 0.025

表 6.12: ZGAUSS モデルによる NGC5846 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

元素	E(keV)	相対強度	vapcc
O^{7+}	0.651	0.324 ± 0.105	0.319
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.114	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	0.457 ± 0.077	0.272
Fe^{16+}	0.817	0.909 ± 0.096	1.173
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	0.956 ± 0.092	0.937
Ne^{8+}	0.917	0.779 ± 0.075	0.772
Fe^{19+}	0.962	0.403 ± 0.046	0.449
Ne^{9+}	1.02	0.535 ± 0.049	0.563

表 6.13: NGC5846 の各輝線強度比

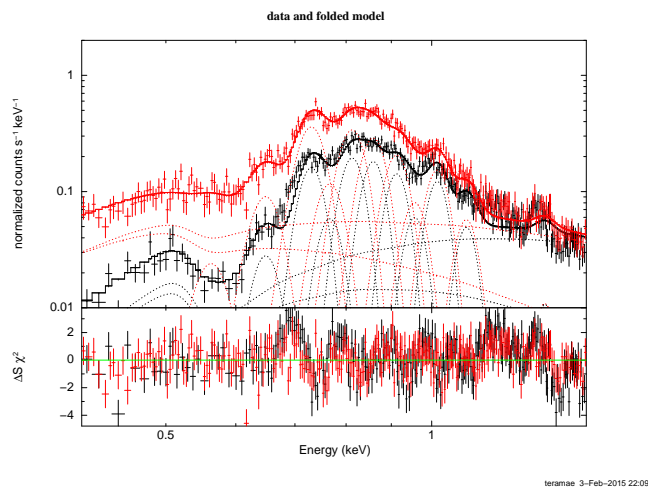


元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	0.394 ± 0.318
Fe^{16+}	0.733	1.354 ± 0.246
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	0.993 ± 0.211
Fe^{16+}	0.817	1.710 ± 0.202
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	2.048 ± 0.168
Ne^{8+}	0.917	2.230 ± 0.150
Fe^{19+}	0.962	1.231 ± 0.125
Ne^{9+}	1.02	1.872 ± 0.089
Fe^{16+}	1.1	0.631 ± 0.060
Mg^{10+}	1.35	0.072 ± 0.033

表 6.14: ZGAUSS モデルによる NGC4406 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

元素	E(keV)	相対強度	vapcc
O^{7+}	0.651	0.291 ± 0.241	0.273
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.257	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	0.733 ± 0.205	0.597
Fe^{16+}	0.817	1.263 ± 0.274	1.468
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	1.513 ± 0.302	1.663
Ne^{8+}	0.917	1.647 ± 0.319	1.627
Fe^{19+}	0.962	0.909 ± 0.189	1.004
Ne^{9+}	1.02	1.383 ± 0.260	1.455

表 6.15: NGC4406 の各輝線強度比



元素	E(keV)	flux
N^{5+}	0.428	0
N^{6+}	0.497	0
O^{6+}	0.564	0
O^{7+}	0.651	1.232 ± 0.226
Fe^{16+}	0.733	4.035 ± 0.250
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	1.211 ± 0.228
Fe^{16+}	0.817	3.272 ± 0.205
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	2.634 ± 0.170
Ne^{8+}	0.917	1.816 ± 0.141
Fe^{19+}	0.962	0.688 ± 0.110
Ne^{9+}	1.02	1.253 ± 0.087
Fe^{16+}	1.1	0.450 ± 0.060
Mg^{10+}	1.35	0.083 ± 0.040

表 6.16: ZGAUSS モデルによる NGC1404 のスペクトル (左) 及び各パラメータ (右) である。
flux($\times 10^{-4}$ photons/cm²/s)

元素	E(keV)	相対強度	vapcc
O^{7+}	0.651	0.305 ± 0.059	0.351
Fe^{16+}	0.733	1 ± 0.088	1
$Fe^{17+}, Fe^{18+}, O^{7+}$	0.769	0.300 ± 0.059	0.251
Fe^{16+}	0.817	0.811 ± 0.071	1.062
Fe^{+17}, Fe^{+19}	0.862	0.653 ± 0.058	0.739
Ne^{8+}	0.917	0.450 ± 0.045	0.494
Fe^{19+}	0.962	0.171 ± 0.029	0.167
Ne^{9+}	1.02	0.311 ± 0.029	0.345

表 6.17: NGC1404 の各輝線強度比

関連図書

- [1] 林 克洋 卒業論文 (広島大学、2008)
- [2] 枝廣 育実 卒業論文 (広島大学、2014)
- [3] 大戸 彰三 修士論文 (広島大学、2003)
- [4] 右田 雄二 修士論文 (広島大学、2005)
- [5] 穴田 貴康 修士論文 (東京大学、2006)
- [6] 小澤 碧 修士論文 (京都大学、2007)
- [7] 矢治 裕一 修士論文 (埼玉大学、2008)
- [8] H.Xu et.al.,2001,ApJ,579,601-579
- [9] K. Hayashi et.al.,PASJ 61,1185-1196,2009
- [10] M.Komiyama et al.,2009 PASJ, 61, S337
- [11] Y Fukazawa et al.,AJ,636,636,2006
- [12] Forman,W., Jones,C., & Tucker,W., 1985, ApJ, 293, 102
- [13] N.Werner et al.,Soc.398,23-32 2009
- [14] Canizares,C.R., Fabbiano,G., & Trinchieri,G., 1987, ApJ, 312, 503
- [15] 「すざく」ファーストステップガイド第 4.0.3 版 (Process Version 2.1-2.3)(http://cosmic.riken.jp/suzaku/help/guide/fstep_web/fstep.html)
- [16] Suzaku ABC Guide (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/abc/>)
- [17] PLAIN Center News 第 115 号 (http://www.isas.jaxa.jp/docs/PLAINnews/115_contents/115_1.html)
- [18] Astro Arts (<http://www.astroarts.co.jp/news/2010/12/07red-dwarfs/index-j.shtml>)
- [19] HongoWiki (http://www-utheal.phys.s.u-tokyo.ac.jp/yuasa/wiki/index.php/Main_Page)
- [20] HubbleSite(hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2001/10/image/a/)
- [21] JAXA 宇宙情報センター (http://spaceinfo.jaxa.jp/ja/irregular_galaxy.html)
- [22] Suzaku XRT (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/gallery/instruments/xrt.html>)

- [23] HongoWiki (http://www-utheal.phys.s.u-tokyo.ac.jp/~yuasa/wiki/index.php/Main_Page)
- [24] Nasa/IPAC Extragalactic Database (<http://ned.ipac.caltech.edu/>)
- [25] DARTS (http://www.darts.isas.jaxa.jp/astro/suzaku/public_seq.html)
- [26] ISAS — X線天文衛星「すざく」ASTRO-EII/科学衛星 (<http://www.isas.jaxa.jp/j/enterp/missions/suzaku/>)
- [27] ATOMDB (<http://www.atomdb.org/Webguide/webguide.php>)
- [28] XISSIMARFGEN (<http://lheawww.gsfc.nasa.gov/kenji/suzakugof/XISanalysis/xissimarfgen/>)
- [29] XISRMFGEN (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/xisrmfgen.html>)
- [30] APEC (http://cxc.harvard.edu/atomdb/sources_apec.html)
- [31] XSPEC manual in PDF (<http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xanadu/xspec/>)
- [32] 「すざく」ホームページ (<http://www.astro.isas.jaxa.jp/suzaku/>)
- [33] Cosmic X-ray Background in HXD/PIN data (http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/suzaku/analysis/pin_cxb.html)