X線鉄輝詳細構造による活動銀河核トーラスの物質状態の 推定

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学研究室

M171631

挽谷 政弥

指導教官 大野雅功 主查 深澤泰司 副查 石川健一

2019年2月

活動銀河核 (Active Galactic Nucleus: AGN) は中心に巨大なブラックホール (BH) を持ち、その周りに降着 円盤、それらを取り囲むようにトーラスと呼ばれる密度の濃いガス雲が存在すると考えられている。トー ラスの密度や物質構成を調べることは、AGNにおいて電波の強弱が生じる理由や可視光とX線で吸収量が 異なる AGB が存在するなどの未だ解決できていない問題を考えるためだけでなく、BH 近傍の物質はBH のエネルギー源となるため、AGNやBHの進化を探る上でも重要になってくる。トーラスの物質状態を調 べる有効な手段として、AGN 中心の BH 周辺からの X 線放射における透過成分や散乱成分の観測が挙げら れ、トーラス内で再放射された鉄輝線が極めて重要な情報をもたらす。特に、トーラス内で鉄輝線光子がコ ンプトン散乱されることで生じる連続成分形状 (コンプトンショルダー) はトーラスの密度や重元素組成比 などで大きく変化することが知られている。しかし、コンプトンショルダーを用いて解析を行うためには、 輝線とコンプトンショルダーを分解して考える必要があり、エネルギー分解能の良い観測が不可欠である。 本研究では、我々のグループがモンテカルロシミュレーション (MONACO:Odaka et al. 2011) に基づいて 計算したトーラスからの X 線反射スペクトルモデル (Furui et al. 2016) をエネルギー分解能の良い Chandra 衛星の実観測データに当てはめることで、コンプトンショルダー構造のみを用いてトーラスの物質状態の制 限、及び、トーラス内の物質がクランプ状にランダムに分布するモデルも開発し制限を試みた。その結果、 クランプ状にしたモデルとの有意な差は見られなかったが、図 1-左に示すようにコンプトンショルダーの 構造を再現することと、トーラスの見込み角や密度、重元素組成比について制限することに成功した。特に 重元素比については太陽組成比よりも 1.75 倍程度大きことを示し (図 1-右)、これは AGN トーラスにおけ る星形成について重要な情報を与えるものである。



図 1: 図:活動銀河核 Circinus 銀河の X 線スペクトルを本研究で開発した X 線スペクトルモデルを用い てスペクトルフィッティングした結果 (左)、及び、得られたパラメータ (重元素組成比: MA と見込み角: cosθ_{inc})のパラメータ制限解析結果、内側から 68(赤)、90(緑)、99(青) %の信頼度区間を示す (右)。

目 次

第1章	Introduction	5
1.1	背景	5
1.2	活動銀河核 (AGN)	6
1.3	AGN からの放射	9
	1.3.1 AGN からの X 線スペクトル:直接・透過成分...............	10
	1.3.2 AGN からの X 線スペクトル:反射・吸収成分...............	10
1.4	従来の X 線観測・解析とその問題点	11
第2章	モンテカルロシミュレーションを用いた AGN からの X 線反射スペクトルモデリング	14
2.1	モンテカルロシミュレーション	14
2.2	先行研究....................................	15
2.3	コンプトンショルダーを用いたトーラス物質状態の制限.............	16
2.4	研究目的....................................	20
第3章	AGN からの X 線反射スペクトルモデルの構築	21
3.1	パラメータの選別....................................	21
	3.1.1 選別手法と従来の結果	21
	3.1.2 開口角 (OA) 依存性	22
3.2	Xspec テーブルモデルの作成	23
第4章	解析	27
4.1	解析データ	27
4.2	Xspec におけるモデルスペクトルの作成	30
	4.2.1 反射・吸収成分	31
	4.2.2 直接・透過成分	32
	4.2.3 散乱成分	32
	4.2.4 輝線放射	33
	4.2.5 スペクトルモデルの作成	33
4.3	作成したモデルの Chandra(HETG) データへの適用	34
	4.3.1 スペクトル解析	35
	4.3.2 結果	36
4.4	V_{turb} の追加	39
	4.4.1 スペクトル解析	39
	4.4.2 結果	40

第5章 考察

第6章 まとめと今後

 $\mathbf{45}$

 $\mathbf{43}$

図目次

1	図:活動銀河核 Circinus 銀河の X 線スペクトルを本研究で開発した X 線スペクトルモデル	
	を用いてスペクトルノイッティンクした結果(左)、及び、得られたハラメータ(重元素組成	
	に:MA と見込み用: $\cos\theta_{inc}$)のハラメーダ制限解析結果、内側から $68(m)$ 、 $90(緑)、99(青)$	
	%の信頼度区間を示す (石)。	1
1.1	Seyfert1 型 (上) と 2 型 (下) のスペクトル。縦軸は Intensity、横軸は波長 (Å) を示している	
	$[1]_{\circ}$	7
1.2	AGN 統一モデルの模式図 [2][3]。	8
1.3	AGN の X 線スペクトルとその構成要素 [6]。	9
1.4	Fe-K のコンプトンショルダー (束縛による散乱 (a)、自由電子による散乱 (b))[2][7]。	11
1.5	すざく衛星によって観測された 0.4-3keV と 5.5-7.5keV の範囲での Markarian 3 の X 線スペ	
	クトル。各輝線のエネルギーは緑色の線が示すところに相当する [8]。	12
2.1	モンテカルロシミュレーションのコンセプト [2]。	14
2.2	先行研究で開発されたモデルの構造とパラメータ、物理プロセスの比較 [2]。	15
2.3	水素柱密度を変化させた時の X 線反射・吸収成分のスペクトル。右図は左図を Fe-K 輝線周	
	リに拡大したもの、黒色: $N_{ m H}=10^{21}~{ m cm}^{-2}$ から、水色: $N_{ m H}=10^{26}~{ m cm}^{-2}$ まで 10 倍ずつ水	
	素柱密度が増加している [16]。	17
2.4	元素存在比 (MA) を変化させた時の X 線反射・吸収成分のスペクトル。右図は左図を ${ m Fe-K}$	
	輝線周りに拡大したもの [16]。	18
2.5	Our model(Smooth) における $N_{\rm H} = 10^{23} {\rm cm}^{-2}$ (左)、 $N_{\rm H} = 10^{24} {\rm cm}^{-2}$ (中)、 $N_{\rm H} = 10^{24} {\rm cm}^{-2}$ (在	ī)
	のとき時の ${ m Fe-K}lpha$ 輝線に対するコンプトンショルダーのフラックス比の元素存在比 $({ m MA})$ 依	
	存性。色の違いは見込み角 $cos heta_{ m ia}$ の違い $[2]$ 。	19
3.1	体積充填率 (f) を変化させた時の $\cos heta_{ia} = 0.1 - 0.2$ の時の反射・吸収成分の 5.8 - $7.2~{ m keV}$ の	
	X 線スペクトル (左)、Fe-K $lpha$ に対するコンプトンショルダーのフラックス比 (右)[16]。	22
3.2	開口角を変化させた時の $\cos heta_{ia} = 0.1 - 0.2$ の時の $2.0\text{-}100~\mathrm{keV}$ の X 線反射・吸収成分のス	
	ペクトル (左)、5.8-7.2keV の X 線反射・吸収成分のスペクトル (右)。色の違いは開口角の違	
	いであり、10°(黒)、30°(赤)、45°(緑)、60°(青)と対応している。	23
4.1	Chandra 衛星の外観図 [28]。	27
4.2	通常イメージ:NGC6397のACISによる観測を示したもの(左)。分散光イメージ:Capella	
	の HETG による観測を ACIS によって検出されたイベントのイメージそ示したもの。色の	
	違いはエネルギーの違い。(右)[29]	28

4.3	Chandra 衛星 (HETG) による Fe-K 周りの Circinus 銀河のスペクトル図 [30]。	28
4.4	Circinus 銀河の分散光のイメージ (ObsID は 62877)。	29
4.5	本研究で考慮している各成分の概略図。実線(赤)、破線(緑)、点・破線(黄色)はそれぞれ直	
	接・透過成分、反射・吸収成分、散乱成分を表している。また下の図はシミュレーションに	
	よって作成されたスペクトル例であり、上の概略図と線、色を対応させている[31]。	31
4.6	直接・透過成分と反射・吸収成分に関する概略図。	32
4.7	作成したスペクトルモデルを用いたフィッティング結果(smooth モデル (左)、clumpy モデ	
	u (右))。	35
4.8	図 4.7 を ${ m Fe-K}lpha$ 周りの 6.0 -7.0 ${ m keV}$ の範囲で拡大したもの (${ m smooth}$ モデル (左)、 ${ m clumpy}$ モ	
	デル (右))。	35
4.9	m Reflection に $ m PEXRAV$ モデルを用いて $ m Fe-Klpha$ については単純なガウシアンでフィットした	
	結果を 6.0-7.0 keV の範囲で拡大したもの。	36
4.10	norm 比 $=\!0.001$ の時の得られた水素柱密度 N_H と見込み角 $(\cos\! heta_{ia})$ の信頼度のコントア	
	(smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。	37
4.11	norm 比 $=0.001$ の時の得られた元素存在比 (MA) と見込み角 $(\cos heta_{ia})$ の信頼度のコントア	
	(smooth モデル (左)、clumpy モデル (右) λ	37
4.12	norm 比 $=0.001$ の時の得られた元素存在比 (MA) と水素柱密度 N_H の信頼度のコントア	
	(smooth モデル (左)、clumpy モデル (右) λ	37
4.13	作成したスペクトルモデルを用いたフィッティング結果(smooth モデル (左)、clumpy モデ	
	$ $	39
4.14	図 4.13 を Fe-K $lpha$ 周りの 6.0 -7.0 keV の範囲で拡大したもの (smooth モデル (左)、clumpy	
	モデル (右))。	40
4.15	norm 比 $=0.001$ の時の得られた水素柱密度 N_H と見込み角 $(\mathrm{cos} heta_{ia})$ の信頼度のコントア	
	(smooth モデル (左)、clumpy モデル (右) λ	40
4.16	norm 比 $=0.001$ の時の得られた元素存在比 (MA) と見込み角 $(\cos heta_{ia})$ の信頼度のコントア	
	(smooth モデル (左)、clumpy モデル (右) λ	41
4.17	norm 比 $=0.001$ の時の得られた元素存在比 (MA) と水素柱密度 N_H の信頼度のコントア	
	(smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。	41

第1章 Introduction

1.1 背景

天文学において研究対象となる天体は銀河団や銀河など大きなスケールのものからブラックホール(BH) などの小さなスケールのものまで存在している。これまでにも多くの天体が電波からガンマ線の波長帯で観 測されているが、これは天体が幅広い波長で放射をしており、波長によって放射機構が異なり、同一天体で もその波長帯によって異なる情報が得られる可能性があるからである。X線天文学は天文学の中でも 1962 年の観測により系外の X線天体が発見されたことから始まった比較的新しい分野である。X線のような高 エネルギー側に位置する波長帯の光は非常に高温な領域から放射される。X線放射は地球の大気によって 吸収されてしまうため、X線の観測装置は大気の影響を受けない高い高度に X線衛星が打ち上げられ、こ れまでにも天体の活動的な姿が見られてきた。

活動銀河核 (Active Galactic Nucleus:AGN) は X 線を放射する代表的な天体のひとつである。AGN か らの放射は幅広い波長帯で観測されており、X 線においては降着円盤からの放射と考えられる直接・透過 成分と周りの物質によって散乱された反射・吸収成分が混ざって放射が観測される。この反射・吸収成分 は AGN 周辺物質の情報を含んでいると考えられており、周辺物質の情報は AGN 中心に存在すると考えら れている巨大ブラックホールやその周辺の星生成の進化過程を調べる上で非常に重要である。しかし、反 射・吸収成分から周辺物質情報を正確に引き出すためには、反射・吸収成分と直接・透過成分を精度良く分 離することが必要である。これには、直接・透過成分が直接観測できる硬 X 線帯域までカバーした広帯域 X 線観測という手段に加えて、X 線反射素過程で見られる特徴的な輝線構造をエネルギー分解能の良い観 測で捉え、それを詳細な周辺物質状態を考慮したモデルで再現するという手段が挙げられる。ただし、従 来は精度良いモデルが少ないという理由から、周辺物質の情報を含んでいると考えられる反射・吸収成分 から物質状態を推定することが難しかった。現在では、様々な解析モデルや、モンテカルロシミュレーショ ンに基づいたモデルが作られるようになり、AGN の周辺構造をこのような詳細な X 線反射モデルに基づい て明らかにするという手法が急速に発展してきている。しかし、すべての詳細な物理素過程を再現するこ とは難しく、様々な近似条件を課した状態での計算であり、さらなる進展が見込まれる分野である。

もうひとつの重要な問題点として、このようなモデル計算と比較に足るエネルギー分解能の良い X 線観 測が非常に困難であるということが挙げられる。AGN で特徴的な輝線構造を十分なエネルギー分解能と光 子統計で観測された例は極めて少なく、これまでは、Chandra 衛星の回折格子型検出器を用いて一部の明 るい AGN においてエネルギー分解能の良い観測がなされているのみである。このような状況下、2016 年 に打ち上げられたひとみ衛星では、カロリメーターを用いたこれまでにない高精度分光観測の実現が期待 され、実際にペルセウス銀河団からの高温プラズマ放射の高精度分光観測に成功したが、その後の姿勢系 異常により観測停止になってしまい、AGN の反射成分を精度良く測定することは未だ実現できていない。 現在、ひとみ衛星の後継機として計画されている XRISM 衛星 (2021 年) や、海外の計画である ATHENA 衛星 (2028 年打上げ目標) により、高精度分光観測データが続々と入手できると期待されており、そのよう な将来観測を見据えたより詳細な反射・吸収成分を考慮したモデルが必要となってくる。

1.2 活動銀河核 (AGN)

銀河には中心の狭い領域から銀河全体を凌駕する強い電磁波を放射しているものが存在する。このよう な銀河の中心領域のことを活動銀河核 (Active Galactic Nucleus:AGN) という。AGN から放射される電磁 波は電波から X 線、ガンマ線までにおよぶ幅広い波長帯で観測され、可視光帯で $10^{44} - 10^{46}$ erg s⁻¹ もの 光度で放射されている。このように高い光度を持っているため、同時に放射圧も大きいことが考えられる。 放射圧によって、天体の周りの物質は吹き飛ばされるが、このような高い光度を保つためには重力で物質を 留めておく必要がある。このように、外側への放射圧と内側への重力とが釣り合う光度の最大値がエディン トン限界光度として定義されている。中心天体がエディントン限界光度 L_{Edd} で等方的に放射をしていると すると、周りの物質が受ける放射圧 F は以下の式で書ける。

$$F = \frac{L_{\rm Edd}}{4\pi r^2 c} \sigma_T \tag{1.1}$$

ここで σ_T はトムソン散乱断面積と呼ばれ物理定数の 1 つで、その値は $\sigma_T = 0.665 \times 10^{-24} \text{ cm}^2$ であり、 r は中心からの距離である。これと重力との釣り合いを考えると

$$\frac{L_{\rm Edd}}{4\pi r^2 c} \sigma_{\rm T} = \frac{GM(m_{\rm p} + m_{\rm e})}{r^2} \sim \frac{GMm_{\rm p}}{r^2}$$
(1.2)

となり、この式から L_{Edd} が以下の式のように求まる。

$$L_{\rm Edd} = \frac{4\pi G M m_{\rm p} c}{\sigma_{\rm T}} = \frac{4\pi G M_{\odot} m_{\rm p} c}{\sigma_{\rm T}} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) \simeq 1.26 \times 10^{38} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) \quad \text{erg s}^{-1} \tag{1.3}$$

ここで、 $m_{\rm p}$ 、 $m_{\rm e}$ はそれぞれ陽子、電子の質量である。式 (1.2) では、陽子の質量は電子の質量よりもかな り大きいため、近似している。式 (1.3) から $L_{\rm Edd}$ は最終的に中心天体の質量のみに依存することがわかる。 AGN は $10^{44} - 10^{46}$ erg s⁻¹ もの光度を持つと述べたが、そのときの中心天体の質量は $10^6 - 10^8$ M_{\odot} 程度 必要となる。AGN の放射領域の大きさは放射強度の時間変動のタイムスケールから制限をすることができ る。放射が伝わる速さはどれだけ速くても光速が上限であり、放射領域の上限値は光速に変動の時間を掛け たものになるはずである。AGN の変動時間は ~ 10^4 sec なので、放射領域の大きさは ~ 10^{-4} 光年 (20 AU) となる。典型的な銀河の大きさが ~ 10^5 光年であり、このような狭い領域に $10^6 - 10^8$ M_{\odot} の質量を入れる ためには、中心天体は BH 以外に考えられない。よって、AGN 中心には巨大質量の BH が存在し、周辺物 質が BH に落ち込む時に、物質の重力エネルギーが解放されることによって光っていると考えられている。

AGN は様々なタイプに分類されているが、それは発見された当初はそれぞれ異なる天体だと考えられて いたためである。その中でも、Seyfert 銀河、クェーサー、電波銀河、ブレーザーについて述べる。

Seyfert 銀河

Seyfert 銀河は、1943 年に Carl Seyfert が通常よりも中心が明るい銀河について分光観測を行い、発見 された。Seyfert 銀河は z < 0.1 の比較的近い場所に存在しており、可視光での輝線の幅によって 1 型と 2 型に分類されている。図 1.1 に Seyfert1 型と 2 型銀河のスペクトルを示す。



図 1.1: Seyfert1 型 (上) と 2 型 (下) のスペクトル。縦軸は Intensity、横軸は波長 (Å) を示している [1]。

1型は数1000 km s⁻¹ と数100 km s⁻¹ の半値幅を持つ広輝線と狭輝線の両方が存在しており、2型は狭輝 線のみが存在している。輝線の幅が異なる理由として、物質が運動することによるドップラー効果が考えら れる。通常、密度の高いガス中において、禁制線の遷移よりも原子同士の衝突による遷移のほうが早いため 禁制線は発生しないため、禁制線が発生するためにはガス密度が低く原子衝突の頻度が少ないことが必要 となる。一般的にそのような条件の場所は中心のBHから離れた位置に存在していると考えられ、降着流 の速度も低いため、輝線の幅が狭いことも説明することができる。このような禁制線と許容線の両方で見 られる幅の狭い輝線を出す領域のこと Narrow-Line Ragion(NLR)をという。一方、許容線はガス密度が高 く原子の衝突頻度が高いことが必要となるため、BH近傍だと考えられる。BH近傍では、降着流の速度も 大きく輝線の幅が広いことを説明することができる。このような許容線のみで見られる幅の広い輝線を出 す領域のことを Broad-Line Region(BLR)という。最近では1型、2型の間に更に、1.5 や1.8、1.9 型まで 細かく分けられている。

クェーサー

クェーサーは 1950 年に行われた電波サーベイによって発見された AGN の中で最も明るいクラスに属 する天体である。当時、強い電波源をそれぞれの天体として光学的に同定できる十分な角分解能を持って いたのにも関わらず、分解できない恒星状の電波源として発見され、quasar(Quasi-Stellar Radio Source) と呼ばれている。クェーサーの輝線は非常に大きな赤方偏移を持ち、非常に遠方にあると考えられている。 クェーサーと Seyfert 銀河のスペクトルは極めて類似している。異なる点としては、クェーサーのスペクト ルには母銀河の星による吸収線はほとんどないことと、広輝線が狭輝線と比べて卓越していることである。 電波銀河

電波銀河はその中心から光速に近い速度でジェットを放出しており、周囲の物質に衝突することによって 電波ローブと呼ばれる構造を形成している。電波銀河も Seyfert 銀河と同じように輝線の幅によって 2 種類 に分けられ、基本的には電波の強い Seyfert 銀河という位置づけであり、電波が強い理由としては、ジェッ トとローブからのシンクロトロン放射によるものだと考えられている。

ブレーザー

電波銀河のように、AGN には電波ジェットを持つものがある。そのジェットを正面から見ており、激しい時間変動と強い偏光を示すものがブレーザーと呼ばれている。ブレーザーのスペクトルは相対論的効果によってジェットが卓越しており、輝線などはほとんど見ることができない。

以上のように AGN には様々なタイプがあり、その多様性がなぜ生じるのかは謎であった。その謎を解 決する一つの手段として、、AGN 統一モデルという AGN に関するアイデアがある。これは、AGN の見か けは多様だが「本質的な違い」は小さく、その多様性は物理的なパラメータと観測方向などの観測者に異存 する「見かけ上の違い」の組み合わせによって説明できるというものである。AGN 統一モデルでは AGN は図 1.2 のように表されている。



図 1.2: AGN 統一モデルの模式図 [2][3]。

つまり中心に巨大質量 BH を持ち、その周りに降着円盤、高温プラズマからなるコロナ、それらを取り囲 むようにトーラスと呼ばれる密度の濃いガス雲が存在すると考えられている。統一モデルでは BLR が観 測者から直接見える角度から見えている AGN を Sryfert1 型銀河、トーラスによって BLR を直接見ること ができない AGN を Sryfert2 型銀河としている。Antonucci&Miller et al.(1985) で Sryfert2 型銀河である NGC1065 の観測が行われ、可視光で直接観測した際に広輝線を見ることができなかったが、偏光観測では 広輝線がいくつか見られた。これは、直接観測した際にはトーラスに遮られて広輝線を見ることができな かったが、散乱を受けたことで広輝線が観測されるようになった、という統一モデルの AGN 描象と矛盾し ない観測的証拠のひとつである。このように AGN 統一モデルは ANG の観測的な事実や性質をある程度説 明できることから、広く受けいれられている。しかし、AGN の種類で説明したように電波銀河など電波の 強い AGN が見つかっているが強弱がなぜできるか自明ではないことや、Syfert2 型銀河の中にはトーラス がない、あるいは、トーラスが非常に薄いものが見つかるなど現在のモデルでは説明することが難しい問 題が存在している。AGN で観測される X 線スペクトルで見られる様々な起源の放射成分を精度良く分離、 モデル化することで、統一モデルに関連する周辺物質の構造をより詳細に明らかにすることが AGN を統一 的に理解するために必要である。[2][3][4][5]。

1.3 AGN からの放射

ここから先は、本研究で着目する AGN の中心付近の物質状態を調べるには、ジェットの放射がないよう な AGN を用いる必要があるので Seyfert 銀河, 少なくともジェットがない radio quiet な AGN に着目する。 図 1.3 に AGN から観測される代表的な X 線スペクトルを示す。ここに示すように、X 線スペクトルは様々 な要素により構成されており、それぞれ放射起源が異なる。特に輝線や吸収、反射成分は BH 周辺の環境に ついて考えるための有効な手段となり、BH の進化を探る上でも重要になってくる。この図で示した AGN は吸収が少ない AGN であり、ここでは power-law が卓越しているが、吸収の大きな AGN では power-law が吸収されることによって reflection が主な構成要素として見えてくる。また、power law でスペクトルを 表した時、2 keV 以下の領域で超過成分が見えることがある。これは軟 X 線超過成分 (Soft excess) と呼ば れ、光学的に厚く幾何学的に薄い降着円盤からの黒体放射によるものだと考えられている。



図 1.3: AGN の X 線スペクトルとその構成要素 [6]。

以下で、本研究で特に考えている成分について述べる。

1.3.1 AGN からのX 線スペクトル:直接・透過成分

AGN からの X 線スペクトルのうち、直接・透過成分とは、降着円盤や高温コロナから放射された光が、 そのまま観測者に届く、あるいはトーラスなどの物質を通ったが相互作用することなく観測される成分のこ とである。X 線放射の起源は降着円盤から出た光子が温度数 100keV 程度の高温コロナの熱的電子に衝突 し、逆コンプトン散乱されることによって生じると考えられている [2][3][5]。

1.3.2 AGN からの X 線スペクトル:反射・吸収成分

AGN の周りには光学的に厚いトーラスと呼ばれる密度の濃いガス雲があると考えられている。AGN 中心から放射された X 線はトーラスに入ると物質により散乱・吸収の影響を受ける。このように反射・吸収 成分とは、AGN から放射された X 線が周りにあるトーラスなどの物質によって散乱・吸収された後、観測 者に届く成分のことである。

・吸収成分

X線の吸収の素過程は主に光電吸収であり、その効果は

$$\exp\left(-N_{\rm H} \times \sigma({\rm E})\right) \tag{1.4}$$

で表され、 $N_{\rm H}$ は水素柱密度である。 σ は光電吸収断面積であり、 $\sigma(E)$ はさらに $\sigma(E) = \sum_{i} f_{i}\sigma_{i}(E)$ と書 き表すことができ、 f_{i} は構成物資の重原子比、 σ_{i} はその物質の吸収断面積でおよそ $\sigma_{i} \propto Z^{4.5}E^{-3}$ となり、 Z(原子番号) が大きいほど、低エネルギー側ほど吸収が大きくなるという特徴がある [2][3][5]。

・反射成分

X線の反射の素過程は主にコンプトン散乱であり、先ほど述べた通り低エネルギー側ほど吸収されやす いため、高エネルギー側ほど散乱されるものが多くなる。コンプトン散乱は非弾性散乱であり、コンプトン 散乱された後の光子のエネルギー *E*[']₂ は

$$E_{\gamma}' = \frac{E_{\gamma}}{1 + \frac{E_{\gamma}}{m_e c^2} \left(1 - \cos\theta\right)} \le E_{\gamma} \tag{1.5}$$

となり、散乱される前の光子のエネルギー E_{γ} に比べて小さくなる。

この効果は重元素からの輝線(蛍光X線)においても起こりうる。蛍光X線がコンプトン散乱されると、 その光子のエネルギーが小さくなるため、結果として輝線の低エネルギー側に肩のような構造ができる。こ のようにトーラス内で光子がコンプトン散乱されることで生じる連続成分形状のことをコンプトンショル ダーと呼ぶ。Fe-K のコンプトンショルダーの例を図1.4示す。コンプトンショルダーの形状は水素柱密 度や元素存在比などのパラメータが変化した時や、散乱電子が自由電子か束縛電子かによっても変化する ため、コンプトンショルダーの形状を探ることによって、BH 周辺の物質状態を調べることができる。しか し、輝線とコンプトンショルダーを分解して考えなければならないので、エネルギー分解能の良い観測デー タを用いる必要がある[2][3][5][7]。



図 1.4: Fe-K のコンプトンショルダー (束縛による散乱 (a)、自由電子による散乱 (b))[2][7]。

1.4 従来のX線観測・解析とその問題点

これまでにも AGN に関して多くの X 線観測が行われ解析が行われている。例として「すざく」による Seyfert2 銀河である、Markarian 3 に関する先行研究がある。Awaki et al.(2008) による X 線解析結果を図 1.5 に示す。



図 1.5: すざく衛星によって観測された 0.4-3keV と 5.5-7.5keV の範囲での Markarian 3 の X 線スペクトル。 各輝線のエネルギーは緑色の線が示すところに相当する [8]。

図 1.5 の右図は Fe-K 周りを拡大している図である。図 1.5 の右図には輝線の低エネルギー側にコンプト ンショルダー形状を見ることができない。「すざく」の XIS(X 線検出用の冷却 CCD カメラ)のエネルギー 分解能は~130 eV(@6 keV)であり、CCD の中では比較的良いエネルギー分解能を持っているものの、輝 線とコンプトンショルダーを分解するほどの十分なエネルギー分解能をもっていないためだと考えられる。 後に説明する Chandra 衛星の HETG(High Energy Transmission Grating)では、コンプトンショルダー構 造が見えていると Shu et al.(2011)で報告されているが、HETG のエネルギー分解能は~33eV(@6.4 keV) である。このように、コンプトンショルダーを用いて AGN の物質状態を議論するためには、かなり高い エネルギー分解能が必要であることがわかる [8]。また、Kaspo et al.(2002)や Shu et al.(2011)で少数の AGN が、回折格子による分光観測によってコンプトンショルダーの兆候が見られると記述されており、同 様に CCD によっても見つかっている (Iwasaki et al.(1997)、Bianchi et al.(2002)、Molendi et al.(2003))。 以上のようにコンプトンショルダーは発見されており、それに対して解析が行われるなど重要な構造である と考えられる。

反射成分における連続成分を表すときに、よく使われるモデルとして、NASA が提供している X 線解 析用ソフトである XSPEC にある pexrav、pexmon モデルというものがある。pexrav モデルは散乱のみ を考慮し、トーラスを無限平面と仮定して反射を考えているものである。pexmon モデルは pexrav モデ ルの物理プロセスに加えて蛍光 X 線 (Fe、Ni) を入れている。どちらのモデルも無限平面での反射を仮定 しているため、現実的なトーラスの形状を考えることはできていない。そこで近年、Furui et al.(2016) や Murphy & Yaqoob et al.(2009)、Ikeda et al.(2009)、Yuan Li & Xiaobo Li et al.(2014) などである ような、BH を囲むようにトーラスがドーナツ型の形状をしているモデルが開発されるようになってきた [16][17][18][19]。各モデルについては次章で詳しく紹介する。また、トーラスの形状以外にも考慮すべき点 が存在する。それはトーラス内の物質分布を一様ではなくクランプ状にランダムに分布させることである。 赤外線や紫外線の波長帯の研究からトーラス内の物質分布は一様ではなく、クランプ状であると考えられて きている。しかし、X線においてはトーラス内のガス・ダスト分布をクランプ構造にしたモデルはまだ少 ない。そのようなモデルはすでに赤外線おいては主流なものになっているが、近赤外線領域の放射はこれら のモデルでは説明できない問題が存在している [9][10][11][12][13]。また、中赤外線領域における放射を解析 するだけでは、クランプのサイズや元素存在比、トーラスをどのような角度から見込んでいるかなどのパ ラメータを理解するためには十分でない。そこで、X線においてクランプモデルを構築することによって、 赤外線領域では十分な理解を得ることができないトーラスの物理状態を考えることができる [2][5]。

第2章 モンテカルロシミュレーションを用いた AGNからのX線反射スペクトルモデリ ング

2.1 モンテカルロシミュレーション

本研究ではトーラス内で相互作用した光子からトーラスの物質状態の情報を得るために、その光子がどのように相互作用し伝搬していくかを調べる必要がある。1.3節でも述べたように、AGN の物質状態を推定するためには、AGN のX線スペクトルは、光電吸収やコンプトン散乱、蛍光 X線の放射、散乱吸収などが多重に起こった結果が観測されており、解析的に解くことが難しい複雑な輸送過程を取り扱わなければならない。それに加えて AGN の複雑なジオメトリまでをも考慮する必要がある。その点モンテカルロシミュレーションを用いることで複雑な条件下での反応を再現することができる。モンテカルロシミュレーションとは、モンテカルロ法という、乱数を用いたシミュレーションのことである

モンテカルロシミュレーションの概念図を図 2.1 に示す。



図 2.1: モンテカルロシミュレーションのコンセプト [2]。

図 2.1 において、星は光源、緑色の丸はトーラス、矢印は光子の軌跡を表している。ここで、モンテカルロ シミュレーションは以下のように行われている。

(1) 光源の位置に光子が一つ生成され、光子の初期条件を記録する。初期条件とは $(E_0, \Omega_0, t_0, x_0)$ で、それ ぞれエネルギー、位置、方向、時間である。

(2) 次の相互作用の位置を計算する。

(3)相互作用を起こし、光子を再放出する(再放出する光子は0個以上)。

(4)(2)-(3)を繰り返し行う。

(5) 系 (トーラス内) から光子が脱出する場合、最後の相互作用の情報 (E_1, Ω_1, t_1, x_1) を記録する (観測者に とっての放射)。

モンテカルロシミュレーションでは一つの光子に対して、(1)-(5)が行われている[2][14][15]。

2.2 先行研究

Furui et al.(2016) では、モンテカルロシミュレーションコードとして MONACO(MONtecarlo simulation for Astrophysics and Cosmology, Odaka et al. 2011) を用いた。MONACO とはモンテカルロシミュ レーションを通して、観測イメージ・スペクトル解析を行うことができる多目的フレームワークのことであ リ、Geant4を用いている。Geant4とは、陽子・電子・光子などの粒子と物質との間で起こる様々な相互作 用を、モンテカルロ法を用いて正確にシミュレーションすることのできる大規模ソフトウェア・パッケージ のことである。元々は高エネルギー粒子検出器を設計する際に、事前に実験の様子をシミュレーションする ために開発されたものであり、高エネルギー物理学や宇宙線、原子核の実験、宇宙物理学にとどまらず医療 の分野でも用いられている。これにより、MONACOを用いることによって、本研究で必要となる複雑な 条件を比較的容易に設定することができる [2][14]。次に、近年作られてきたより現実的なトーラスモデルに ついて紹介する (図 2.2)。

		Our Model	MYTorus Model	Ikeda Model	Yuan Model
	物質分布	Smooth, Clumpy	Smooth	Smooth	Smooth, Clumpy
構造	ジオメトリ	Opening Angle		Valid interest of	nor register i register i r
	θ_{oa}	\checkmark		\checkmark	\checkmark
	θ_{ia}	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
	$N_{\rm H}$	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
パラメータ	MA	\checkmark			
	$V_{ m turb}$	\checkmark			
	f	\checkmark			\checkmark
	a	\checkmark			\checkmark
	光電吸収	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
物理プロセス	蛍光 X 線	\checkmark	\checkmark	\checkmark	\checkmark
	散乱電子	束縛,自由電子	自由電子	自由電子	束縛電子

図 2.2: 先行研究で開発されたモデルの構造とパラメータ、物理プロセスの比較 [2]。

ここで Our Model とは、Furui et al.(2016) で開発されたモデルであり、"MYTorus Model"、"Ikeda Model"、

"Yuan Model"はそれぞれ、Murphy & Yaqoob et al.(2009)、Ikeda et al.(2009)、Yuan Li & Xiaobo Li et al.(2014) で開発されたモデルのことである。我々のモデル (Our model) では、トーラス構造としてトーラス内の物 質分布が一様である smooth モデルと、物質がクランプ状にランダムに分布している clumpy モデルを導入 することができ、物理素過程としても、束縛電子と自由電子との相互作用両方を取り入れており、近年開発 された他のモデルより現実に近いモデルとなっている (Furui et al.(2016))。次に、本研究で重要になるパ ラメータについて述べる。

パラメータ

まず各パラメータについての説明を行う。各パラメータがどのようなものかを表 2.1 に示す。

トーラスモデル	パラメータ	略称	意味			
	開口角	$ heta_{\mathrm{oa}}$	トーラスが Z 軸からどれくらい開いているか			
	見込み角	$ heta_{\mathrm{ia}}$	Z 軸からの観測者がトーラスを見ている (視線)角度			
共通	トーラス半径	トーラス半径 $R_{ ext{torus}}$ AGN 中心からトーラス断面の				
	水素柱密度	$N_{\rm H}$	トーラスの赤道面状の水素柱密度			
	元素存在比	MA	トーラス内の重元素組成比 (Solar Abundance=1)			
	速度分散	$V_{ m turb}$	トーラス内物質の速度分散			
Clumpy のみ	体積充填率	f	クランプのトーラス内の体積充填率			
	クランプスケール	a	クランプ半径 = $R_{ m torus}$ × a			

表 2.1: 図 2.2 のパラメータの説明とその意味 [2]。

始めに、smooth モデルと clumpy モデルで共通なパラメータについて述べる。すべてのモデルで $\theta_{ia} \ge N_{H}$ は変更することができるパラメータである。MYTorus Model のみ θ_{oa} が 60°で固定されており、トーラス の大きさを変えることができない。その他の MA、 V_{turb} については Our model のみ取り扱うことができ るため、その点は他のモデルにはないメリットである。次に、clumpy モデルのみのパラメータは $f \ge a$ で ある。clumpy モデルのみに含まれるパラメータであるため、Our model と Yuan Model でのみ考えること ができる。また Yuan Model での a はそのパラメータを直接的に決定できるわけではなく、ただしくは視 線方向上にあるクランプの数がパラメータになっており、これと f からクランプの大きさを間接的に求め ることができる [2][14][16][17][18][19]。

2.3 コンプトンショルダーを用いたトーラス物質状態の制限

1.3.2 節で述べたように、コンプトンショルダーとはコンプトン散乱によって輝線の低エネルギー側で見 ることができる肩のような構造のことであり、BH 連星からの放射ではっきりと見えることが知られている [20][21]。pexrav モデルや pexmon モデルなどのコンプトンショルダーが考慮されていないモデルを用いて、 その構造について解析を行うときは、追加の輝線を加え単純にフィッティングをするということがされてい た [22]。これでは、コンプトンショルダーを用いて物質状態を推定することはできない。よって、トーラス 物質状態の制限のためには、まずコンプトンショルダーが考慮されたモデルを用いる必要がある。 コンプトンショルダーの形状、つまり Fe-K α とそれに対応するコンプトンショルダーのフラックス比 は、そのトーラス内の物質の水素柱密度と鉄の元素存在比によって大きく変わると知られている。[16][23]。 トーラスの物質状態を推定している先行研究の例として、本研究の解析天体である Sryfert2 型の銀河であ る Circinus galaxy(詳細については第4章で説明する)は、鉄の K 殻吸収端の深さから鉄の元素存在比が 1.2-1.7 Solar Abundance 程度だと推定されており、この値は水素柱密度にも依存している [24][25]。Fe-K α とそれに対応する連続成分のフラックスもまた水素柱密度や元素存在比のようなパラメータに依存してい るため、Fe-K α 周りを観測した AGN の X 線スペクトルデータから、トーラスの物質状態を制限できる可 能性がある [16][26]。

水素柱密度と元素存在比によってコンプトンショルダーの形状がどのように変わっているかを、Furui et al.(2016) で行われた研究を引用し説明する。まず、図 2.3 を水素柱密度が変化させた際の、AGN における X 線反射スペクトルのシミュレーション結果を示す。



図 2.3: 水素柱密度を変化させた時の X 線反射・吸収成分のスペクトル。右図は左図を Fe-K 輝線周りに拡大したもの、黒色: $N_{\rm H} = 10^{21}$ cm⁻² から、水色: $N_{\rm H} = 10^{26}$ cm⁻² まで 10 倍ずつ水素柱密度が増加している [16]。

スペクトルを作成する際のシミュレーション条件として、他のパラメータは $\theta_{oa} = 60$ °、 $N_{\rm H} = 10^{24} {\rm cm}^{-2}$ 、 $R_{torus} = 2 \times 10^{6} {\rm cm}$ 、 $V_{turb} = 0 {\rm km} {\rm s}^{-1}$ に固定されており、smooth モデルを用いている。図 2.3-左は 1 bin=0.01 keV にした $0.1 \le cos\theta_{ia} \le 0.2$ の 2-100 keV のスペクトル、図 2.3-右は左図を Fe-K 輝線周 りの 5.8-7.2keV に拡大したものである。コンプトンショルダーに着目するため、図 2.3-右を見てみると、 $N_{\rm H} = 10^{23} {\rm cm}^{-2}$ までコンプトンショルダーらしき構造は見て取ることができない。これはコンプトンショ ルダーは多重散乱された光子によって形成されるため、 $10^{23} {\rm cm}^{-2}$ までの水素柱密度ではコンプトンショル ダーを形成するための十分な物質量を持っていないためだと考えられる。また $N_{\rm H} = 10^{24} {\rm cm}^{-2}$ 以上にお いて水素柱密度が増加していくと、6.4 keV からなだらかに形成されていた構造が、6.3 keV あたりで山の ような構造になっていることがわかる。これは密度が大きくなることで、観測者から見て手前側のトーラス から抜け出てくる光子が少なくなり、向こう側のからの光子のスペクトルへの寄与が大きくなったことが 原因だと考えられる。トーラスの構造上、向こう側のトーラスから観測者に届く光子は、手前側から届く ものよりも散乱角が大きくなるため、コンプトン散乱の式からエネルギー損失が大きくなる。それによっ て、6.4 keV 付近ではなく 6.3 keV 付近の光子数が多くなり山のような構造ができる。このようにコンプト ンショルダーの形状から水素柱密度を推定できると考えられる。



次に、図2.4に元素存在比を変化させた時のシミュレーション結果を示す。

図 2.4: 元素存在比 (MA) を変化させた時の X 線反射・吸収成分のスペクトル。右図は左図を Fe-K 輝線周 りに拡大したもの [16]。

シミュレーション条件は先ほどの水素柱密度依存性で示したものと同様である。図 2.4-右のコンプトンショ ルダー周りを拡大したものを見る。元素存在比が大きくなるにつれて鉄輝線強度と 7.1 keV あたりの光電吸 収端の深さが大きくなる傾向がある。つまり、光電吸収の影響が強くなっており、主に連続成分が減少した ことによって相対的に大きくなっているように見えるため、もしくは蛍光 X 線が出る確率や散乱確率が増え たためだと考えられる。先行研究ではコンプトンショルダーと Fe-K α のフラックス比を取ることによって、 コンプトンショルダーの形状がどのように変わっているかを定量的に調べている。ここで、コンプトンショ ルダーのフラックスの定義を、6.0-6.3 keV の範囲内を積分したものから、5.5 keV-5.8keV と 6.5keV-6.8 keV の範囲のスペクトルを「べき関数: $y(x) = a \times x^b$ 」でフィットすることによって算出した連続成分を差し 引いたものとしている。コンプトンショルダーと Fe-K α のフラックス比の図を図 2.5 に示す。



図 2.5: Our model(Smooth) における $N_{\rm H} = 10^{23} \text{ cm}^{-2}({\rm \Xi})$ 、 $N_{\rm H} = 10^{24} \text{ cm}^{-2}({\rm P})$ 、 $N_{\rm H} = 10^{24} \text{ cm}^{-2}({\rm \Xi})$ のとき時の Fe-K α 輝線に対するコンプトンショルダーのフラックス比の元素存在比 (MA) 依存性。色の違いは見込み角 $cos\theta_{\rm ia}$ の違い [2]。

その結果、水素柱密度が 10²³ cm⁻² のときは元素存在比が変化してもフラックス比はほぼ一定の値をとっ ているが、10²⁵ cm⁻² になると、MA が 0.1-0.3 の値を取るときはフラックス比が 1 を越えており、コンプ トンショルダーのフラックスのほうが Fe-Ka のフラックスよりも大きくなっている。これはすべての見込 み角で同様の傾向を示しており、他のどのパラメータよりも元素存在比が最も大きく比が変化していること がわかった。水素柱密度や元素存在比、見込み角などの各パラメータの縮退を解いて物質状態を推定するこ とは難しい。例えば、水素柱密度が大きく見込み角が小さい場合と、水素柱密度が小さく見込み角が大きい 場合では、見かけ上の水素柱密度が同じになり、各パラメータの値が分からなくなるということが起こる。 しかし、フラックス比の変化は水素柱密度や見込み角、元素存在比で若干異なる振る舞いをしており、これ らの縮退を解きながら各パラメータの値を推定できる可能性がある。[2][16]。

ここまで説明してきたものが Furui et al.(2016) で得られた Our model に対する示唆である。しかしモ デルの検証やシミュレーションされた天体データに対する解析は行われているが、実データに適用して解析 を行なうことが可能かという検証はまだ行われていない。また、コンプトンショルダーを用いて制限を行う ために、どのパラメータがどのようにコンプトンショルダーに寄与するかを述べてきた。しかし、コンプト ンショルダーに着目するためには詳細な X 線反射スペクトルのモデリングを行う他に、コンプトンショル ダーを用いて物質状態を制限するためには、

- 1. 輝線とコンプトンショルダーを分解できるほどのエネルギー分解能を持ったX線衛星による観測データ
- 2. コンプトンショルダーの兆候が見られる天体

が必要である。コンプトンショルダーと輝線を分解することができないと物質状態を推定することはできない。また先行研究から、コンプトンショルダーの兆候が見られるのは、少なくとも 10²³ cm⁻² 以上の水素柱密度が必要であると考えられる。トーラスを見込んでいる Seyfert2 型の AGN であり、かつ、十分大きな水素柱密度を持つ天体を用いる必要がある。

2.4 研究目的

2.2 節で述べたように、Our model は先行研究で構築されたモデルと比較しても、元素存在比や速度分 散、自由電子と束縛電子の両方を考慮しているなどのパラメータや物理プロセスが新しく加わっている。さ らに、トーラス内の物質分布をクランプ状にするなど、より現実的なトーラスのジオメトリを考慮するこ とができていると思われる。本研究では、Our model を実データに適応し、正しく解析を行うことができ るかどうかを調べ、トーラス内部の物質状態を推定することを目的とする。そのために、次章からモデルに 取り入れるパラメータや解析天体の選別、AGN からの放射を考えたモデルスペクトルの作成を行う。

第3章 AGNからのX線反射スペクトルモデルの構築

本研究では Our model を用いてスペクトル解析を行う。ここでモンテカルロシミュレーションを用いて 作成された Our model には先述の通り多くのパラメータがあるが、全てのパラメータを考慮するためには、 その物理状態を理解しきれないことや、時間がかかり過ぎてしますという問題が生じてしまう。ここでは、 モデルを作成するにあたり、考慮すべきパラメータの選別を行い、実際に X 線反射スペクトルモデルの作 成のための手順を述べる。

3.1 パラメータの選別

3.1.1 選別手法と従来の結果

コンプトンショルダーを用いて物質状態を制限するためには、コンプトンショルダーの形状の変化に関わってくるパラメータを考慮する必要がある。主要なパラメータとしては、2.3節で述べたように水素柱密度、見込み角、元素存在比が挙げられ、これらのパラメータは取り入れなければならない。ここでは、更に他のパラメータがコンプトンショルダーに影響してくるかどうかを調べる。

Furui et al.(2016) で調べられている、体積充填率、クランプスケール、速度分散について述べる。体積 充填率に関しては clumpy モデル固有のパラメータであるため、clumpy モデルでの X 線反射スペクトルの シミュレーション結果のみを示す。体積充填率を変化させた時のスペクトルの変化と Fe-Kα に対するコン プトンショルダーのフラックス比について図 3.1 に示す。



図 3.1:体積充填率 (f)を変化させた時の $\cos\theta_{ia} = 0.1 - 0.2$ の時の反射・吸収成分の 5.8-7.2 keV の X 線スペクトル (左)、Fe-K α に対するコンプトンショルダーのフラックス比 (右)[16]。

この時、他のパラメータは $\cos\theta_{oa} = 60$ °、 $N_{\rm H} = 10^{24} {\rm cm}^{-2}$ 、 $R_{\rm torus} = 2 \times 10^{6}$ cm、MA=1、 $V_{\rm turb} = 0 {\rm km s}^{-1}$ 、a = 0.005 に設定されている。体積充填率は clumpy モデル固有のパラメータであるため、 clumpy モデルでの X 線反射スペクトルのシミュレーション結果のみを示している。図 3.1-左から Fe-K α や光電吸 収端付近では f = 0.01 のみ少し振る舞いが異なるが、ほぼ同様の振る舞いを示していることがわかる。図 3.1-右から視線上にトーラスを含まないときは、フラックス比はほぼ一定の値をとっていることがわかる。 見込み角が大きい時 (赤、緑線) は、体積充填率の増加に伴い、フラックス比が大きくなっている。しかし、その比の変化は水素柱密度や元素存在比などの今回の主要なパラメータよりは小さく、コンプトンショル ダーに着目する場合には大きな影響は生じないと考えられる。

次にクランプスケールを変化させた時について述べる。シミュレーションの際に、体積充填率の時と同 じように他のパラメータは固定されており、違う点は体積充填率f = 0.05で固定されており、クランプス ケールが変数となっていることである。クランプスケールを変えた時のスペクトルの変化はほとんど見ら れず、さらに、clumpy モデルと smooth でもほぼ一致したスペクトルになっている。Fe-K α に対するコン プトンショルダーのフラックス比でも、どの見込み角でもクランプスケールの変化によるフラックス比の変 化はほとんどなく一定である。このことからクランプスケールによってコンプトンショルダーの形状はほぼ 変化せず、smooth モデルと clumpy モデルの区別をつけることは難しいと考えられる [2][16]。

このように体積充填率とクランプスケールはコンプトンショルダーの形状に大きく影響しない。そのため、今回は変数にせず体積充填率を 0.05、クランプスケールを 0.005 と固定する。次に開口角について述べる。

3.1.2 開口角 (OA) 依存性

開口角依存性は Furui et al.(2016) では検証がされていなかったため、本研究で Our model を用いてシ ミュレーションをすることで検証を行う。シミュレーション条件として、 $\cos\theta_{oa} = 60$ °、 $N_{\rm H} = 10^{24} {\rm cm}^{-2}$ 、 $R_{\text{torus}} = 2 \times 10^6 \text{ cm}, \text{MA}=1, V_{\text{turb}} = 0 \text{ km s}^{-1}, f = 0.05, a = 0.005$ で固定しており。開口角 (OA) は 10 °(黒)、30 °(赤)、45 °(緑)、60 °(青) でシミュレーションを行なっている。図 3.2 にシミュレーション 結果を示す。



図 3.2: 開口角を変化させた時の $\cos\theta_{ia} = 0.1 - 0.2$ の時の 2.0-100 keV の X 線反射・吸収成分のスペクト $\mathcal{U}(\underline{E})$ 、 5.8-7.2keV の X 線反射・吸収成分のスペクト $\mathcal{U}(\underline{C})$ 。 色の違いは開口角の違いであり、10°(黒)、 30°(赤)、45°(緑)、60°(青) と対応している。

図 3.2-左から、5.0 keV 以下の低エネルギー側では開口角が大きいほどスペクトルの強度が大きく、それ以 上エネルギーが高くなると、開口角が小さいほど強度が大きくなっている。これは、開口角が小さくなるこ とでトーラスが大きくなることで、光子が観測者に届くまでにトーラスを通る距離が長くなり、散乱される 光子の数が増えていることが原因だと考えられる。しかし開口角によってスペクトルは、水素柱密度や元素 存在比などの他のパラメータによるスペクトルの変化ほど大きな変化は見られなかった。図 3.2-右のコン プトンショルダー周りの開口角依存性をみても、開口角が大きくなるにつれてスペクトルの強度は少し小 さくなっていくものの、それに伴い Fe-Ka の強度も小さくなっている。よって、体積充填率やクランプス ケールと同様に開口角はコンプトンショルダーの形状に大きな影響を及ぼさないと考えられる。

ここまでに従来の結果と開口角依存性を調べることによって、パラメータの選別を行なってきた。パラ メータのうち、水素柱密度、元素存在比、見込み角はコンプトンショルダーを用いた物質状態の推定に不可 欠であり、体積充填率、クランプスケール、開口角はその形状に影響を及ぼさないと考えられるため、本研 究では固定することとする。残ったパラメータであるトーラス内の物質の速度分散は輝線の広がりのため に考慮すべきパラメータだと考えられるが、詳細は次章で述べる。

3.2 Xspec テーブルモデルの作成

Xspec テーブルモデルとは、自分で作成したモデルスペクトルを X 線データ汎用解析ソフトウェア Xspec(Arnaud et al. 1996)で使用できるようにするものである。Xspec は、天文分野で用いられるデータ フォーマット FITS(Flexible Image Transport System)形式で記録された X 線スペクトルデータと検出器 の応答関数に応じて様々なスペクトル解析が行える汎用ツールである。Xspec では、単純なベキ関数や黒体 放射モデルや複雑な解析計算に基づいたスペクトルモデルがすでに多数用意されており、それらを用いてス ペクトル解析が可能であるが、すでに用意されたモデルだけではデータを再現できない場合、あるいは新

しい物理モデルを考える際には、モデルの追加が可能である。新しいモデルがある関数形で表される場合 はその関数ライブラリを用意すればよいが、今回開発したシミュレーションに基づくようなモデルの場合 は、シミュレーションで得られたモデルスペクトルの数値テーブルを直接モデルとしてデータと当てはめ る "テーブルモデル"を与えることができる。ここまでで、モデル化にあたり考慮すべきパラメータを選 別することができたので、以下でこのようなXspec テーブルモデルを作成するための手順について述べる。 テーブルモデルを作成するために選別した様々なパラメータに対してシミュレーションスペクトルを作成す る必要がある。シミュレーションでは光子の持つ始状態や終状態の情報が記録されている。この情報から必 要なイベントを抜き出すことで、シミュレーションによるエネルギースペクトルなども描くことができる。 例えば、各光子には通し番号がつけられ、観測された光子(系から抜けだした光子:2.1節参照)がどのよう なエネルギー、方向を持ち、何度反応したかなどもわかるため、 $\cos heta_{ia} = 0.1$ -0.2の範囲で観測された光子が どのようなスペクトルを形成しているかもシミュレーション結果から見ることができる。今回考慮するパラ メータは水素柱密度、元素存在比、見込み角の3種類である。水素柱密度は 10^{23} 、 10^{24} 、 10^{25} cm⁻²の3通 り、元素存在比は0.1、0.32、1.0、3.2、10.0の5通りのシミュレーションを行なっている。シミュレーショ ンの際には、一つずつパラメータを変えて、それぞれに対してシミュレーションを行う必要がある。今回の 場合は水素柱密度が3通り、元素存在比が5通りであるため15通りのシミュレーションを行わなければな らない。さらに、4.4節では速度分散も加えたモデルを用いて解析しており、速度分散は0、1000、2000、 3000 km s^{-1} の4通りとしたため、計60通りのシミュレーションを行った。

シミュレーションスペクトルを作成できたら、XSPECを用いてテーブルモデルを作成する。XSPECテー ブルモデルは atable、mtable、etableの3種類があり、それぞれ加算モデル、積算モデル、指数的積算モデ ルを意味している。テーブルモデルの基本的な概念は、N次元の格子になっていて、その格子上の点はモ デルスペクトルのパラメータを含んでいる。フィットの際に XSPEC が格子上に補完することで、適切なス ペクトルを得るために必要となるパラメーターの値を得ることができる。テーブルモデル作成のためには、

- 1. Primary header: ブライマリー HDU(モデルの情報)
- 2. PARAMETERS extension: パラメータの設定をする HDU
- 3. ENERGIES extension:エネルギーグリッドを設定する HDU
- 4. SPECRA extension: 各パラメータに対応するスペクトルを格納する HDU

を持つ BINTABLE extension を作成する必要がある。BINTABLE とは行と列から構成される表状のファ イルのことであり、多次元の配列をテーブルのセルの中に格納することができる、extension とは、Header 部と Data 部で構成されるものである。

まず Primary header に入れる情報は7つあり、主な情報は次に述べる情報である。

- 1. MODLNAME-モデルの名前 (12 文字以内)
- 2. MODLUNIT-モデルの単位 (12 文字以内)
- 3. REDSHIFT-赤方偏移があるかどうか
- 4. ADDMODEL-atable かどうか

であり、次に示す3つの情報は'キーワード'を入れる必要がある。

- HDUCLASS 'OGIP'
- HDUCLASI 'XSPEC TABLE MODEL'
- HDUVERS '1.0.0'

PARAMETERS extension は 2 つの Header 部と 10 の Data 部 (フォーマットは'format' で表す) で構成さ れており、パラメータの定義や表状の値が含まれている。

- 1. NINTPARM-内挿されたパラメータの数
- 2. NADDPARM-追加されたパラメータの数
- NAME '12A' パラメータ名
- METHOD 'J' 内挿メソッド、linear(0)、log(1)
- INITIAL 'E' パラメータフィットの初期値
- DELTA 'E' フィットの際のパラメータの刻み幅 (マイナスのパラメータは固定)
- MINIMUM 'E' パラメータの下限値 (hard)
- BOTTOM 'E' パラメータの下限値 (soft)
- TOP 'E' パラメータの上限値 (hard)
- MAXIMUM 'E' パラメータの上限値 (soft)
- NUMBVALS 'J' 表にされたパラメータの数
- VALUE 'nE' 表にされたパラメータの値 (n=NUMBVALS)

また、Primary header と同様に、

- HDUCLASS 'OGIP'
- HDUCLASI1 'XSPEC TABLE MODEL'
- HDUVERS '1.0.0'

という情報を持っており、それに加えて・HDUCLASI2 'PARAMETERS' も含まれる。ENERGIES と呼 ばれる BINTABLE extension はエネルギーのビンを含んでいるものである。Data 部は ENERG __ LO と ENERG __ HI で構成され、それぞれヒストグラムにおけるエネルギーのビンの最小値と最大値を表してい る。energ __ hi(i)=energ __ lo(i+1) というように、i 番目のビンの最大値は i+1 番目のビンの最小値になる。 ENERGIES extension も Primary header と同様の情報を持ち、それに加えて・HDUCLASI2 'ENERGIES' という情報を持っている。最後の BINTABLE extensio は SPECTRA と呼ばれている。これは追加された パラメータ (PARAMETERS:NADDPARM) に関するものであり、3 つの Data 部で構成される。

1. PARAMVAL-パラメータの値

- 2. INTPSPEC-内挿されたパラメータ
- 3. ADDSPXXX-追加されたパラメータ

スペクトルは最後のパラメータが最も動くように配置される、つまり 2 つのパラメータがそれぞれ (1,2,3) 問値をとるとする。そのとき、スペクトルは (1,1),(1,2),(1,3),(2,1),(2,2),(2,3),(3,1),(3,2),(3,3) という順番 で並べられる。SPECRA extension も Primary header と同様の情報を持ち、それに加えて・HDUCLASI2 'MODEL SPECTRA' という情報を持っている [27]。

シミュレーションを行い作成したモデルスペクトルを、これまでに述べた手順に従って畳み込むことで テーブルモデルを作成することができる。作成したテーブルモデルを用いて次章から解析を行う。

第4章 解析

4.1 解析データ

AGN の中で、コンプトンショルダーの兆候が見られる天体の数は多くない。それは輝線とコンプトンショルダーを分解するために、観測衛星が十分な分光能力が必要であり、トーラスがコンプトンショルダーを形成するために十分な密度を持つことが必要となるためである。その中で、Shu et al.(2011)では X 線観 測衛星である Chandra の High Energy Transmission Grating(HETG)で観測された、10 個の光学的に厚い Seyfert 2 型銀河の解析結果とその Fe-K α の輝線幅を用いた輝線放射領域の制限について記述されている。

Chandra 衛星とは 1999 年 7 月 23 日に NASA のスペースシャトル「コロンビア」によって打ち上げられた X 線観測衛星である。図 4.1 に Chandra 衛星の外観図を示す。



図 4.1: Chandra 衛星の外観図 [28]。

この衛星では 0.5 秒角という過去最高の角分解能を持った HRMA(High Resolution Mirror Assembly) と呼 ばれる X 線望遠鏡を搭載しており、その焦点面には X 線 CCD カメラ ACIS(Advanced CCD Imaging Spectrometer) とマイクロチャンネルプレート HRC(High Resolution Camera) の 2 つの検出器が配置されてい る。本研究で用いる ACIS は、それ単独で使用されることもあるが、通常観測時はミラーの背後に格納され た透過型回折格子を光軸上に配置することで、入射 X 線の分散光を焦点面検出器でイメージングすること で、位置情報は失われるものの、高精度な分散スペクトルを得ることができる。図 4.2 に通常のイメージと 分散光のイメージを示す。



図 4.2: 通常イメージ:NGC6397のACIS による観測を示したもの(左)。分散光イメージ:CapellaのHETG による観測をACIS によって検出されたイベントのイメージそ示したもの。色の違いはエネルギーの違い。 (右)[29]

回折格子は対象とするエネルギー帯域に応じて2種類用意されており、それぞれLETG(Low Energy Transmission Grating) と HETG(High Energy Transmission Grating) と呼ばれる。LETG と HETG はそれぞれ、0.09-3 keV、0.4-10 keV の範囲で動作しており、HETG を用いることでコンプトンショルダー(6.4 keV) について解析を行うことができる。

Shu et al.(2011) では Chandra 衛星の HETG で観測された銀河が 10 天体議論されている。そのうち NGC1068 や Centaurus A、NGC4388、Circinus などの銀河は Fe-K α 周りにコンプトンショルダー構造 の兆候が見られており、その構造について解析を行うことができそうである、その中でも、Circinus 銀河 は Fe-K α の強度が最も高く、コンプトンショルダーの構造が最もはっきりと見えているため、本研究では Circinus 銀河を解析天体として選んだ [30]。図 4.3 に Shu et al.(2011) で示された Cirsinus 銀河のスペクト ルを示す。



図 4.3: Chandra 衛星 (HETG) による Fe-K 周りの Circinus 銀河のスペクトル図 [30]。

この図から 6.4 keV の Fe-Kα の低エネルギー側 (6.1-6.4 keV 付近) にコンプトンショルダーらしき形状を 見ることができる。Circinus 銀河は 2000 年 6 月から 2004 年 11 月までの期間で 4 回観測が行われている。 それらの観測について表 4.1 に示す。

Source	Obs Position(R.A.,Decl.)	Redshift	ObsID	ObsDate	Exposure (s)
Circinus galaxy	14 13 10.20,-65 20 20.6	0.001448	374	2000 Jun 15 22:01:09	7260
	$14\ 13\ 10.20, -65\ 20\ 20.6$		62877	2000 Jun 16 00:38:28	61400
	$14\ 13\ 10.20, -65\ 20\ 20.8$		4770	2004 Jun 02 12:40:42	56100
	14 13 10.20,-65 20 20.8		4771	2004 Nov 28 18:26:32	60180

表 4.1: Chandra 衛星の HETG を用いた Circinus 銀河の観測データのまとめ [31]。

我々は、アーカイブの Chandra 衛星のデータを用い、そのデータを Chandra のソフトウェアパッケージで ある Chandra Interactive Analysis of Observations(CIAO) v4.10 と calibration data base(CALDB) v4.7.3 を用いて整理している。また、*chandra repro* を用いて、回折格子のスペクトルと検出器のレスポンスを得 た。HETG は透過型回折格子であり、高次光のものほど高いエネルギー分解能を持つが、本研究では 1 次 光のみを用いている。これは高次光になるほど光子統計が悪くなるためであり、コンプトンショルダーの 特徴を調べるために十分な統計を持つのは 1 次光のデータのみであったためである。十分な統計をとるた めに、+1 次光と-1 次光を CIAO による *combine_grating_spectra* を用いて一つにまとめ、バックグラウン ドスペクトルを *tg_bkg* スクリプトを用いて得た。図 4.4 に実際の解析天体である Circinus 銀河の分散光イ メージを示す。



図 4.4: Circinus 銀河の分散光のイメージ (ObsID は 62877)。

これによって、XSPEC を用いて Chandra 衛星 (HETG) のスペクトルを取り扱うことができるようになる。 最後に、FTOOL の mathpha コマンドと addarf コマンドを用いて、4 つの観測全てのスペクトルとレス ポンスを一つにまとめることによって、更に光子統計を増やした。スペクトル解析を行う際のエネルギー範 囲は 4-8 keV としている。これは、今回コンプトンショルダーの構造のみを用いて解析を行うことが可能 かどうかを調べるために、Bianchi et al.(2006) で記述されているような、Seyfert 2型の AGN における軟 X 線のエネルギー範囲での soft excess による影響を避けるために、このエネルギー範囲を用いている [32]。 また、回折格子によるスペクトルを用いているため位置情報が失われてしまう。我々の解析は、0次光の広 がりから、少なくとも5秒角ほどあり、トーラスの中心領域だけでなくトーラスの外側まで積分している。 しかし、ALMA による観測によってトーラスの中心領域は 30 pc 程度 (1-1.5秒角) であり、Cirinus 銀河に おいてはその領域が Fe-K α の主な放射領域であるとされており、解析に影響はないと考えられる [33][34]。

4.2 Xspec におけるモデルスペクトルの作成

1.3 節で説明したように、AGN から放射される X 線スペクトルはいくつかの成分で構成されている。直接・透過成分は X 線スペクトルとしては、単純なベキ型の放射として観測されるが、10 keV 以下のエネル ギー範囲ではトーラスなどの光学的に厚い物質での吸収を強く受けるため、スペクトルへの寄与はほとん どない。このエネルギー帯では、反射・吸収成分が主に観測され、それはトーラスによってコンプトン散乱 を受けた光子による成分であり、本研究で着目している Fe-Ka とそれに伴うコンプトンショルダーを含ん でいる。また、直接・透過成分と反射・吸収成分以外に考慮している放射として、トーラスから離れた領域 である NLR などで散乱された成分 (以下、散乱成分と呼ぶ) や様々な重元素イオンの輝線放射も考えてい る。図 4.5 に各放射の概略図を示し、それぞれの成分について詳しく述べる。



図 4.5: 本研究で考慮している各成分の概略図。実線(赤)、破線(緑)、点・破線(黄色)はそれぞれ直接・透 過成分、反射・吸収成分、散乱成分を表している。また下の図はシミュレーションによって作成されたスペ クトル例であり、上の概略図と線、色を対応させている[31]。

これから、それぞれの成分について詳しく述べる。

4.2.1 反射·吸収成分

反射・吸収成分は Furui et al.(2016) で MONACO をフレームワークとして用いることによって作成し た Our model を解析に用いている。解析において、まず水素柱密度、元素存在比、見込み角の3つのパラ メータを Our model に取り込んだ (4.4 節では速度分散も取り込んだモデルを用いて解析を行う)。ここで元 素存在比はベリリウムよりも重い全ての重元素の存在比を変化させており、Anders&Grevesse et al.(1989) の solar abundance table に基づいた比を用いている [35]。

第3章で述べたように、Our model ではいくつかのパラメータを固定している。それは開口角とトーラ ス半径、速度分散であり、それぞれ、 60° 、2 × 10^{6} cm、 0 km s^{-1} としている。clumpy モデルについて は、体積充填率、クランプスケールを 0.05、0.005 と固定している。clumpy モデルに関するパラメーター は、今回取り込んだ 3 つのパラメータを制限するために重要な、コンプトンショルダーの形状と Fe-k α と のフラックス比には大きく影響しないことがわかっている。それ以外の固定したパラメータもトーラスの ジオメトリに関係するパラメータであり、反射・吸収成分の normalizaion に影響を与えるが、コンプトン ショルダー周りの構造を変化させるものではない(参照:3章)[2][16]。よって、今回固定しているパラメー タは直接的にコンプトンショルダーの構造を変化させるものではないため、その構造を用いて3つのパラ メータを制限できると考えられる。速度分散に関しては、まず3つのパラメータを取り込んだモデルでの 解析を行った後にモデルに取り込む。

4.2.2 直接·透過成分

直接・透過成分は本研究で用いているエネルギー範囲においてスペクトルへの寄与はほとんどない。しかし、後で記述する散乱成分の強度を推定する際に影響するため、考慮している。直接・透過成分のスペクトルモデルは単純なベキ型のスペクトルで表すことができる。ここで、光子指数は典型的な Seyfert 1 型の AGN で観測されている値である「1.9」で固定して解析を行うことにする。また、Chadra 衛星の HETG のエネルギー帯 0.4-10 keV であり、この限られたエネルギー範囲では直接・透過成分の normalization を制限 することは難しい。そこで、反射・吸収成分と直接・透過成分が $N_{\rm H} = 10^{24}$ cm⁻² のとき、7.0 keV 付近で 同じようなカウント数を持つことを用いて normalization を調整した。調整する際の値は我々のモンテカル ロシミュレータで、 $\cos\theta_{ia} = 0.3$ 、 $N_{\rm H} = 10^{24}$ cm⁻² におけるスペクトルで得られた値を用いている。

加えて、直接・透過成分の吸収物質の量 (水素柱密度)を、 $\sqrt{1-4\cos\theta_{ia}} \times N_{H}$ (Our model) としている。 Our model での水素柱密度の値はトーラスの赤道平面上の水素柱密度を表している。直接・透過成分はトー ラスを通り抜けるが、そのまま観測者に届く成分のことであり、受ける吸収は見込み角に依存した値である ため、先ほどのような係数を掛けることによって、吸収の影響を過大評価しないようにしている。図 4.6 に 直接・透過成分 (Direct N_{H}) と反射・吸収成分 (N_{H})の水素柱密度についての概略図を示す。



図 4.6: 直接・透過成分と反射・吸収成分に関する概略図。

4.2.3 散乱成分

今回解析を行うエネルギー範囲である、4-8 keV よりも低いエネルギー帯においては反射・吸収成分に 加えて、追加でベキ型の放射(散乱成分)を考える必要がある。この散乱成分は、トーラスと比較すると密 度の小さな NRL などの離れた領域で直接・透過成分が散乱されたものだと考えられている[8][36][37]。コ ンプトンショルダーはトーラスでコンプトン散乱された光子によって形成される構造であり、散乱成分は NLR などで散乱を受けているため、少なからず連続成分の形状にも影響を与えると考えられる。そのため、 解析する際に散乱成分を考慮する必要がある。また、散乱成分の normalization を制限するために、直接・ 透過成分の normalization に対する比を設定した。このフラックス比は、Bland-Hawthon et al.(1991)や Bland-Hawthon&Voit et al.(1993)、Matsumoto et al.(2004) から 0.001-0.05 の範囲であると推定されてお り、本研究の解析では、0.001-0.05 の範囲で解析を試み、最適値を決めることとする。[38][39][40]。

4.2.4 輝線放射

AGN からの X 線スペクトルにおいて、中性鉄輝線 (Fe-K α) だけではなく、他にも完全電離した物質から の輝線放射がよく観測されている [22][41]。Chandra 衛星の HETG で観測された解析天体である Circinus 銀河のスペクトルにおいても、6.5-7.0 keV 周りのエネルギー帯に複雑な輝線構造が存在している。初めに、 考えられる全ての輝線と吸収線に対してガウシアンを用いてフィッティングを行ったが。ほとんどの輝線に 対してその起源を特定することが難しかった。先ほど言った通り、その輝線構造 6.5-7.0 keV 周りにあり、 6.0-6.4 keV 付近に存在するコンプトンショルダーの構造に対して影響を与えていない。そのため、最も卓 越しており起源も明らかになっている 2 つの輝線 (6.70 keV,6.97 keV) と、吸収線 (6.79 keV) のみを考える ことにした。6.70 keV の輝線と 6.97 keV の輝線はそれぞれ、電離された水素状イオンの鉄による輝線 を電離された水素状イオンの鉄による輝線であり、吸収線は電離された水素状イオンの鉄による吸収線で ある。

4.2.5 スペクトルモデルの作成

これまでに説明した成分を考慮してスペクトルモデルを作成した。それを次式に示す。

gsmooth \times zwabs(PL_{scat} + zwabs \times PL_{direct} + zashift \times Reflection + emission lines) (4.1)

ここで、PL_{scat} は散乱成分の powerlaw、PL_{direct} は直接・透過成分の powerlaw、Reflection は反射・吸収 成分で Our model を用いて表され、emission lines は輝線放射である。詳細は以下で説明する。

$\operatorname{gsmooth}$

今回、まず Our model は速度分散が考慮されていない場合のモデルを用いて解析を行なっていく。その ため、Fe-Kaの輝線幅を広げることができない。そこで gsmooth を使うことで輝線幅を一様にスムージン グすることができる。gsmooth は以下の式で表される。

$$dC(E) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\Sigma(E)^2}} \exp\left[-\frac{1}{2}\left(\frac{\mathrm{E}-\mathrm{X}}{\Sigma(\mathrm{E})}\right)^2\right] \mathrm{A}(\mathrm{X})\mathrm{dX}$$
(4.2)

ここで、

$$\Sigma(e) = \sigma(E/6)^{\alpha} \tag{4.3}$$

である。 σ は6 keV におけるガウシアンの幅である。

zashift

zashift は他のモデルに対して、赤方偏移を追加することができるモデルである。今回、Our model には 赤方偏移の効果が含まれていないため、zashift × Reflection とすることによって赤方偏移を考慮している。 赤方偏移は Circinus 銀河が観測者から遠ざかることによって、ドップラー効果で天体から出た光がどれだ け変化したかを示す指標となる。通常 z で表され、今回 Circinus 銀河の z は 0.00145 である。

zwabs

zwabs とは吸収を表す量である wabs に赤方偏移を考慮したモデルのことであり、これを用いることに よって銀河吸収を考えている。ここでの銀河吸収は、主に Circinus 銀河での銀河吸収を考えており、値は 0.38 × 10²² cm⁻² である [42]。zwabs は次式のように表せる。

$$M(E) = \exp\left(-\mathrm{nH}\sigma(\mathrm{E}[1+\mathrm{z}])\right) \tag{4.4}$$

ここで、 $n_{\rm H}$ は水素柱密度であり、 $\sigma(E[1+z])$ は光電吸収による断面積、z は赤方偏移を表している。

powerlaw

powerlaw は吸収を受けていない時点の直接成分や散乱成分を表すモデルであり、次式ように表すことができる。

$$A(E) = K \left(\frac{E}{1 \text{ keV}}\right)^{-\Gamma}$$
(4.5)

ここで、 Γ は光子指数、Kは規格化定数であり、1 keVでのフラックス (phorons keV⁻¹s⁻¹cm⁻²)を表す。

ここまでで作成したモデルの第一項は銀河吸収を受けた散乱成分、第二項はトーラスによる吸収と銀河 吸収を受けた直接・透過成分を表していることがわかる。

emission lines(zgauss)

電離された鉄による輝線を表すために gauss と呼ばれるガウシアンを入れることがあり、zgauss はその gauss に赤方偏移が考慮されたモデルのことである。本研究でも 6.5-7.0 keV 周りの輝線に対しては zgauss を用いて表現している。zgauss は次のように表せ、

$$A(E) = \frac{K}{(1+z)\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{(E(1+z) - E_{line})^2}{2\sigma^2}\right)$$
(4.6)

Kは規格化定数、zは赤方偏移、 σ はガウシアンの幅、 R_{line} はラインの中心エネルギーである。

4.3 作成したモデルの Chandra (HETG) データへの適用

ここまで、AGN から放射される X 線スペクトルをどのようなモデルを用いて表現すればいいかを説明 してきた。ここからは、作成したスペクトルモデルを実際に Chandra 衛星の HETG による Circinus 銀河 の観測データに適用をしていく。

4.3.1 スペクトル解析

今回得られるデータは検出器のレスポンスも含まれたカウントスペクトルである。これに対して、スペ クトルモデルに検出器レスポンスを組み入れたものをデータにフィッティングを行なっていく。フィッティ ングがうまく行われているかの検定は、一般的には最小二乗法を用いるが、最小二乗法に必要な統計量にな るまでデータを binning してしまうと、エネルギー分解能の良い HETG のデータを用いた意味がなくなっ てしまう。そこで、bin 毎の統計量が少なくてもフィッティングを行うことができる、最尤推定に基づいた C-stastics を用いてフィッティングを試みる [43]。

フィッティング結果を図 4.7、図 4.8 を示す。



図 4.7:作成したスペクトルモデルを用いたフィッティング結果 (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。



図 4.8: 図 4.7を Fe-Ka 周りの 6.0-7.0 keV の範囲で拡大したもの(smooth モデル(左)、clumpy モデル(右))。

今回、コンプトンショルダーの形状によって、物質状態の制限を試みようとしているため、解析するエネ ルギーの範囲は 4.0-8.0 keV としている。図 4.7 から、前述したスペクトルモデルを用いることによって、 smooth モデルと clumpy モデルともにフィッティングを行うことができている。また、通常、単純なガウシ アンや pexrav モデルや pexmon モデルなどのコンプトンショルダーを考慮していないモデルを用いてフィッ ティングを行うと、コンプトンショルダーに対してフィッティングを行うことはもちろんできない (図 4.9)。



図 4.9: Reflection に PEXRAV モデルを用いて Fe-K α については単純なガウシアンでフィットした結果を 6.0-7.0 keV の範囲で拡大したもの。

図 4.8 を見ると、6.0-6.39 keV 付近にあるコンプトンショルダー構造に対して、Our model はその構造をよ く再現することができている。よってコンプトンショルダーの形状を用いて物質状態の制限を行うことがで きると考えられる。今回の解析では、スペクトルの形状からは smooth モデルと clumpy モデルに大きな違 いが見られなかった。

4.3.2 結果

表 4.2 に今回の解析で得られたパラメータを示す。散乱成分の直接成分に対する比 (以下 norm 比)を 0.001-0.05 まで変化させて解析を試みると 4.2.3 節で述べたが、0.003 より大きな値になると散乱成分の寄 与が大きくなりすぎてしまい、フィッティングを行うことができなかったため、0.0002-0.003 までの範囲で 解析を行った。norm 比が 0.003 よりも大きな値では、散乱成分の寄与が大きくなりすぎてしまい、光学的 に厚い Seyfert2 型の銀河の物理描象とは異なってしまう。しかし、norm 比が 0.001 よりも小さな値の時は それほど有意な変化は見られなかった。よって以下では、norm 比=0.001 に対する結果についてのみ議論 する。

まず、各パラメータについては、smooth モデルと clumpy モデルの大きな違いは見られなかった。ただし、今回得られたパラメータはお互いに縮退しており、相関し合うと考えられており、その相関の振る舞いが両者で異なる可能性もある。そこで、相関する 2 つのパラメーター同士で、少しずつパラメータを変化させ、そのときのフィット統計 (χ^2 フィットのときは χ^2 , 今回の C-statistics では、尤度に相当する C-stat)の変化量から、パラメータの信頼度の二次元分布 (以後コントアと呼ぶ)を作成した。今回、コントアは水素柱密度、見込み角、元素存在比について作成しており、smooth モデル、clumpy モデルともに 3 種類のコントアを作成した。コントアを作成することによって、そのフィット結果の誤差から縮退している各パラメータをどの程度制限できているのかについて議論することができる。作成したコントアを図 4.10-4.12 に示す。図 4.10-4.12 において、内側から 68、90、99 %の信頼度区間を示しており、それぞれ赤、緑、青線で表されている。またここでは散乱成分に対する直接・透過成分の normalization の比 (norm 比)を 0.001のものを示す。



図 4.10: norm 比=0.001 の時の得られた水素柱密度 $N_{\rm H}$ と見込み角 $(\cos\theta_{ia})$ の信頼度のコントア (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。



図 4.11: norm 比=0.001 の時の得られた元素存在比 (MA) と見込み角 (cos θ_{ia}) の信頼度のコントア (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。



図 4.12: norm 比=0.001 の時の得られた元素存在比 (MA) と水素柱密度 N_H の信頼度のコントア (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。

作成したコントアにおいても、smooth モデルと clumpy モデルに明らかな違いは見られず、ほぼ誤差範囲 で一致している。両モデルにおいて、少し違いが見られたのが見込み角であり、clumpy モデルのほうが smooth モデルと比較して、わずかに cosθ_{ia} の値が大きくなっていることがわかった。しかし、本解析では どちらのモデルがより良くトーラスの物質状態を表現できる可能性があるかを明らかにすることはできな かった。Furui et al.(2016) ではひとみ衛星の SXS(軟 X 線分光検出器) のシミュレーションスペクトルを用 いて、smooth モデルと clumpy モデルで異なった異なった振る舞いを示すことが記述されている。よって、 より分解能の良い観測データを用いることによって、水素柱密度や元素存在比などに違いが生じる可能性 があり、そこからトーラス内部の構造までも制限することができると考えられる。

コントア解析によって得られた各パラメータの best-fit 値とその誤差 (90 %誤差)を表 4.2 に示す。誤差 に関しては各パラメータ 2 種類のコントアが得られたが、得られた誤差の平均値としている。

smooth モデル					
反射・吸収成分			直接・透過成分	散乱成分	
$N_{\rm H}[10^{22}~{\rm cm}^{-2}]$	incl. $(\cos\theta_{ia})$	MA[Solar.]	$N_{\rm H}[10^{22}~{\rm cm}^{-2}]$	norm 比	C - stat (d.o.f)
388	0.38	2.19	255	0.003	683(609)
470^{+121}_{-102}	$0.19\substack{+0.17 \\ -0.08}$	$1.82^{+0.19}_{-0.19}$	436	0.001	668(609)
$414_{-35.9}^{+323}$	$0.30\substack{+0.08\\-0.18}$	$1.75_{-0.18}^{+0.18}$	330	0.0003	666(609)
$422_{-40.4}^{+345}$	$0.30\substack{+0.08\\-0.18}$	$1.75\substack{+0.17 \\ -0.17}$	336	0.0002	665(609)
clumpy モデル					
反射・吸収成分			直接・透過成分	散乱成分	
$N_{\rm H}[10^{22} {\rm ~cm^{-2}}]$	incl. $(\cos\theta_{ia})$	MA[Solar.]	$N_{\rm H}[10^{22}~{\rm cm}^{-2}]$	norm 比	C - stat (d.o.f)
422	0.36	2.15	297	0.003	681(609)
$481^{+93.6}_{-58.9}$	$0.34_{-0.22}^{+0.07}$	$1.79_{-0.17}^{+0.17}$	350	0.001	667(609)
$525_{-68.6}^{+93.8}$	$0.37\substack{+0.06 \\ -0.08}$	$1.66\substack{+0.16\\-0.16}$	355	0.0003	666(609)
$529^{+99.0}_{-66.6}$	$0.36\substack{+0.07\\-0.04}$	$1.63_{-0.16}^{+0.16}$	367	0.0002	666(609)

表 4.2: 式 4.1 のスペクトルモデルを用いた解析によって得られたパラメータ。

トーラスの赤道平面上の水素柱密度は smooth モデル、clumpy モデルでそれぞれ、470⁺¹²¹₋₁₀₂、481^{+93.6}_{-58.9} × 10²² cm⁻² という値が得られ、両モデルの水素柱密度は誤差の範囲で一致しており、ここでもモデル による差は生じていなかった。Circinus 銀河の水素柱密度の値は、すざく衛星の広帯域スペクトルの観測に よって $4.6^{+0.47}_{-0.23}$ × 10²⁴ cm⁻²、NuSTAR によって 6.0-10 × 10^{24} cm⁻² と推定されており、今回得られた値 は先行研究とも矛盾しない値であり、トーラスが光学的に厚い状態であることを示唆している [42][44]。次 に見込み角は、cos θ_{ia} = $0.19^{+0.17}_{-0.08}$ 、 $0.34^{+0.07}_{-0.22}$ (smooth モデル、clumpy モデル) と制限することに成功した。 1.4 節で述べた、Awaki et al.(2008) での AGN の X 線スペクトルの解析など、AGN のスペクトル解析をす る際は、よく cos θ_{ia} の値を 0.5 と仮定して解析が行われているが、今回、見込み角を free parameter とし て制限を行うことに成功することができた。cos θ_{ia} の値が 0 のとき、トーラスを見込む角度はトーラスの赤 道平面上と平行な視線で、つまり中心がトーラスに囲まれて見えない角度から観測をしているということ になる。よって、得られた見込み角の値は Seyfert 2 型の銀河の物理描象と矛盾しない値であることがわか る。また、元素存在比 (MA) に関しては $1.82^{+0.19}_{-0.17}$ Solar.(smooth、clumpy) という値を得ること ができた。従来のトーラスモデルでは元素存在比を考慮しているモデルはなく、スペクトル解析を行う際に 元素存在比を 1、つまり太陽組成比と仮定して解析が行われることが多かった [44][45]。今回、4.0-8.0 keV という限られたエネルギー範囲で、コンプトンショルダーを用いることによって、水素柱密度と見込み角だ けでなく元素存在比の制限までも行うことができた。

4.4 V_{turb}の追加

ここまで水素柱密度、見込み角、元素存在比をパラメータとした Our model を用いて解析を行なってき た。3.2 節で述べたように、本研究ではさらに、トーラス内物質の速度分散 V_{turb} も考慮している。これは、 観測された輝線の広がりに寄与するが、ここまでは計算の簡略化のため gsmooth モデルで代用することで、 データの再現に成功している。ただし、gsmooth は単純にガウス関数で左右対称にデータを広げる効果を 持つに過ぎず、実際の輝線の広がり方は物質の運動の異方性を反映して単純なガウス関数では表せない可 能性がある。本研究で扱った Chandra 衛星の HETG による観測データでは、前節のように gsmooth を用 いることによって十分データを再現できたが、将来計画である XRISM や ATHENA の超高分散 X 線デー タでこの速度分散の効果を測定できることを期待し、これまでのモデルに更に V_{turb} を加えたモデルを作成 し、その妥当性を検証する。ここからは更に、トーラス内の物質の速度分散をパラメータに加えて、4 つの パラメータに対して制限を行なっていく。それに伴いスペクトルモデルから gsmooth による輝線の広がり がなくなり、以下のような式でスペクトルモデルが表されるようになる。

 $zwabs(PL_{scat} + zwabs \times PL_{direct} + zashift \times Reflection + emission lines)$ (4.7)

このスペクトルモデルを前節と同じ Chandra:HETG で観測された Circinus 銀河の鉄輝線周辺データに適応し、V_{turb}を加えたことによる影響について議論する。

4.4.1 スペクトル解析

ここでは 4.3 節と同様の方法を用いてフィッティングを行う。フィッティング結果を図 4.13、図 4.14 を 示す。



図 4.13: 作成したスペクトルモデルを用いたフィッティング結果 (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。



図 4.14: 図 4.13 を Fe-Ka 周りの 6.0-7.0 keV の範囲で拡大したもの (smooth モデル (左)、clumpy モデ ル (右))。

4.3 節でのスペクトル解析と同様に、図 4.13 から、smooth モデルと clumpy モデルともに問題なくフィッ ティングを行うことができていることがわかる。しかし、gamooth を用いて単純に輝線の広がりを考えた 際の解析に比べて、速度分散を考慮した今回解析では、Fe-Kα 周りの残差が少し大きくなっていることがわ かる。図 4.14 を見ると、Fe-Kα 周りに対するフィッティングがばらついてしまっている。しかし、コンプト ンショルダー構造は前回同様に再現できており、輝線の中心エネルギーに対しては、今回の解析のほうが少 しながらフィッティングは良くなっている。ここでも、スペクトルの形状からは smooth モデルと clumpy モデルに大きな違いが見られなかった。

4.4.2 結果

4.3 節と同様にコントアの作成を行った。今回は直接・透過成分と散乱成分の比を 0.001 のもののみ解析 を行なっている。図 4.15-4.17 にその結果を示す。



図 4.15: norm 比=0.001 の時の得られた水素柱密度 $N_{\rm H}$ と見込み角 $(\cos\theta_{ia})$ の信頼度のコントア (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。



図 4.16: norm 比=0.001 の時の得られた元素存在比 (MA) と見込み角 (cos θ_{ia}) の信頼度のコントア (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。



図 4.17: norm 比=0.001 の時の得られた元素存在比 (MA) と水素柱密度 N_H の信頼度のコントア (smooth モデル (左)、clumpy モデル (右))。

これらの図は、図 4.10-4.12 と各パラメータの範囲を同じにしている。速度分散を追加することによって、 全てのパラメータの誤差範囲がより制限されていることがわかる。こちらのコントアにおいても、smooth モデルと clumpy モデルに明らかな違いは見られず、ほぼ誤差範囲で一致しており、傾向も clumpy モデル のほうが smooth モデルと比較して、わずかに cosθ_{ia} の値が大きくなっているという同様の結果になって いる。

コントア解析によって得られた各パラメータの best-fit 値とその誤差 (90 %誤差)を表 4.3 に示す。誤差 に関しては各パラメータ 2 種類のコントアが得られたが、得られた誤差の平均値としている。

	反射・吸収成分				直接・透過成分	
モデル	$N_{\rm H}[10^{22}~{\rm cm}^{-2}]$	incl. $(\cos\theta_{ia})$	MA[Solar.]	$V_{turb}[{\rm km~s^{-1}}]$	$N_{\rm H}[10^{22}~{\rm cm}^{-2}]$	C - stat (d.o.f)
smooth	$460^{+106}_{-84.0}$	$0.20_{-0.07}^{+0.13}$	$1.85_{-0.15}^{+0.13}$	733^{+207}_{-212}	422	665(609)
clumpy	$493_{-62.9}^{+69.2}$	$0.35\substack{+0.08\\-0.07}$	$1.80\substack{+0.16 \\ -0.15}$	715^{+215}_{-211}	352	664(609)

トーラスの赤道平面上の水素柱密度は smooth モデル、clumpy モデルでそれぞれ、 $460^{+106}_{-84.0}$ 、 $493^+_{-} \times 10^{22}$ cm⁻² という値が得られ、両モデルの水素柱密度は誤差の範囲で一致しており、ここでもモデルによる差は生 じていなかった。4.3 節の解析と比較すると、水素柱密度の値が大きく見積もられている。見込み角は、 $\cos\theta_{ia}=0.20^{+0.13}_{-0.07}$ 、 0.35^+_{-} (smooth モデル、clumpy モデル) となった。また、元素存在比 (MA) に関しては $1.85^{+0.13}_{-0.15}$ 、 1.80^+_{-} Solar.(smooth、clumpy) という値を得ることができた。これらのパラメータの変化は、 gsmooth を用いて単純に輝線の幅を広げるのではなく、トーラス内の速度分散を考慮することによってコ ンプトンショルダーの形状が違った変化をすることによって、その形状からパラメータを制限した結果だと 考えられる。速度分散 (V_{turb}) は 700km s⁻¹ 程度の値が得られ、これは典型的なものより小さな値になって いる。速度分散をより正確に求めるためには、ひとみ衛星のようにエネルギー分解能が数 eV ほどの観測を 行う必要がある。

第5章 考察

水素柱密度、元素存在比、見込み角などのいくつかのパラメータは縮退しており、元素存在比を太陽組成 比と仮定してトーラスの物質状態の研究がなされることが多かった。それに対して、Chandra 衛星の HETG の観測データと Our model を用いることによって、4.0-8.0 keV の範囲のみのデータでもコンプトンショル ダー構造からそれらの 3 つのパラメータに加えて速度分散も制限することができた。これは、2 章説明した ように、Fe-K α のフラックスとコンプトンショルダーのフラックスの比が各パラメータで異なる振る舞いを 示しており、コンプトンショルダーの形状を用いることで、その縮退を解き、制限を行えたと考えられる。 我々の解析では水素柱密度、見込み角、元素存在比をそれぞれ 470⁺¹²¹₋₁₀₂ × 10²⁴ cm⁻²、cos θ_{ia} =0.19^{+0.17}_{-0.08}、 1.82^{+0.19}_{-0.19} Solar Abundance(速度分散が Our model に入っていないモデル (smooth)) という値が得られた。 4 章で述べたように水素柱密度は先行研究と矛盾しない値を得られ、見込み角については Seyfert2 型の 銀河の物理描象とも一致している。加えてトーラス周辺 (数 10 pc) からの X 線放射の特徴を示している 我々の解析で得られた元素存在比は太陽組成比よりもわずかに大きな 1.80 Solar. 程度となった。この値は Groves et al.(2006) や Du et al.(2014) で調べられている、他 AGN の NLR(通常、100 pc-1.0 kpc を越える スケール) の観測によって求められた元素存在比である 1.0-4.0 Solar. と矛盾のない値であり、トーラス周辺 を見ている今回の結果は NLR よりも内側の元素存在比を推定したという点でも有益な情報である [46][47]。

また、1.75 Solar. という値はトーラス内での星形成に関する情報を与えるものでもある。トーラス内での星形成は、母銀河からの物質供給やトーラス形成、中心 BH の進化において、トーラスの角運動量輸送に関する重要な役割を担っている [48][49]。NLR からトーラスへの物質降着を考慮すると、トーラスにおける元素存在比は少なくとも1 solar. 程度以上であり、さらにトーラス内における星形成によってそれよりも大きくなると考えられる。星形成が活発であるほど元素存在比は大きくなる傾向にあり、Yate et al.(2012)では、~1 M_{\odot} yr⁻¹ 程度の星形成率で 1-2 solar. 程度の元素存在比になると報告されている [51]。この結果と、今回の観測で元素存在比を制限できたことをあわせて考えることで、トーラスにおける星形成率計算モデルに制限を与えることができる。例えば、Mutschki et al.(2013)では、AGN トーラスで~1 M_{\odot} yr⁻¹程度の星形成率が計算されていることからこのモデル程度の星形成率だと、我々の解析結果である、トーラスの元素存在比~2 solar. と大きく矛盾しないことになる [50]。一方、これ以上極端に星形成率が高くなるようなトーラス進化モデルは棄却することができる。

今回、smooth モデルと clumpy モデルの両モデルを実データに適用したが、2 つのモデルの有意な差を 得ることができなかった。その差を見つけるためには、現在解析しているエネルギー範囲(4.0-8.0 keV)よ りもさらに高エネルギー側での広帯域観測データを用いる方法が挙げられる。そのエネルギー帯域では直 接・透過成分のスペクトルへの寄与が大きくなることと、smooth モデルと clumpy モデルで違いが現れるこ とが Furui et al.(2016)で報告されている。そこから水素柱密度を求めることで、smooth モデルと clumpy モデルで違いが見られるようになると考えられる。そのためには、良いエネルギー分解能の観測データと 広帯域観測データ(例:HETG と Nustar によって同時観測された Seyfert2 型銀河)を組み合わせて用いるこ とが重要になる。また、本解析で用いた Chandra 衛星の HETG よりも高いエネルギー分解能の衛星を用 いる方法も挙げられる。2016年に打ち上げられたひとみ衛星の後継機として計画されている XRISM 衛星 が2021年に打ち上げ予定とされており、海外の計画である ATHENA 衛星が2028年打上げ目標とされて いるなど、高精度分光観測データを入手できると期待されており、その観測データを用いることで、強い制 限をつけることができると考えられる。

第6章 まとめと今後

本研究では、Furui et al.(2016)で構築された Our model(smooth モデルと clumpy モデル)を実観測デー タに適用し、正しく解析を行うことができるかどうかを調べ、AGN トーラス内部の物質状態を推定しよう と試みた。その際に用いる観測データは、コンプトンショルダーという輝線の低エネルギー側に形成される 構造が、水素柱密度や見込み角、元素存在比などによって形状が変化することが知られており、物質状態を 調べるために重要な情報をもたらすため、輝線とコンプトンショルダーを分解できる高いエネルギー分解 能を持つ Chandra 衛星の HETG で観測された Seyfert2 型銀河である Circinus 銀河のデータを用いること とした。

まず解析を行う前に、Our model に考慮するパラメータの選別を行った。コンプトンショルダーに着目 するため、コンプトンショルダーの形状を変えうるパラメータをモデルに含める必要がある。その結果、水 素柱密度、見込み角、元素存在比以外のパラメータはそれほど大きく影響せず、考慮しなくとも解析が可能 であることがわかった。よって、その3つのパラメータを考慮したモデルと、それに加えて、輝線の広が りに寄与するトーラス内の物質の速度分散も考慮したモデルも用いて解析を行った。

解析の際には、より現実的なトーラスからの X 線スペクトルを考えるために、直接・透過成分や反射・吸収成分 (Our model)、散乱成分、輝線放射を考慮してスペクトルモデルを作成した。解析の結果、水素柱 密度、元素存在比、見込み角はそれぞれ、 $4-5 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ 、 $\cos\theta_{ia} \sim 0.3$ 、1.75 Solar Abundance 程度と 制限でき、水素柱密度と見込み角は先行研究や Seyfert2 型銀河の物理描象と矛盾しないを得ることができ た。特に元素存在比に関しては、従来のトーラスモデルでは元素存在比を考慮しているモデルはなく、太陽 組成比と仮定して解析されることが多かったが、本研究では制限することができ、この値は星形成に関する 重要な情報を与えるものである。また、4.0-8.0 keV という限られたエネルギー範囲で、コンプトンショル ダーのみを用いることによって制限を行うことができたことは大きい。

本研究では smooth モデルと clumpy モデルの有意な違いは見られなかった。その違いは、広帯域 (10 keV 以上) を観測しているデータとの同時観測データや、XRISM 衛星や ATHENA 衛星などによる高精度分光 観測データを用いた解析を行うことによって見つかる可能性がある。他にも、今回の Our model でのトー ラスの形状はドーナツ型であるが、Kawaguchi&Mori et al.(2010) で示唆されている、すり鉢型のトーラス ジオメトリを考慮しシミュレーションを行う必要がある [52]。

関連図書

- [1] https://sites.uni.edu/morgans/astro/course/Notes/section3/new13.html
- [2] 古井俊也、広島大学、修士論文、2015
- [3] 上原悠一、東京大学、修士論文、2009
- [4] ピーターソン「活動銀河核」(丸善株式会社)
- [5] 林数馬、広島大学、修士論文、2013
- [6] http://www.isdc.unige.ch/ ricci/Website/AGN __ in __ the __ X-ray __ band.html
- [7] Sunyaev & Churazov, 1996, Astronomy Letters, 22, 5, 648
- [8] Awaki, H., Anabuki, N., Fukazawa, Y., et al. 2008, PASJ, 60, S293
- [9] Nenkova, M., Ivezić, Ž, & Elitzur, M. 2002, ApJL, 570, L9
- [10] Nenkova, M., Sirocky, M. M., Ivezirmc, Z, & Elitzur, M. 2008, ApJ, 685, 147
- [11] Hönig, S. F., Beckert, T., Ohnaka, K., & Weigelt, G. 2006, A&A, 452, 459
- [12] Mor, R., & Netzer, H. 2012, MNRAS, 420, 526
- [13] Leipski, C., Meisenheimer, K., Walter, F., et al. 2014, ApJ, 785, 154
- [14] Odaka et al. 2011, ApJ, 740, 103
- [15] Hirokazu Odaka, Institute of Space and Astronautical Science Doctral Thesis, "Detailed Modeling and Observational Verification of X-ray Reprocessing in Astrophysical Objects" (2012)
- [16] Furui et al. 2016, ApJ, 818, 164
- [17] Murphy & Yaqoob, 2009, MNRAS 397, 1549
- [18] Ikeda et al. 2009, APJ, 692, 608-617
- [19] Yuan Liu & Xiaobo Li 2014, APJ, 787, 52
- [20] Watanabe, S., Sako, M., Ishida, M., et al. 2003, ApJL, 597, L37
- [21] Torrejn, J. M., Schulz, N. S., Nowak, M. A., & Kallman, T. R. 2010, ApJ, 715, 947
- [22] Matt, G., Bianchi, S., Guainazzi, M., & Molendi, S. 2004, A&A, 414, 155

- [23] Matt, G. 2002, MNRAS, 337, 147
- [24] Molendi, S., Bianchi, S., & Matt, G. 2003, MNRAS, 343, L1
- [25] Yaqoob, T., Tatum, M. M., Scholtes, A., Gottlieb, A., & Turner, T. J. 2015, MNRAS, 454, 973
- [26] Odaka, H., Yoneda, H., Takahashi, T., & Fabian, A. 2016, MNRAS, 462, 2366
- [27] https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/heasarc/ofwg/docs/general/ogip_92_009/ogip_92_009.html
- [28] 河嶋健吾、広島大学、修士論文、2005
- [29] http://cxc.harvard.edu/proposer/POG/html/index.html
- [30] Shu, X. W., Yaqoob, T., & Wang, J. X. 2011, ApJ, 738, 147
- $[31]\,$ Hikitani et al. 2018, ApJ, 867, 80
- [32] Bianchi, S., Guainazzi, M., & Chiaberge, M. 2006, A&A, 448, 499
- [33] Izumi, T., Wada, K., Fukushige, R., Hamamura, S., & Kohno, K. 2018, ApJ, in press (arXiv:1809.09154)
- [34] Marinucci, A., Miniutti, G., Bianchi, S., Matt, G., & Risaliti, G. 2013, MNRAS, 436, 2500
- [35] Anders, E., & Grevesse, N. 1989, GeCoA, 53, 197
- [36] Awaki, H., Ueno, S., Taniguchi, Y., & Weaver, K. A. 2000, ApJ, 542, 175
- [37] Matt, G., Bianchi, S., Awaki, H., et al. 2009, A&A, 496, 653
- [38] Bland-Hawthorn, J., Sokolowski, J., & Cecil, G. 1991, ApJ, 375, 78
- [39] Bland-Hawthorn, J., & Voit, G. M. 1993, RMxAA, 27, 73
- [40] Matsumoto, C., Nava, A., Maddox, L. A., et al. 2004, ApJ, 617, 930
- [41] Iwasawa, K., Fabian, A. C., & Matt, G. 1997, MNRAS, 289, 443
- [42] Yang, Y., Wilson, A. S., Matt, G., Terashima, Y., & Greenhill, L. J. 2009, ApJ, 691, 131
- [43] https://heasarc.gsfc.nasa.gov/xanadu/xspec/manual/XSappendixStatistics.html
- [44] Arrmevalo, P., Bauer, F. E., Puccetti, S., et al. 2014, ApJ, 791, 81
- [45] Mueller Srmanchez, F., Davis, R. I., Eisenhauer, F., Tacconi, L, J., Genzel, R., & Sternberg, A. 2006, A&A, 454, 481
- [46] Groves, B. A., Heckman, T. M., & Kauffmann, G. 2006, MNRAS, 371, 1559
- [47] Du, P., Wang, J.-M., Hu, C., et al. 2014, MNRAS, 438, 2828

- [48]Vollmer, B., & Beckert, T. 2003, A&A, 404, 21
- [49] Vollmer, B., Beckert, T., & Davies, R. I. 2008, A&A, 491, 441
- [50] Wutschik, S., Schleicher, D. R. G., & Palmer, T. S. 2013, A&A, 560, A34
- [51] Yate, Rovert M., Kauffmann, G., & Guo, Q. 2012, MNRAS, 422, 215
- [52] Kawaguchi & Mori, 2010, APJ, 724, L183