X線反射成分を用いた活動銀河核トーラスの物質状態の研究

広島大学 理学研究科 物理科学専攻

高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M116759

林 数馬

主查:深沢 泰司 副查:山本 一博

2013年2月8日

概 要

活動銀河核 (AGN) は、銀河中心の太陽系程度の狭い領域から 10^{42-47} erg/s という、通常の銀河 全体と同程度かそれ以上の明るさで輝いている天体である。そのエネルギー源は中心に存在する 10^{6-10} M_{\odot} の超巨大ブラックホールに物質が落ち込む時に発生すると考えられている。AGN は 中心に存在するブラックホールの他に、図1のように降着円盤やその円盤の外側に存在するドー ナツ状のトーラスと呼ばれる構造などで構成されていると考えられている。AGN からの放射は幅 広い波長域で観測されるが、X 線においては降着円盤由来と考えられるべき型の直接成分と周辺 の物質によって散乱された反射成分が混ざり合った放射が観測される。反射成分にはトーラスな どに含まれる元素の蛍光 X 線や吸収量などの情報が含まれており、AGN のブラックホール周辺 の状態を調べるために非常に重要な成分である。しかし反射成分については、直接成分との分離 が難しいことや、周辺物質の状態を反映した反射成分の正確なモデルがなかったことから、反射 成分を用いて周辺物質の状態を推定することは難しかった。しかし近年では日本の5番目の X 線 天文衛星「すざく」によって統計が良く、広帯域なスペクトルデータが得られるようになったた め、直接成分と反射成分の分離が可能となり、周辺物質の研究が進んでいる。

本研究ではを AGN の反射成分の正確なスペクトルモデルを構築することを目的としている。反 射成分は過程として吸収、散乱、蛍光 X 線などを含み複雑なため、Geant4 を用いてモンテカル ロ・シミュレーションを行い反射成分のモデルを構築した。シミュレーションではトーラスのジ オメトリを再現し、X 線光子を入射させることで反射成分のスペクトルを再現した。シミュレー ションで得られた反射成分のスペクトルから、トーラスのパラメータによるスペクトル形状の変 化を調査した。図2にトーラスの開口角の違いによるスペクトルの変化の様子を示す。その後シ ミュレーションデータを用いて、トーラスの開口角、鉄のアバンダンス、トーラスの見込み角の3 つのパラメータを持つスペクトルモデルを構築した。このモデルを用いて実際に観測された天体 の解析を行い、トーラスの開口角や見込み角、元素組成比の推定を行った。

2014年には次のX線天文衛星ASTRO-Hの打ち上げにより高精度のX線スペクトル観測が可能となるため、AGNの反射成分について将来どのような研究を行うことが可能か、ということについても議論した。

目 次

第1章	Introduction	6
1.1	背景	6
1.2	研究目的....................................	6
第2章	活動銀河中心核(AGN)	7
2.1	AGN の分類	7
	2.1.1 Seyfert 銀河	7
	2.1.2 電波銀河	8
	2.1.3 ブレーザー	8
	2.1.4 クエーサー	8
2.2	AGN の物理描像	8
2.3	AGN の統一モデル	9
2.4	AGN の X 線スペクトル	10
	2.4.1 直接成分	11
	2.4.2 吸収構造と反射成分	11
	2.4.3 輝線成分とコンプトンショルダー	13
2.5	AGN の偏光観測	14
2.6	X 線における AGN トーラスモデル	14
第3章	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション	17
第 3 章 3.1	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義	17 17
第3章 3.1 3.2	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義	17 17 17
第3章 3.1 3.2 3.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細	17 17 17 17
第3章 3.1 3.2 3.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1	17 17 17 17 17
第3章 3.1 3.2 3.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2	17 17 17 17 18 18
第3章 3.1 3.2 3.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル	17 17 17 17 18 18 20
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 プロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションの比較	17 17 17 17 18 18 20 20
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロップトーラスモデル スペクトルのモデルごとの比較 3.4.1 Equivalent Width(等価幅)の比較	17 17 17 18 18 20 20 21
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.5	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較 3.4.1 Equivalent Width(等価幅)の比較 X 線反射スペクトルモデルの構築	 17 17 17 18 18 20 20 21 21
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.5 第4章	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較 3.4.1 Equivalent Width(等価幅)の比較 X 線反射スペクトルモデルの構築 「すざく」による AGN の観測	17 17 17 18 18 20 20 21 21 21 21 25
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.4 第4章 4.1	AGN トーラスと Geant4 シミュレーションの意義 シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロッブトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較	 17 17 17 17 18 20 20 21 21 25 25
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.4 第4章 4.1 4.2	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロッブトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較 3.4.1 Equivalent Width(等価幅)の比較 X 線反射スペクトルモデルの構築 「すざく」による AGN の観測 解析天体の選定 解析に用いたスペクトルモデル	 17 17 17 17 18 20 20 21 21 25 25
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.4 第4章 4.1 4.2 4.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 -様トーラスモデル 3.3.2 プロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較 3.4.1 Equivalent Width(等価幅)の比較 × 線反射スペクトルモデルの構築 「すざく」による AGN の観測 解析に用いたスペクトルモデル 解析結果	 17 17 17 17 18 20 20 21 21 21 25 25 25 26
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.4 3.5 第4章 4.1 4.2 4.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーションの意義 ジミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較	 17 17 17 17 18 20 20 21 21 21 25 25 26 26
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.4 3.5 第4章 4.1 4.2 4.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較 3.4.1 Equivalent Width(等価幅)の比較 X 線反射スペクトルモデルの構築 「すざく」による AGN の観測 解析天体の選定 解析に用いたスペクトルモデル 解析結果 4.3.1 モデルごとの比較 4.3.2 開口角と見込み角の推定	17 17 17 18 18 20 20 21 21 21 21 25 25 25 25 26 26 26 31
第3章 3.1 3.2 3.3 3.4 3.5 第4章 4.1 4.2 4.3	AGN トーラスと Geant4 シミュレーション シミュレーションの意義 Geant4 シミュレーションの詳細 3.3.1 一様トーラスモデル 3.3.2 ブロップトーラスモデル 3.3.3 行ったシミュレーションのモデル 反射スペクトルのモデルごとの比較	 17 17 17 17 18 20 20 21 21 25 25 26 26 31 34

第5章	次期 X 線天文衛星 ASTRO-H にむけて	41
5.1	次期 X 線天文衛星 ASTRO-H	41
5.2	ASTRO-Hの搭載機器	41
	5.2.1 高分散 X 線分光検出器 SXS	41
	5.2.2 軟 X 線撮像検出器 SXI	42
	5.2.3 硬 X 線撮像検出器 HXI	43
	5.2.4 軟ガンマ線検出器 SGD	44
5.3	ASTRO-H で期待される AGN のサイエンス	45
	5.3.1 コンプトンショルダー	45
第6章	まとめ	48

図目次

2.1	Seyfert I 型と II 型のスペクトル	7
2.2	SeyfertII 型の分光スペクトルと偏光スペクトル	9
2.3	AGN の統一モデルの図 [2] 10	0
2.4	AGN の X 線スペクトル [4]	1
2.5	吸収を含む連続成分のシミュレート図11	2
2.6	太陽組成比の吸収・散乱断面積	2
2.7	X 線連星 GX301-2 で観測されたコンプトンショルダー [8]	3
2.8	無限平面での反射を考えたモデルのジオメトリ [28]	4
2.9	ドーナツ状のトーラスを仮定したモデル [20]	5
2.10	扇状のトーラスモデル [7]	5
2.11	赤外領域のシミュレーションで用いられるトーラス [25]	6
3.1		3
3.2		9
3.3	- 殻構造を持つブロップの図20	0
3.4	シミュレーションで得られたモデルごとの比較20	0
3.5	シミュレーションで得られたモデルごとの 6 keV 付近の比較 2	1
3.6	開口角の依存性	2
3.7	鉄のアバンダンス依存性	3
3.8	見込み角依存性	3
3.9	トーラスの光学的厚さの依存性 24	4
4.1	スペクトルフィットの結果	8
4.2	スペクトルフィットの結果 2	9
4.3	スペクトルフィットの結果 2	0
4.4	スペクトルフィットによる開口角と見込み角の関係	2
4.5	スペクトルフィットによるトーラスの光学的厚さと見込み角の関係	5
4.6	スペクトルモデル 2 での Mrk 3 のフィット	6
4.7	Circinus Galaxy を Model C でフィッティングしたスペクトル $3'$	7
4.8	pexmon のモデルを用いてシミュレートした XIS のスペクトルをフィットしたもの	
	(左)とMYMODELを用いてシミュレートした XIS のスペクトルをフィットしたも	
	$\mathcal{O}(\mathbf{f})$	7
5.1	X 線マイクロカロリメーターの概念図 [23]	2
5.2	SXIの概略図 [23]	3
5.3	HXIの概略図 [23]	3
5.4	SGD の概略図 (左) とコンプトンカメラの 1 ユニット $[23]$	4
5.5	自由電子と束縛電子によるコンプトンショルダーの形状の違い。	5

5.6	ブロッブトーラスモデルでの鉄輝線付近のスペクトル	46
5.7	SXS による NGC4151 のシミュレートスペクトル	46
5.8	コンプトンショルダーの柱密度依存性 (左) 見込み角依存性 (右)	47

表目次

2.1	Schartmann et al.(2008) で用いられているパラメータ	15
2.2	Kawaguchi & Mori (2011) でのパラメータ	16
3.1	仮定した重元素の太陽組成比 [10]	18
3.2	各モデルの等価幅....................................	21
3.3	スペクトルモデルのパラメータ	22
3.4	スペクトルモデル2のパラメータ	22
4.1	解析天体のデータ....................................	25
4.2	解析天体の $\chi^2/d.o.f$	27
4.3	フィッティングから求めた開口角と見込み角	31
4.4	フィッティングから求めたトーラスの光学的厚さと見込み角	34
4.5	Circinus Galaxy の輝線強度と Ni/Fe の値	38
4.6	Mrk 3 の輝線強度と Ni/Fe の値	38
4.7	NGC1068の輝線強度と Ni/Fe の値	38
4.8	NGC2992の輝線強度と Ni/Fe の値	38
4.9	NGC3516の輝線強度と Ni/Fe の値	38
4.10	NGC3783の輝線強度と Ni/Fe の値	39
4.11	NGC4151 の輝線強度と Ni/Fe の値	39
4.12	NGC4388 の輝線強度と Ni/Fe の値	39
5.1	SXSの性能 [23]	42
5.2	SXIの性能 [23]	42
5.3	HXIの性能 [23]	44
5.4	SGD の性能 (コンプトンモード)[23]	44

第1章 Introduction

1.1 背景

宇宙には銀河団、銀河といった非常に大きなスケールから中性子星やブラックホールといった 小さなスケールまで多くの天体が存在している。現在多くの天体が電波、赤外線、可視光、紫外 線、X線、ガンマ線などの波長域で観測され研究が行われている。これは天体が幅広い波長域で 放射をしているからであり、観測波長が異なれば、その放射メカニズムも異なり、同一の天体で あっても異なる側面を見ることができる。そのような様々な波長の中にあって X線は非常に高温 の領域から放射される光である。X線を放射する天体には超新星残骸、活動銀河核、銀河団など の天体があるが、X線は大気に吸収されてしまうため地上での観測は不可能である。そのためこ れまでにも多くの X線衛星が打ち上げられ、様々な天体の活動的な姿を発見してきた。

その中で活動銀河核は X 線を放射する代表的な天体である。活動銀河核 (AGN) は、銀河中心の 太陽系程度の狭い領域から 10^{42~47} erg/s という、通常の銀河全体と同程度かそれ以上の明るさで 輝いている天体である。AGN からの放射は幅広い波長域で観測されるが、X 線においては降着円 盤由来と考えられるべき型の直接成分と周辺の物質によって散乱された反射成分が混ざり合った 放射が観測される。しかし反射成分については、直接成分との分離が難しいことや、周辺物質の 状態を反映した反射成分のモデルが少ないことから、反射成分を用いて周辺物質の状態を推定す ることは難しかった。近年では日本の 5 つ目の X 線天文衛星「すざく」によって統計が良く、広 帯域でスペクトルデータが得られるようになったため、直接成分と反射成分の分離が可能になっ た。また周辺の物質状態を反映した反射成分のモデルも作られるようになり、AGN の周辺物質の 状況が明らかになりつつある。

2014 年には次の X 線天文衛星 ASTRO-H の打ち上げもあり、現在よりもさらに詳細な議論が 可能となる。そのためにも今から AGN に関してどのような研究を行うことが可能か、またそれに はどのような観測が必要なのかを議論しておく必要がある。

1.2 研究目的

ここまでに述べたように、AGN の X 線スペクトルにおいて反射成分は、周辺物質の情報を含ん でいる。そのため反射成分を調べることにより周辺物質の状態を知ることができる。しかしこれ までのスペクトル解析で用いられたモデルは、これまでにわかっている周辺物質の状態を取り込 んでいないという問題があった。そこで本研究では周辺物質の状態を取り込んだモデルから、そ の状態を推定することを目的とする。本研究ではモデルスペクトルの作成にモンテカルロ・シミュ レーションのソフトウェアである Geant4 を用いた。まずはシミュレーションから得られたデータ を用いて物理状態の違いによるスペクトルの変化を調べた。その後モデルスペクトルを用いて実 際の天体の解析を行い、周辺物質の状態を推定した。またシミュレーションデータから次期 X 線 天文衛星 ASTRO-H で期待される AGN のサイエンスについても議論した。

第2章 活動銀河中心核(AGN)

銀河の中には中心部の狭い領域がとても明るく輝いている活動銀河中心核 (AGN) と呼ばれる天体が存在する。AGN の電磁放射は通常の銀河全体と同じかそれ以上で、電波 ~ ガンマ線にいたる幅広い波長域で観測される。このような AGN の非常に強い放射は、中心の巨大なブラックホールまわりの降着円盤における重力エネルギーの解放によるものだと考えられている。

2.1 AGN の分類

AGN には歴史的経緯により現象論的に分類されているが、ここではその中でも Seyfert 銀河、 電波銀河、ブレーザー、クエーサーについて述べる。

2.1.1 Seyfert 銀河

Seyfert 銀河は 1943 年に Carl Seyfert によって通常の銀河よりも明るい中心核を持つ銀河とし て発見され、発見者の名前に因んで Seyfert 銀河と名付けられた。Seyfert 銀河は電波では暗く、 z < 0.1 の比較的近い場所に存在する。Seyfert 銀河には I 型と II 型があり、可視光での輝線の幅の 広さによって分類されている。I 型は半値幅が数 1000 km/s 以上の幅の広い輝線と数 100 km/s の 狭い輝線の両方存在し、II 型は狭い輝線しか存在しない。図 2.1 に I 型と II 型の観測されたスペク トルを示す。



図 2.1: seyfertI型(上)とII型のスペクトル(下)[1]

輝線の幅が広くなる理由は物質が運動することによるドップラー効果が原因である。幅の広い 輝線は非常に速く運動している物質によるもので、中心ブラックホールの近くにあると考えられ てこの領域を広輝線領域 (BLR) という。一方幅の狭い輝線は BLR に比べて遅く運動している物 質によるもので、この領域を狭輝線領域 (NLR) という。BLR は NLR よりも速く運動しているの で、BLR の方が NLR よりも中心に近い位置にあると考えられている。 本研究では主にこの Seyfert 銀河を対象にする。

2.1.2 電波銀河

電波銀河はSeyfert銀河に比べて電波領域での放射が強いAGNである。その他の波長ではSeyfert 銀河とほぼ同じであるが、電波ジェットや電波ローブと呼ばれる構造を持つという特徴がある。電 波ジェットはほぼ光速で中心から対方向に放出されるプラズマの噴流であり、電波ローブはジェッ トにより運搬されたエネルギーの吹き溜まりである。電波が強い理由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。電波銀河も Seyfert銀河と同じように I 型と II 型に分けることができる。

2.1.3 ブレーザー

上述のように AGN には電波ジェットを持つものがある。ブレーザーはそのジェットを真正面か ら見ていると考えられている。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の放射が 卓越しているため輝線などはほとんど見えない。

2.1.4 クエーサー

クエーサーは AGN の中で最も光度が大きい天体である。最初は分解できない恒星状の電波源 として発見されたので、quasar(Quasi-Stellar Radio Source) と呼ばれる。クエーサーの特徴は輝 線が非常に大きな赤方偏移を持つことで、非常に遠方にあることである。しかしその光度は非常 に明るいため、AGN が母銀河を卓越して点源のように見える。

以上のように AGN には様々な種類があるが、後述するようにその構造は似ていると考えられている。

2.2 AGN の物理描像

前述したように AGN はとても明るく輝いている。大きなエネルギーで輝いていると光の圧力 によってまわりの物質が吹き飛ばされるが、天体がその光度を保つには重力で物質を留めておか ないといけない。よって天体の光度には上限値が存在し、その光度をエディントン限界光度とい う。もし中心天体がエディントン限界光度 L_{Edd} で輝いているとするとそのまわりにある物質が受 ける放射圧 F_L は

$$F_L = \frac{L_{Edd}}{4\pi r^2 c} \sigma_T \tag{2.1}$$

ここで $\sigma_T = 6.65 \times 10^{-25} \text{cm}^2$ はトムソン散乱断面積である。この力と重力がつりあっているとすると

$$\frac{L_{Edd}}{4\pi r^2 c} \sigma_T = \frac{GMm}{r^2} \tag{2.2}$$

左辺は放射圧、右辺は重力である。これを L_{Edd} について解くと

$$L_{Edd} = \frac{4\pi cGMm_H}{\sigma_T} = \frac{4\pi cGM_{\odot}m_H}{\sigma_T} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) \approx 1.2 \times 10^{38} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) \quad \text{erg/s} \tag{2.3}$$

となり、中心天体の質量にのみ依存する。AGN の場合 $L \sim 10^{44} \sim 10^{48}$ erg/s であるので、中心天体は $10^6 \sim 10^8 M_{\odot}$ を必要とする。放射領域の大きさは時間変動のタイムスケールから制限を与えることができる。これは情報の伝わる速さは光速が上限であるので、放射領域の大きさは大きくても光速に変動の時間をかけたもの以下になるはずである。AGN の変動の時間は 1×10^4 sec ほどであるので放射領域の大きさは 20 AU 程度となる。よって放射領域の大きさは太陽系程度だと考えられている。この狭い領域に $10^6 \sim 10^8 M_{\odot}$ の質量を入れるにはブラックホールしかない。このことから AGN の中心には巨大なブラックホールがあり、周辺の物質がブラックホールに落ちるときその重力エネルギーを解放して光っていると考えられている。

2.3 AGN の統一モデル

今まで述べてきた AGN の現象の違いは同じような構造の AGN を違う角度から見ているという 統一モデルがある。統一モデルではブラックホールのまわりには降着円盤、その降着円盤のまわり には高温プラズマからなるコロナ、冷い物質のトーラス、低電離した BLR(広輝線領域)、NLR(狭 輝線領域) などの構造があると考えられている。BLR と NLR の位置関係は 1.1 節で述べたが、BLR の見えない Seyfert II 型でも、偏光観測すると幅の広い輝線が見えることがある。図 2.2 にその例 を示す。4900 Å 付近の輝線が偏光スペクトルの場合、広がっていることがわかる。



図 2.2: seyfertII 型での分光スペクトル (上) と偏光スペクトル (下)[26]

備光した輝線は BLR から出た光が電子などの散乱体に散乱されて観測されるものだが、これは Seyfert Ⅱ型にも BLR は存在し何らかの吸収体によってさえぎられていることを示しており、こ の吸収体がトーラスであると考えられている。また AGN は強い赤外線の放射もしている。これは ダストが中心付近から放射された紫外・X 線を吸収し、赤外線として放射しているためでありこ れもトーラスの存在を示唆している。さらに可視・近赤外線による観測ではトーラスの内縁半径 は中心核の光度と関係があることがわかっている [3]。



考えられている AGN の統一モデルは図 2.3 のようなものである。このようにブラックホール・

図 2.3: AGN の統一モデルの図 [2]

降着円盤をトーラスが囲んでいるようなモデルが現在考えられている AGN の統一モデルである。 このモデルであれば Seyfert 銀河の I 型と II 型についての説明をすることが可能である。つまり図 2.3 のように I 型は BLR と NLR を全て見ることが出来るような角度で AGN を見ていて、II 型は NLR しか見ることのできない角度から見ているということである。ブレーザーはジェットを真正 面から見ている AGN となる。しかしこのモデルでは電波の強弱はなぜ出来るのかという問題には 解答できていない。完全な統一モデルの構築にはまだ時間がかかると考えられる。

2.4 AGNのX線スペクトル

AGNのX線スペクトルは様々な情報を我々にもたらす。AGNのスペクトルの輝線、吸収、反 射成分はブラックホールのまわりの環境を理解する手がかりになり、さらに超巨大ブラックホー ルの進化を理解することにつながる。ここではその代表的な三つの成分について述べる。



図 2.4: AGN の X 線スペクトル [4]

2.4.1 直接成分

AGNのX線の直接成分はスペクトルの全体にわたって光子のエネルギーのべき型の関数で次のように近似される。

$$A(E) = K E^{-\Gamma} \tag{2.4}$$

この時 Γ は光子指数と呼ばれる無次元量で、K は規格化定数であり、[ph/s/cm²/keV@1keV] がよ く使われる。連続成分は降着円盤から出た光子が中心近くの温度 100 keV 程度の高温のコロナの 電子に衝突して逆コンプトン散乱されることにより生じていると考えられている。よって電子の エネルギー以上にはなることはできず、スペクトルは数 100 keV でカットオフを示すと言われて いる。

2.4.2 吸収構造と反射成分

AGN のまわりにはトーラスという光学的に厚い物質がある。AGN の中心部から出た X 線も トーラスに入ると吸収を受ける。吸収の素過程は光電吸収であり、その効果は

$$\exp\left(-N_{\rm H}\sigma({\rm E})\right) \tag{2.5}$$

で表され、 N_H は柱密度である。 $\sigma(E)$ はさらに $\sigma = \sum_i f_i \sigma_i(E)$ と書くことができ f_i は構成物質の 重元素組成比、 σ_i はその物質の吸収断面積でほぼ $\sigma_i \propto Z^{4.5}E^{-3}$ となり、Z(原子番号) が大きいほ ど、また低エネルギー側ほど大きくなるという依存性がある。よって低エネルギー側ほど吸収を より受ける。図 2.5 は様々な N_H での連続成分の形である。

またトーラスに入っても散乱される場合があり、これを反射成分と呼ぶ。低エネルギーほど吸 収されやすいので、散乱の前後で吸収されずに外に出てくるのは高エネルギー側ほど多い。散乱 の素過程はコンプトン散乱である。吸収と散乱のどちらが支配的になるかはそのエネルギーでの 吸収・散乱断面積の値によって変わる。図 2.6 は太陽組成における X 線の吸収・散乱断面積であ るが、10 keV 以下であれば光電吸収、20 keV 以上であればコンプトン散乱が支配的になる。反射 成分も AGN の構造に関する情報を我々に与えてくれる。先行研究ではトーラスの柱密度が変化す ると反射成分の形が変わることが示されている [7]。反射成分の中でも特に鉄輝線の成分は目立っ ているがそれについては次で述べる。



図 2.5: 吸収を含む連続成分のシミュレート図。それぞれ赤色:power-law のみ、緑色: 1×10^{21} cm⁻²、青色: 1×10^{22} cm⁻²、空色: 3×10^{22} cm⁻²、桃色: 1×10^{23} cm⁻² である [5]。



図 2.6: 太陽組成比の吸収・散乱断面積 [6] 赤が吸収断面積、緑が散乱断面積を表している。

2.4.3 輝線成分とコンプトンショルダー

反射成分には重元素からの輝線(蛍光 X 線)が伴う。AGN のスペクトルにおいては、鉄の輝 線が特に目立つ成分として観測される。その理由は恒星の進化によって作られる鉄の量が他の重 元素に比べて多いためであることと、鉄は原子番号が大きいので蛍光分岐比が大きいことである。 蛍光分岐比とは K 殻の電子が光電効果などではじき出されたときオージェ電子ではなく蛍光 X 線 が出る確率のことである。鉄輝線はその多くが Fe – K_{a1}: 6.404 KeV と Fe – K_{a2}: 6.391 KeV である。鉄にはもう一つ Fe – K_β: 7.058 KeV のラインがあるが、 K_{α} に比べて起こりにくく 10 %程度の強度しかない。Fe – K_α はともに電子が 2p 軌道から 1s 軌道に遷移したものであるが、 2p 軌道はスピン軌道相互作用により二つに分裂しており、そのうち 2p 電子の全角運動量 j=3/2 の場 合が Fe – K_{a1}、j=1/2の場合が Fe – K_{a2} である。Fe – K_β は電子が 3p 軌道から 1s 軌道に遷移し たものである。鉄輝線のエネルギーや強度からは吸収量や AGN を見込む立体角を決定すること ができる。鉄以外の元素の蛍光 X 線も観測されており、X 線天文衛星「すざく」による Circinus Galaxy の観測では Ar、Ca、Ni といった元素の輝線が観測されている [22]。また「すざく」によ る NGC3783 の観測からは鉄のアバンダンスが太陽の 2~4 倍であるという報告もある [27]。

また輝線が出た後にまわりの物質によってコンプトン散乱されるとコンプトンショルダーと呼ばれる構造が出ることが分かっている。コンプトン散乱された後の光子のエネルギーは

$$E'_{\gamma} = \frac{E_{\gamma}}{1 + \frac{E_{\gamma}}{m_e c^2} (1 - \cos\theta)}$$
(2.6)

で表され、 E_{γ} が鉄輝線のエネルギーである 6.4 keV だとすると、($\theta = 180$ °) で E'_{γ} は最小となり 6.24 keV までのびる肩のようなテールが観測される。コンプトンショルダーは角度により形状が 変わることが示唆されている [9]。

現在コンプトンショルダーは AGN ではまだ観測されていないが明るい X 線連星ではすでに確認されている。図 2.7 は X 線衛星 Chandra/HETGS で観測された X 線連星 GX301-2 のコンプトンショルダーである。HETGS(High Energy Transmission Grating Spectrometer) は 6.4 KeV で分解能が約 33eV という高い分解能を持つ回折格子である。



図 2.7: X 線連星 GX301-2 で観測されたコンプトンショルダー [8]

HETGS では必要な光子数を集めるのに AGN の場合一週間以上かかるため観測は難しいが、次期 X 線天文衛星 ASTRO-H の分光器 SXS は、分解能約4 eV で一日で観測が可能であると期待さ

れている。

2.5 AGN の偏光観測

AGN において偏光観測は電波や可視光の帯域で行われている。ブレーザーではジェットから のシンクロトロン放射による偏光が電波や可視光で観測されている [18]。偏光を観測することで ジェットの磁場を制限する試みが多くなされている。ブレーザー以外の AGN では Seyfert II 型に おいて可視偏光観測が行われている [19]。この観測により Seyfert II 型において偏光スペクトルに 幅の広い輝線が発見された。Seyfert II 型は通常のスペクトルには幅の広い輝線がないため、隠さ れた BLR が散乱体によって散乱されたことにより偏光スペクトルに幅の広い輝線が表れたと考え られている。このように電波や可視光では偏光観測は行われてきたが、その他の波長域では行わ れていない。X 線においては AGN の偏光観測はまだ成功していないが、トーラスの反射による偏 光があるのではないかと考えられている。

2.6 X線における AGN トーラスモデル

X線スペクトルの反射成分を表すモデルを計算する際には1章で述べたようなドーナツ状のトー ラス形状は近年まで考えてこられなかった。形状として用いられていたのは図2.8のような無限平 面での散乱のみを考えたものだった(XSPECのpexrav)。しかし実際には上述したように吸収の



図 2.8: 無限平面での反射を考えたモデルのジオメトリ [28]

効果も入るため、トーラスでの反射成分を正確には表していない。しかし近年ではトーラスの形 状や吸収を考慮したモデルも構築されつつある。

例えば Murphy and yaqoob.(2009) では図 2.9 のようなドーナツ状のモデルを用いて、反射成分 のシミュレーションを行っている。このモデルを用いて、柱密度と鉄輝線の等価幅の関係や、コ ンプトンショルダーのシミュレーションを行っている。[9][20] また Ikeda et al.(2009) でも図 2.10 のように扇状のトーラスを仮定してシミュレーションを行い反射成分スペクトルのモデル化を行っ ている。同様に鉄輝線の等価幅、直接成分、反射成分の開口角や見込み角に対する依存性を調べている。またこの反射成分を用いて Mrk 3のスペクトル解析を行い、柱密度や見込み角の制限を行っている。



図 2.9: ドーナツ状のトーラスを仮定したモデル [20]

Half opening angle (θoa) Viewing angle (θv) [Spectrum] Direct Reflection 1 Reflection 2

図 2.10: 扇状のトーラスモデル [7]

このように X 線においても近年では AGN トーラスの形状を考えた研究がなされている。しかし 近年では他の波長の研究からトーラスは一様な物質ではなく、ブロッブ状であると考えられている。 特に赤外線においてはブロッブ状トーラスでのシミュレーションが主流となっている。Schartmann et al.(2008)では図 2.11 のようなモデルを用いて赤外線の解析を行っている。この解析では表 3.3 のようなトーラスのパラメータを基本として赤外域でのスペクトルの依存性を調べている。さら にモデルのシミュレーションスペクトルを用いて Circinus Galaxy の観測データとの比較も行って いる。

パラメータ		
パラメータ		
トーラス内縁半径	0.4 pc	
トーラス外縁半径	$50~{ m pc}$	
開口角	45 °	
クランプ数	400	
クランプ半径	0.2 ~ 50 pc	

表 2.1: Schartmann et al.(2008) で用いられているパラメータ。但しクランプ半径は中心からの半 径に依存する。

また clumpy なトーラスモデルを用いてシミュレーションを行い、可視光と赤外線の変動のずれ を説明している研究もある。[21]。こちらではクランプの大きさは重力と潮汐力から求めている。 さらに表 2.2 のような値を用いて、クランプの蒸発温度からトーラスの内縁半径を求めている。



図 2.11: 赤外領域のシミュレーションで用いられるトーラス [25]

パラメータ	
パラメータ	
volume filling factor	0.03
総クランプ数	$10^5 {\color{red}{\sim}} 10^6$

表 2.2: Kawaguchi & Mori 2011 でのパラメ	・ータ
------------------------------------	-----

第3章 AGNトーラスとGeant4シミュレー ション

3.1 シミュレーションの意義

これまで述べたように AGN の X 線スペクトルは直接成分と反射成分に分けられる。直接成分 は主に power-law で表すことができるが、反射成分は光電吸収やコンプトン散乱などの過程が含 まれ複雑である。また物質の密度や元素の存在度などにも依存し、さらには元素からの蛍光 X 線 の放射や、その蛍光 X 線の散乱、吸収まで起こっている。光電吸収や1回散乱だけなら解析的な 計算で反射スペクトルを求められるが、複数反応が起こる時には計算が大変になるため、モンテ カルロ・シミュレーションが有効である。

3.2 Geant4

Geant4 とは、光子・陽子・電子などの粒子と物質の間の様々な相互作用をシミュレーションするソフトウェアである。元々は素粒子・原子核実験の検出器を設計するときの様子をシミュレートする目的で開発された。現在では宇宙開発や医学の分野にも応用されている。Geant4 ではユーザーは様々なジオメトリ、粒子、エネルギーを選んでシミュレーションを行うことができる。本研究では AGN のジオメトリを組むことで、AGN の X 線スペクトルを再現した。

3.3 シミュレーションの詳細

ここでは行なったシミュレーションの詳細について述べる。Geant4のバージョンは9.2-patch04 を用いている。物理プロセスは低エネルギー電磁相互作用のG4EMLOW6.2を用いた。

今回のシミュレーションではジオメトリの構造として大きく分けて2つある。

- (i) 一様トーラスモデル
- (ii) ブロッブトーラスモデル

この二つのモデルについては後で詳しく説明し、ここでは二つに共通な部分について述べる。

入射光子

入射光子のスペクトル (個数分布) は E^{-2} に比例する光子を入射した。これは AGN のスペクトル で見られるべきが、2 前後となっているためである。この光子をジオメトリの中心から等方的に放 射することで、降着円盤からの放射を再現した。また入射光子のエネルギー範囲は $1 \sim 100 \text{ keV}$ と した。

トーラスの元素組成

トーラスの元素組成は太陽組成とした。用いた組成比を表 3.1 に示す。表 3.1 に入っていない元素 については、他の元素に比べて割合が少なく、スペクトルに与える影響は少ないためここでは入 れていない。

水素を1とした時の重元素の原子数の比			
Η	1.00	Al	$2.95{\times}~10^{-6}$
He	$9.77{\times}~10^{-2}$	Si	$3.55\times~10^{-5}$
\mathbf{C}	3.63×10^{-4}	\mathbf{S}	1.62×10^{-5}
Ν	$1.12\times~10^{-4}$	Ar	3.63×10^{-6}
Ο	$8.51 \times ~10^{-4}$	Ca	$2.29 \times ~10^{-6}$
Ne	$1.23{\times}~10^{-4}$	Cr	$4.84{\times}~10^{-7}$
Na	2.14×10^{-6}	Fe	4.68×10^{-5}
Mg	3.80×10^{-5}	Ni	1.78×10^{-6}

表 3.1: 仮定した重元素の太陽組成比 [10]

3.3.1 一様トーラスモデル

ー様トーラスモデルは第2章でも紹介したように、これまでのX線反射成分のシミュレーションで多く用いられているモデルである。本研究のシミュレーションではIkeda et al.(2009)のモデルと同じジオメトリを用いた。図 3.1 はその図である。この時 $r_{in}/r_{out}=0.01$ とし、開口角(harf opening angle:図 3.1 では 40°に相当する角度)は 10~80°の範囲で変化できるようにした。また図 3.1 の はトーラスの見込み角であり 0~90°の範囲とした。トーラス中の密度は一定である。



図 3.1: 一様トーラスモデルの図

3.3.2 ブロッブトーラスモデル

ブロッブトーラスモデルは物質がある程度の塊から構成されていると考えるモデルである。このモデルについてはKawaguchi and Mori.2011[21]を参考にジオメトリを作った。今回は一様トーラスモデルとの比較を行うため、開口角、*r_{in}/r_{out}、*柱密度を同じとなるように条件を定めた。そ

の他の条件は、volume filling factor(充填率) は 0.03、ブロッブの個数は 10⁵ 個として Kawaguchi and Mori.(2011) を反映した。

ブロッブ半径と密度の見積り

計算は volume filling factor: 0.03、ブロッブ個数: 10^5 個、一様トーラスモデルの柱密度とブロッブトーラスモデルの柱密度が一定、という条件で計算した。一様トーラスの外縁半径 d_0 、ブロップ半径 d、一様トーラス密度 n_0 、ブロップ密度 n、とする。計算の簡略化のためトーラスが球状に分布していると仮定する。

まず volume filling factor が 0.03 であるという条件から

$$\frac{10^5 \times \frac{4}{3}\pi d^3}{\frac{4}{3}\pi d_0^3} = 0.03$$
$$d^3 = \frac{0.03}{10^5} d_0^3$$
$$d = 6.7 \times 10^{-3} d_0$$
(3.1)

これによりブロッブ半径はトーラス外縁半径の 6.7 × 10⁻³ 倍となる。 また柱密度を一定とするので、ブロッブが並んでいる数が ∛100000 程度とすると

$$n_0 d_0 = nd \times \sqrt[3]{100000}$$

$$n = n_0 \frac{d_0}{d} \div 46.4$$
(3.2)

また
$$rac{d^3 imes 10^5}{d_0^3} = 0.03$$
 より

$$n = \frac{n_0}{6.7 \times 10^{-3}} \div 46.4 \simeq 3.2n_0 \tag{3.3}$$

ブロップ密度は一様トーラス密度の 3.2 倍となる。 この条件のもとで図 3.2 のようなトーラスモデルを構築した。



図 3.2: ブロッブトーラスモデルの図

今回はさらにダスト粒子を再現するため、重元素が固まった場合も考えた。図 3.3 のように内 側には重元素の塊、外側には H と He のみを入れた。実際のダスト粒子はこのように極端ではな いが、再現をするのは難しいためこのような配置で行った。この時の物質の量は一様なブロッブ と同じである。



図 3.3: 殻構造を持つブロッブの図。内側には重元素、外側にはHとHeのみを配置した。

3.3.3 行ったシミュレーションのモデル

今回のシミュレーションでは次の3つの条件で行った。

- 1. 一様トーラスモデル
- 2. ブロッブトーラスモデル
- 3. ブロッブが殻構造をもつモデル

これら3つのシミュレーションを行い、得られた反射スペクトルの比較を行った。

3.4 反射スペクトルのモデルごとの比較

比較は同条件で行うため、開口角は 40°、赤道方向の密度は光学的厚さにして~1($N_H \sim 4 \times 10^{23}$)、鉄のアバンダンスは 1.0 で固定して比較を行う。図 3.4 はそれぞれのモデルの全体の反射 スペクトルである。見込み角は 30~40°と 80~90°に固定している。黒が条件 1、赤が条件 2、緑 が条件 3 を表している。



図 3.4: シミュレーションで得られたモデルごとの比較。見込み角が 30~40°が左、80~90°が右

まず見込み角の違いによる変化は5 keV 以下の低エネルギー側で非常に大きい。これは30~40 °の場合がトーラスを真上から見ているのに対して、80~90 °はトーラスを真横から見ているため トーラス自体による吸収を受けているためである。

条件1と条件2、3では10 keV 以上に存在するピークが異なっている。これは物質によるコン プトン散乱の影響であるが、条件1と条件2、3では隙間が違うためだと考えられる。条件2、3で はブロップにしたため隙間が多く存在するが条件1は物質が一様なため隙間がない。このため条 件2、3ではピークの盛り上りが少ないと考えられる。 条件2と3では5keV以下の吸収がやや異なっている。条件3の方が吸収が弱いが、これはシェ ル状にしたことで重元素部分との反応が少なくなり、その分だけ吸収が弱くなったと考えられる。

3.4.1 Equivalent Width(等価幅)の比較

ここではモデルごとの Fe – K_{α} の等価幅を比較する。等価幅は連続光の強度に対するラインの 相対的な強度を表す量である。図 3.5 に 6.4 keV 付近のスペクトル、表 3.2 にそれぞれのモデルの 等価幅を示す。



図 3.5: シミュレーションで得られたモデルごとの 6 keV 付近の比較。見込み角が 30~40 °が左、 80~90 °が右

モデル名	EW(keV) $30 \sim 40$ °	EW(keV) $80 \sim 90$ °
条件 1	1.35	1.33
条件 2	1.07	1.16
条件 3	0.15	0.18

表 3.2: 各モデルの等価幅

この表 3.2 から角度による等価幅の違いはほとんどないことがわかる。条件1が一番等価幅が 大きい理由は、物質が一様に存在するため反応する回数も多くなったためと考えられ、逆に条件2 は隙間が存在するため反応回数が減ったと考えられる。条件3は重元素を内側に固めたことで反 応確率が減ってしまったことと、固めたことで反応しても吸収や散乱をされずに出て来れないた め等価幅がかなり小さくなってしまったと考えられる。

3.5 X線反射スペクトルモデルの構築

ここまで行ってきたシミュレーションのデータを元に、反射スペクトルのモデルを構築した。スペクトルモデルに用いたのは一様トーラスモデルである。このモデルを用いて、

(スペクトルモデル1)開口角、鉄のアバンダンス、見込み角

の3つのパラメータを変化させてシミュレーションを行った。この時トーラスの赤道方向の密度は光学的厚さにして~5($N_H \sim 2 \times 10^{24}$)で一定とした。以下表 3.3 にパラメータの詳細を示す

またもうひとつの反射スペクトルモデルとして開口角のパラメータをトーラスの光学的厚みに 変えた場合でもシミュレーションを行った。

変化させたパラメータ		
パラメータ	範囲	刻み幅
開口角	10~70°	10 °ごと
鉄のアバンダンス	$0.5 \thicksim 1.5$	0.1 ごと
見込み角	0~90°	10 °ごと

表 3.3: スペクトルモデルのパラメータ

(スペクトルモデル 2). トーラスの光学的厚み、鉄のアバンダンス、見込み角

この時トーラスの開口角は40°で固定した。このモデルのパラメータを表3.4に示す。

変化させたパラメータ			
パラメータ	範囲	刻み幅	
光学的厚さ	$0.5 \sim 5$	5ごと	
鉄のアバンダンス	$0 \sim 2.0$	0.1 ごと	
見込み角	0~90°	10 °ごと	

表 3.4: スペクトルモデル2のパラメータ

図 3.6 から図 3.9 はそれぞれのパラメータ変化によるスペクトル形状の変化を示した。



図 3.6: 開口角の依存性。Fe のアバンダンスは 1.0、見込み角は 40~50°に固定。黒が開口角 20°、赤が 40°、緑が 60°に対応する。

開口角は小さくなると高エネルギー側の盛り上りが大きくなる。これは物質量が増加するため である。

鉄のアバンダンスが増加すると数 10 keV 以上の盛り上りのピークが高エネルギー側にシフトする。鉄が増加したことでコンプトン散乱される X 線が増加したためと考えられる。

見込み角が大きくなると低エネルギーでの吸収量が増加する。また数10keV付近の盛り上りも 増加する。これは光子が届くまでの経路上により多くの物質が存在するためであると考えられる。 光学的厚さが増加すると数10keV付近の盛り上りが増加する。これは開口角の場合と同じく物



図 3.7: 鉄のアバンダンス依存性。開口角は 40°、見込み角は 40~50°に固定。黒がアバンダン ス 0.5、赤が 1.0、緑が 1.5 に対応する。



図 3.8: 見込み角依存性。開口角は 40°、Fe のアバンダンスは 1.0 に固定。黒が見込み角 20~30°、赤が 40~50°、緑が 60~70°に対応する。



図 3.9: トーラスの光学的厚さの依存性。開口角は 40°、Fe のアバンダンスは 1.0、見込み角は 40 ~ 50°に固定。黒が光学的厚さ 1.0、赤が 3.0、緑が 5.0 に対応する。

質量が増加するためにおこる。

以上のシミュレーションで得られたデータでスペクトルモデルを構築した。次章ではこれらの スペクトルモデルを用いて天体の解析を行う。

第4章 「すざく」によるAGNの観測

この章では日本のX線天文衛星「すざく」で観測されたAGNの解析を行う。解析には前章で 構築したスペクトルモデルを用いる。

4.1 解析天体の選定

解析天体は AGN のスペクトルの特徴である鉄輝線が強い天体を選んだ。表 4.1 は天体のデータ である。

天体名	Z	$Fe-K$ ライン強度 $(10^{-6} count/sec/keV)$	等価幅 (eV)
Circinus Galaxy	0.001	$333.3{\pm}5.1$	1379 ± 21
MRK3	0.013	51.1 ± 2.4	454 ± 21
NGC1068	0.004	$52.0{\pm}5.0$	706 ± 68
NGC2992	0.008	$24.9^{+7.1}_{-4.0}$	163^{+47}_{-26}
NGC3516	0.009	$53.2{\pm}2.9$	146 ± 8
NGC3783	0.010	$69.2{\pm}4.6$	$125\pm~8$
NGC4151	0.003	$166.1{\pm}5.1$	$258{\pm}~8$
NGC4388	0.008	$82.5{\pm}3.0$	232 ± 8

表 4.1: 解析天体のデータ。データは Fukazawa et al.(2011)[29] および NASA Extragalactic Database[30]、Yaqoob et al.(2007)[33] より抜粋。

4.2 解析に用いたスペクトルモデル

解析には次の二つのスペクトルモデルを用いた。

- (i) Model $A = powerlaw^*zwabs+pexmon$
- (ii) Model B = powerlaw*zwabs+MYMODEL

このスペクトルモデルの各々の成分について説明する

• powerlaw

powerlaw は 2.4.1 で示した直接成分を表すモデルであり、次のように表すことができる。

$$A(E) = K \left(\frac{E}{1keV}\right)^{-\Gamma} \tag{4.1}$$

 Γ は光子指数を表しており、今回解析する Seyfert 銀河では典型的に 1.1 ~ 2.5 という値をとる。K は規格化定数であり、1 keV でのフラックス (photons keV⁻¹s⁻¹cm⁻²) を表す。 • zwabs(wabs)

wabs は 2.4.2 でも述べた吸収を表す量であり、zwabs はに赤方偏移を考慮したモデルである。zwabs は次のように表せる。

$$M(E) = \exp\left[-n_H \sigma(E[1+z])\right] \tag{4.2}$$

 n_H は水素の柱密度であり、 $\sigma(E[1+z])$ は光電吸収による断面積、z は赤方偏移を表している。

これらからモデルの powerlaw*zwabs の部分は吸収を受けた直接成分であることを示している。

• pexmon

pexmon は反射成分を表す量であり、2.6 で述べた pexrav に輝線情報が入ったモデルである。こ のモデルは Nandra et al.(2007) によるもので、モンテカルロ・シミュレーションにより求めた $Fe - K_{\alpha} \ge Fe - K_{\beta}, Fe - K_{\alpha}, が入っており、さらに関数で近似した Fe - K_{\alpha} のコンプトン$ ショルダーが含まれている。

• zgauss(gauss)

その他電離鉄のラインが含まれている天体については、zgauss と呼ばれる赤方偏移を含んだガウ シアンを入れることで電離鉄のラインを表現した。zgauss は次のように表せる。

$$A(E) = \frac{K}{\sqrt{(2\pi)\sigma^2(1+z)}} \exp\left[-\frac{(E(1+z) - E_{line})^2}{2\sigma^2}\right]$$
(4.3)

K は規格化定数、 σ はガウシアンの幅 (keV)、z は赤方偏移、 E_{line} はラインの中心エネルギーを表している。

MYMODEL については 3.5 で述べたため、ここでは省略する。なお 4.3.1、4.3.2 ではスペクト ルモデル 1 を用いており、4.3.3 ではスペクトルモデル 1 を用いている。

4.3 解析結果

ここではスペクトルフィットの解析結果を示す。表 4.1 で上げた天体を ModelA、B でフィッティングを行った。エネルギー範囲は 3~10 keV とし、鉄のアバンダンスは 1.0 で固定した。

4.3.1 モデルごとの比較

ここではスペクトルフィットの結果を述べる。図は ModelA、B でのスペクトルフィットの結果 である。図 4.1 は Circinus Galaxy、Mrk 3、NGC1068 の結果である。これら 3 天体は電離した鉄 輝線と思われる構造が 6.7 ~ 7.0 keV 付近に見られた。6.7 keV には Fe XXV K_{α} の輝線が存在し、 6.97 keV には Fe XXVI K_{α} が存在するため、この二つの輝線を zgauss 関数でモデルに加えた。表 4.2 にはそれぞれのモデルの合い具合いである reduced chi square(χ^2 /d.o.f)の値を示した。 χ^2 を 自由度 (d.o.f : degree of freedom) で割った値が 1 に近いほどモデルがデータをよく表していると される。

天体名	χ^2 / d.o.f	
	Model A	Model B
Circinus Galaxy	1184.41 / 428	624.51 / 428
Mrk 3	$561.94 \ / \ 356$	$437.38 \ / \ 356$
NGC1068	$383.65 \ / \ 239$	$383.88 \ / \ 239$
NGC2992	$311.93 \ / \ 239$	$313.51\ /\ 239$
NGC3516	$451.73 \ / \ 239$	$454.07 \ / \ 239$
NGC3783	$288.45 \ / \ 239$	$299.23 \ / \ 239$
NGC4151	$652.73 \ / \ 477$	$659.36 \ / \ 477$
NGC4388	$634.62 \ / \ 478$	$533.99 \ / \ 478$

表 4.2: 解析天体の χ^2 /d.o.f

多くの天体で Model B の方が小さい χ^2 /d.o.f の値となっており、Model B の方が観測スペクト ルを再現している。一方 Circinus Galaxy と Mrk 3、NGC4388 は Model A がかなり大きな値を とっている。Circinus Galaxy の場合はスペクトルを見ると低エネルギー側で大きくずれており、 これが原因で χ^2 /d.o.f が大きくなってしまっていると考えられる。

Mrk 3の場合は直接成分の形状がかなり違うことに気づく。Model A では低エネルギー側から 伸びているのに対して、Model B では吸収を受けて 5 keV 付近で曲がってしまっている。これに より 5.8 keV 付近に不自然なずれができてしまい、 χ^2 /d.o.f が大きくなってしまっていると考えら れる。

NGC4388の場合は、3 keV付近の構造が $\chi^2/\text{d.o.f}$ の差に出ていると考えられる。これは反射成分のモデルに由来するものであるため、この部分にトーラスの形状を考慮しているかどうかが関わっていると考えられる。



図 4.1: スペクトルフィットの結果。左が ModelA、右が Model B となっている。天体は上から Circinus Galaxy、Mrk 3、NGC1068 である。



図 4.2: スペクトルフィットの結果。左が ModelA、右が Model B となっている。天体は上から NGC2992、NGC3516、NGC3783 である。



図 4.3: スペクトルフィットの結果。左が ModelA、右が Model B となっている。天体は上から NGC4151、NGC4388 である。

4.3.2 開口角と見込み角の推定

ここでは Model B を用いて開口角と見込み角の推定を行った結果を述べる。スペクトルモデル 1のベストフィットパラメータは次の表 4.4 のようになった

天体名	開口角 (degree)	見込み角 (degree)
Circinus Galaxy	28 ± 1	$24{\pm}3$
Mrk 3	$66{\pm}1$	51 ± 7
NGC1068	59 ± 5	$8{\pm}21$
NGC2992	54 ± 25	65 ± 21
NGC3516	60 ± 6	64 ± 6
NGC3783	50 ± 20	54 ± 23
NGC4151	49 ± 9	55 ± 11
NGC4388	66 ± 3	67 ± 7

表 4.3: フィッティングから求めた開口角と見込み角

Circinus Galaxy、Mrk 3、NGC4388 については、誤差が少なく求まっている。これはこれらの 天体の反射成分が強いため、制限がかけやすくなったと考えられる。一方その他の天体は直接成 分が強いため、反射成分の誤差が大きくなってしまっている。

また開口角と見込み角の信頼度をコントアで表した図が図 4.4 である。ただし Circinus Galaxy、 Mrk 3、NGC1068 についてはコントアが描けなかったため載せていない。

これらの結果を踏まえて個々の天体について考察を行う。

• Circinus Galaxy

開口角は28°であり Compton thick と言われているこの天体としては概ね合っている。また見込み角は24°であることからトーラスの境界あたりから中心核を見ていると考えられる。また電離鉄のラインが見えていることからも中心核付近が見えていると考えられるので結果として矛盾はない。

• Mrk 3

Ikeda et al.(2009) ではトーラスのふちから中心を見ているとされている。今回の結果でも近い値が 出ている。また Circinus Galaxy と同様に電離鉄のラインが見えていることから開口角と見込み角 の関係に矛盾はない。また Capetti et al.(1995)[34] での HST による狭輝線領域 (NLR) の観測で、 開口角にして 55 °以上という結果が得られており、今回の結果と合う。一方で Ruiz et al.(2001)[35] では HST の観測で 30 °以下という結果も得られている。

• NGC1068

電離鉄輝線が見えていることから同様に中心核付近を見ていると考えられる。見込み角はその条件と合っている。しかし中心核をほぼ真上から見ているとすると、低エネルギー側で直接成分が 卓越する可能性が高いため、シミュレーションモデルとして用いたトーラスの密度が大きすぎる 可能性もある。



図 4.4: スペクトルフィットによる開口角と見込み角の関係。上段左:NGC2992、上段右:NGC3516、 中段左:NGC3783、中段右:NGC4151、下段:NGC4388。コントアは黒が∆ χ^2 =2.3、赤:4.61、緑:9.21 を表す。

• NGC2992

Veilleux et al.(2001)[36] ではアウトフローの分布から開口角にして約60~70°という値が報告さ れており、今回の結果と誤差の範囲で合っている。直接成分が強いためコントアでもほんとんど 制限が出来ていない。ただし傾向として開口角が小さい場合はあまり合わないということがわか る。見込み角は誤差が大きいがトーラスのふちから中心核を見ていると考えられる。

• NGC3516

開口角と見込み角がともに 60 °付近にある。コントアも広がってはいるが、開口角と見込み角が ほぼ同じか、見込み角がやや小さくなるような位置にある。ただし NGC3516 は変動が激しく、吸 収量が明らかに変化しているため、何らかの吸収体が横切っている可能性が高く [38]、観測時期に よっては結果が変わる可能性が高い。

• NGC3783

開口角と見込み角があまり決まっていない。またコントアもほとんど決まっていない。しかしコントア左上部分に Δχ² の悪い部分が多くあるため、開口角と見込み角の関係としては、開口角 > 見込み角という関係にあるのではないかと考えられる。

• NGC4151

得られた結果はトーラスを少し通して見ているという結果だった。この見込み角が約50~70°という結果は、鉄輝線部分のみをフィッティングして得られた結果とほとんど同じである(2011年秋季天文学会)。コントアはかなりの制限がついており、鉄輝線付近のテール構造に由来すると思われるが、反射成分由来か降着円盤由来の広がった diskline かは現状では見極めることは難しい。

• NGC4388

開口角と見込み角がほぼ等しいという結果がフィッティングから得られた。しかしコントアでは開 口角 > 見込み角という傾向が60°以下でみられる。開口角60°以上では見込み角も範囲が広が るが、縁あたりから見ているということに変わりはない。

4.3.3 トーラスの光学的厚さと見込み角の推定

ここではスペクトルモデル2を用いてトーラスの光学的厚さと見込み角の推定を行った結果を 述べる。それぞれの天体のベストフィットパラメータは次の表4.4のようになった

天体名	光学的厚さ	見込み角 (degree)
Circinus Galaxy	$5.0 {\pm} 0.2$	$30{\pm}4$
Mrk 3	$2.2{\pm}0.3$	90 ± 22
NGC1068	$3.5{\pm}0.9$	20 ± 9
NGC2992	4 ± 2	$60{\pm}12$
NGC3516	$1.0{\pm}0.4$	85 ± 29
NGC3783	$1.5 {\pm} 0.3$	$80{\pm}31$
NGC4151	$2.5{\pm}0.3$	56 ± 6
NGC4388	$2.5{\pm}0.4$	$60{\pm}6$

表 4.4: フィッティングから求めたトーラスの光学的厚さと見込み角

トーラスの光学的厚さと見込み角の信頼度をコントアで表した図が図 4.5 である。ただし CircinusGalaxy、Mrk 3、NGC1068 についてはコントアが描けなかったため載せていない。

• Circinus Galaxy

求まったトーラスの光学的厚さは約5であり、Compton thick な AGN として妥当である。またスペクトルモデル1で仮定した光学的厚さと同じである。見込み角についてもも30°程度とスペクトルモデル1の場合とかなり近い。

• Mrk 3

光学的厚さは $2.2(N_H \sim 8 \times 10^{23})$ で、Yang et al.(2009) で求められた 4×10^{24} や Ikeda et al.(2009) で求められた $\sim 1 \times 10^{24}$ よりも小さい。図 4.6 はスペクトルフィットであるが、図 4.1 のスペクト ルモデルに比べてフィットがうまくいっていない。

• NGC1068

スペクトルモデル1のフィットと同じく見込み角が小さくなっている。光学的厚さは3.5 程度と なったが、低エネルギー側で直接成分が卓越しないという問題は解決していない。そのため視線 上に直接成分をさえぎる物質があるのかもしれない。

• NGC2992

光学的厚さは誤差の範囲でスペクトルモデル1に一致しており、見込み角も同程度となっている。 コントアを見てもトーラスを通して中心核を見ている可能性が高く、光学的厚さも3程度以上は あると考えられる。

• NGC3516

得られた結果は光学的にそれほど厚くないトーラスを真横方向から見ているという結果だった。スペクトルモデル1では厚いトーラスをななめ方向から見ているという結果だったため、視線上になんらかの物質がある可能性が高いが、見込み角の制限をつけることは難しい。



図 4.5: スペクトルフィットによるトーラスの光学的厚さと見込み角の関係。上段左:NGC2992、上段右:NGC3516、中段左:NGC3783、中段右:NGC4151、下段:NGC4388。コントアは黒が $\Delta\chi^2=2.3$ 、赤:4.61、緑:9.21 を表す。



図 4.6: スペクトルモデル2での Mrk 3のフィット。スペクトルモデル1と違い、鉄輝線の低エネ ルギー側が直接成分によって合わせられている。

• NGC3783

NGC3516 と似た結果が得られており、コントアの形状も似ている。スペクトルモデル1 での結果 も誤差は大きいが NGC3516 と似ているため、描像としては $\tau \sim 1$ 程度のトーラスを真横から見 ているか、 τ の大きいトーラスのふちから中心核を見ていると考えられる。

• NGC4151

見込み角の値はスペクトルモデル1とかなり近い。強く制限がつく理由はスペクトルモデル1と同じと思われる。光学的厚さと開口角は3.5の結果から似たような振る舞いを示すため、現状での決定は難しいと考えられる。

• NGC4388

見込み角はスペクトルモデル1と誤差の範囲で合っている。コントアをみてもトーラスの光学的 厚さが制限できているが、NGC4151と同じく光学的厚さと開口角の決定は難しいと考えられる。

4.4 Ni/Feの比較

ここでは AGN の輝線である Fe と Ni に注目して解析を行う。この時に用いたモデルは Model A、Model B の他に、

Model C = powerlaw*zwabs + pexrav+zgauss(6.4 keV)+zgauss(7.05 keV)+zgauss(7.47 keV)

というモデルを用いた。ここでは Circinus Galaxy を例に解析の流れを示す。まずこの Model C を用いて輝線の強度を見積もった。図 4.7 のように Model C でスペクトルフィットを行い、観測された Fe、Ni のライン強度を評価した。



図 4.7: Circinus Galaxy を Model C でフィッティングしたスペクトル

次に Model A、B によるベストフィットのモデル関数を用いて、X 線のスペクトルを XSPEC でシミュレートし、そのスペクトルの輝線部分を zgauss で表すことで、モデルが示す輝線の強度 を見積った。図 4.7 は Model C でスペクトルフィットを行った図である。さらに Model A、B で もフィットを行い、ベストフィットのモデルを用いて XIS のスペクトルをシミュレートし、輝線の 強度を求めたのが図 4.8 である。



図 4.8: pexmon のモデルを用いてシミュレートした XIS のスペクトルをフィットしたもの (左) と MYMODEL を用いてシミュレートした XIS のスペクトルをフィットしたもの (右)

表4.5にそれぞれのモデルでの輝線強度を示す。

モデルタ	Fe – K	Ni _ K	Ni/Fe
	$\Gamma c - R_{\alpha}$	$\mathbf{N} = \mathbf{N}_{\alpha}$	111/176
Model C	$(3.35 \pm 0.06) \times 10^{-4}$	$(1.9 \pm 0.3) \times 10^{-5}$	0.056 ± 0.008
Model A	$(3.01 \pm 0.02) \times 10^{-4}$	$(1.3 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	$0.043\ {\pm}0.003$
Model B	$(3.13 \pm 0.03) \times 10^{-4}$	$(8 \pm 1) \times 10^{-6}$	$0.026\ {\pm}0.003$

表 4.5: Circinus Galaxy の輝線強度と Ni/Fe の値

この解析をその他の天体に対しても行った。その結果を表 4.6 から表 4.12 に示す。

モデル名	$Fe - K_{\alpha}$	$Ni - K_{\alpha}$	Ni/Fe
Model C	$(4.8 \pm 0.3) \times 10^{-5}$	(6 ± 2)×10^{-6}	0.13 ± 0.03
Model A	$(4.7 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	(2.1 \pm 0.6)×10 ⁻⁶	$0.04\ {\pm}0.01$
Model B	$(5.9 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	$(1.3 \pm 0.4) \times 10^{-6}$	$0.022\ {\pm}0.006$

表 4.6: Mrk 3の輝線強度と Ni/Fe の値

モデル名	$Fe - K_{\alpha}$	$Ni - K_{\alpha}$	Ni/Fe
Model C	$(5.5 \pm 0.5) \times 10^{-5}$	(8 ± 3)×10^{-6}	0.15 ± 0.04
Model A	$(5.0 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	$(2.4 \pm 0.6) \times 10^{-6}$	0.05 ± 0.01
Model B	$(5.0 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	$(1.5 \pm 0.5) \times 10^{-6}$	0.03 ± 0.01

表 4.7: NGC1068 の輝線強度と Ni/Fe の値

モデル名	$Fe - K_{\alpha}$	$Ni - K_{\alpha}$	Ni/Fe
Model C	$(3.0 \pm 0.4) \times 10^{-5}$	$(8 \pm 4) \times 10^{-6}$	$0.2\ \pm 0.1$
Model A	$(2.94 \pm 0.08) \times 10^{-5}$	$(1.3 \pm 0.3) \times 10^{-6}$	$0.044\ {\pm}0.009$
Model B	$(2.95 \pm 0.09) \times 10^{-5}$	(9 \pm 4) $\times 10^{-6}$	0.03 ± 0.01

表 4.8: NGC2992 の輝線強度と Ni/Fe の値

モデル名	$\mathrm{Fe}-\mathrm{K}_{\alpha}$	$Ni - K_{\alpha}$	Ni/Fe
Model C	$(5.3 \pm 0.4) \times 10^{-5}$	$(4 \pm 3) \times 10^{-6}$	0.08 ± 0.05
Model A	$(5.3 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	$(2.3 \pm 0.5) \times 10^{-6}$	$0.043\ {\pm}0.009$
Model B	(5.4 ± 0.1)×10^{-5}	(1.8 \pm 0.5)×10^{-6}	$0.033\ {\pm}0.009$

表 4.9: NGC3516 の輝線強度と Ni/Fe の値

モデル名	$Fe - K_{\alpha}$	$Ni - K_{\alpha}$	Ni/Fe
Model C	$(6.6 \pm 0.5) \times 10^{-5}$	$(1.0 \pm 0.4) \times 10^{-6}$	$0.15 \ {\pm} 0.05$
Model A	$(6.6 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	$(3.1 \pm 0.6) \times 10^{-6}$	$0.047\ {\pm}0.008$
Model B	$(6.8 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	(1.9 \pm 0.5)×10 ⁻⁶	$0.028\ {\pm}0.007$

表 4.10: NGC3783 の輝線強度と Ni/Fe の値

モデル名	$\mathrm{Fe}-\mathrm{K}_{\alpha}$	$Ni - K_{\alpha}$	Ni/Fe
Model C	$(1.52 \pm 0.06) \times 10^{-4}$	$(1.4 \pm 0.4) \times 10^{-5}$	0.09 ± 0.02
Model A	$(1.66 \pm 0.06) \times 10^{-4}$	(7 ± 3)×10^{-6}	0.04 ± 0.02
Model B	(1.61 \pm 0.02)×10 ⁻⁴	$(4.0 \pm 0.7) \times 10^{-6}$	$0.025\ {\pm}0.004$

表 4.11: NGC4151 の輝線強度と Ni/Fe の値

モデル名	$Fe - K_{\alpha}$	$Ni - K_{\alpha}$	Ni/Fe
Model C	$(8.0 \pm 0.3) \times 10^{-5}$	(8 ± 3)×10^{-6}	0.10 ± 0.03
Model A	$(8.6 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	(2.8 \pm 0.8)×10 ⁻⁶	$0.033\ {\pm}0.009$
Model B	$(8.0 \pm 0.1) \times 10^{-5}$	(2.4 \pm 0.5)×10 ⁻⁶	$0.030\ {\pm}0.006$

表 4.12: NGC4388 の輝線強度と Ni/Fe の値

表 4.5 から表 4.12 を見ると、どの天体においても Ni/Fe の値が Model C が一番大きい。Model C は観測天体そのものの輝線強度であるので、天体の Ni/Fe の比は我々が想定している値より大き いことになる。Model A の permon の Ni – K_α については Fe – K_α の 5 %としてモデル化されて おり、フィット結果も 4~5 %となっている。また Model B の MYMODEL は Fe – K_α、Ni – K_α はともにモンテンカルロ・シミュレーションから求めたものである。元素組成は表 3.1 の太陽組成 を用いており、蛍光分岐の比と入射光子が K 殻電子を叩き上げる数を考えると Ni/Fe のライン強 度は

$$\frac{\text{Ni}}{\text{Fe}} = \frac{1.78 \times 10^{-6}}{4.68 \times 10^{-5}} \times \frac{0.362}{0.304} \times \left(\frac{8.333}{7.112}\right)^{-2} \sim 0.033 \tag{4.4}$$

となる。一方フィット結果は2~3%となっており、予想と一致する。

3.4 で行った条件 2 のブロッブトーラスでも Ni/Fe を調べた結果、Ni/Fe=0.044 という値になった。条件 3 の殻構造をもつブロップでは Ni 輝線が連続成分に埋もれてしまい Ni/Fe を求めること はできなかった。この結果から Ni/Fe の値は重元素の分布に依存することがわかったが、試した モデルはどれも実際の天体の Ni/Fe の値を説明できなかった。

Circinus Galaxy に関しては欧州の X 線天文衛星 XMM-Newton による先行研究 (Molendi et al.2003[32]) において、鉄のアバンダンスが太陽組成の 1.7 倍程度という報告がある。また Ni/Fe に ついても 0.055 ~ 0.075 という値が報告されており、本研究での値と同程度になっている。NGC4388 に関しても Shirai et al.(2008)[37] で Ni/Fe が求められており 0.09±0.04 という値があり、今回の 結果と同程度である。また NGC3783 に関しては Reynolds et al.(2012) において降着円盤の Fe の アバンダンスが 2~4 であることが言われている。

AGN 以外でも Ni と Fe の組成についての報告はあり、Matsusita et al.(2012) では Abell 1656 という銀河団の Ni/Fe が $0.6 \sim 1.5 M_{\odot}$ であることが報告されている。さらに Si/Fe のを用いること

で銀河団の超新星爆発の割合 (SN II と SN Ia の割合)が我々の銀河と同程度であると報告している。我々の銀河の中心部でもアバンダンスが異なることは報告されている (Koyama et al.(2006))。 Fe の K-edge から求めた柱密度から、Fe が太陽組成の 3.5 倍に当たり、スペクトルフィットから求めたアバンダンスも鉄で 1.2 倍、Ni で 2.1 倍となっている。

そのため AGN の Ni/Fe の値が太陽組成よりも異なることは普通であり、解析した AGN の Ni/Fe はどれも太陽組成の値よりも大きい可能性がある。ただし輝線強度は元素のアバンダンスに比例 して大きくなるわけではないため、元素のアバンダンス決定にはさらに詳細な議論が必要である。

第5章 次期X線天文衛星ASTRO-Hにむけて

この章では次期 X 線天文衛星 ASTRO-H を用いることで期待される AGN のサイエンスについて議論する。

5.1 次期 X 線天文衛星 ASTRO-H

X線は非常に高温の領域からの放射であるため、超新星爆発やブラックホール、活動銀河中心 核、銀河団などの極限状態の物理を探ることができる。一方でX線は大気による吸収を受けるた め、地上での観測は不可能である。そのため衛星や気球を用いて高い高度での観測を行う必要があ る。そのため多くの国が様々なX線天文衛星を打ち上げてきた。現在もNASAのChandra衛星 や、ESAのXMM-Newton衛星が観測を行っている。日本では1970年代から「はくちょう」、「て んま」、「あすか」、「すざく」といった衛星を打ち上げ、現在も「すざく」が観測を行っている。次 期X線天文衛星ASTRO-Hはこれらの衛星につづく2015年度に打ち上げ予定の日本で6番目の X線天文衛星である。ASTRO-Hには高分散X線分光検出器SXS(Soft X-ray Spectrometer)、軟 X線撮像検出器SXI(Soft X-ray Imager)、硬X線撮像検出器HXI(Hard X-ray Imager)、軟ガン マ線検出器SGD(Soft Gamma-ray Detector)と呼ばれる4つの機器が搭載され、0.3 600 keVの 広い範囲にわたっての観測が可能である。これらの検出器については次で説明する。これらの観 測機器を用いて宇宙がどのように進化し今の姿になったのかを探ることを目的としている。

5.2 ASTRO-Hの搭載機器

5.2.1 高分散 X 線分光検出器 SXS

高分散 X 線分光検出器 SXS(Soft X-ray Spectrometer) は X 線マイクロカロリメーターを用い た検出器で、0.3~12 keV の帯域を担当する。X 線マイクロカロリメーターとは、X 線が吸収体 に吸収された時の温度上昇を利用してエネルギーを計測する装置である。その原理は X 線が吸収 体で吸収されるとエネルギーが熱に変換される。この熱による温度変化を温度計で読み取ること によりエネルギーを測定する。しかし X 線光子による温度上昇はごくわずかであるため、装置自 体を絶対零度程度まで冷却しなければならない。図 5.1 は X 線マイクロカロリメーターの概念図 である。X 線マイクロカロリメーターの特徴は高いエネルギー分解能にある。これまでの衛星で 最も分解能がよい検出器は、X 線衛星 Chandra の HETGS(High Energy Transmission Grating Spectrometer) と呼ばれる回折格子で、6.4 KeV で分解能が約 33 eV であった。しかし X 線マイ クロカロリメーターでは 6.4 KeV で分解能が約 6 eV という分解能が実現可能である。これによ り今まで捉えることができなかったガスの運動も捉えることができるようになる。また回折格子 では銀河団などの広がった天体では分解能が低下するため向いていないが、マイクロカロリメー ターであればその様な天体も高分解能で観測できる。



図 5.1: X 線マイクロカロリメーターの概念図 [23]

エネルギー領域	$0.3 \sim 12 \text{ keV}$
エネルギー分解能	$5 \mathrm{eV}$
視野	$3.05 \times 3.05 \ arcmin^2$
有効面積	$225 \mathrm{cm}^2$ @ 6 keV

表 5.1: SXS の性能 [23]

5.2.2 軟 X 線撮像検出器 SXI

軟 X 線撮像検出器 SXI(Soft X-ray Imager) は撮像分光検出器で、 $0.4 \sim 12$ keV の軟 X 線領域を 担当する。撮像分光を行うには優れた位置分解能とエネルギー分解能の両方を兼ね備える必要が あるため、検出器には X 線 CCD が用いられる。SXI の特徴は軟 X 線領域の撮像であるため、現 在の X 線天文衛星「すざく」よりも広い $35' \times 35'$ の視野をもっている (すざく衛星は $19' \times 19'$)。 SXI に搭載される CCD は裏面照射型と呼ばれる X 線 CCD で、低エネルギー側に感度を持つよう になっている。また高いエネルギーの X 線にも感度を持たせるために空乏層の厚みをすざく衛星 よりも厚くしている。[24]

X線 CCDの検出原理は、侵入した X線が CCDの Si と反応して光電吸収を起こす。このとき に発生した光電子は侵入した X線のエネルギーに比例するため、光電子を読み出すことでエネル ギーを決定することができる。

エネルギー領域	$0.4 \sim 12 \text{ keV}$
エネルギー分解能	$150~{\rm eV}$ @ $6~{\rm keV}$
視野	$38 \times 38 \ arcmin^2$
有効面積	$360 \mathrm{cm}^2$ @ 6 keV

表 5.2: SXI の性能 [23]



図 5.2: SXIの概略図 [23]

5.2.3 硬 X 線撮像検出器 HXI

硬 X 線撮像検出器 HXI(Hard X-ray Imager) は 5~80 keV のエネルギー帯域を受け持つ撮像分 光検出器である。HXI はこの帯域で初となる撮像観測を可能にする検出器である。HXI の主検出 部は両面 Si ストリップ検出器 4 枚と CdTe ストリップ検出器 1 枚で構成される。この二つの検出 器を用いることで、5~30 keV の X 線を Si、30~80 keV の X 線を CdTe で検出し、5~80 keV の 帯域をカバーする。また主検出部の回りにはシールド部として「すざく」の HXD でも採用された BGO シンチレーターが配置されており、これにより視野外からのバックグラウンドを遮蔽してい る。さらに主検出部とシールド部で反同時計数をとることにより BGO を通り抜けてきたイベン ト、CdTe や BGO の放射化によるガンマ線イベントも除去することが可能である。図 5.3 に HXI の構造を示す。



図 5.3: HXIの概略図 [23]

	$5 \sim 80 \text{ keV}$
エネルギー分解能	; 2000 eV @ 60 keV
視野	$9 \times 9 \ arcmin^2$
有効面積	$300 \mathrm{cm}^2$ @ 30 keV

表 5.3: HXI の性能 [23]

5.2.4 軟ガンマ線検出器 SGD

軟ガンマ線検出器 (SGD) は 10-600 keV の帯域を受け持つ検出器である。主検出部はコンプト ンカメラと呼ばれており、Si のパッド検出器を 32 層に重ね、その下に CdTe パット検出器を 8 層、 側面に CdTe パット検出器を 2 層に重ねた構造である。コンプトンカメラはコンプトン散乱を利用 した検出器で、入射光子と散乱光子のエネルギーが分かれば光子の到来方向が推定が可能である。 到来方向がわかれば天体信号かバックグラウンドなのかがわかるため感度の向上につながってい る。さらにコンプトン散乱を用いることで偏光の検出も可能である。またシールド部には HXI と 同じ BGO シンチレーターを用いており、SGD も反同時計数を用いてバックグラウンドの除去を 行う。図 5.4 に SGD の構造を示す。



図 5.4: SGD の概略図 (左) とコンプトンカメラの 1 ユニット [23]

エネルギー領域	$40 \sim 600 \text{ keV}$
エネルギー分解能	; 4000 eV @ 40 keV
視野	$33 \times 33 \ arcmin^2$
有効面積	$20 \mathrm{cm}^2$ @ $100 \mathrm{keV}$

表 5.4: SGD の性能 (コンプトンモード)[23]

5.3 ASTRO-H で期待される AGN のサイエンス

ここでは次期 X 線天文衛星 ASTRO-H を用いることで可能となる AGN のサイエンスのうち本 研究の延長に相当するものについて述べる。

5.3.1 コンプトンショルダー

コンプトンショルダーは 2.4.3 でも述べた構造で鉄輝線の低エネルギー側に見られる構造である。現状の検出器では難しいが、ASTRO-Hの SXS を用いれば検出は可能と考えられている。

このシミュレーションには物理プロセスに Odaka et al.(2011)[31] で用いられているシミュレー ションツールの MONACO(MONte Carlo simulation for Astrophysics and COsmology)のプロセ スも用いた。このプロセスには Geant4 にも含まれている光電吸収、レイリー散乱、コンプトン散 乱の他に、ラマン散乱を含んでおり、さらに物質の速度を入れることができるものである。コン プトンショルダーは自由電子による散乱か束縛電子による散乱かで形状が変わり (図 5.5)、また原 子の種類や物質の速度によっても形状が変わるため周辺状況を探る強力な手段となる。[39]



図 5.5: 自由電子と束縛電子によるコンプトンショルダーの形状の違い。6.25 keV 付近に鋭いピー クが存在するものが自由電子によるコンプトンンショルダー。束縛電子はなだらかなコンプトン ンショルダーとなる。[39]

このプロセスを用いてブロップトーラスモデルでシミュレーションを行った結果が図 5.6 であ る。図 5.6 からもわかるように鉄輝線の低エネルギー側になだらかに続くコンプトンショルダーが 存在していることがわかる。今回は物質が静止している場合を考えたが、実際は数 100 km/s で運 動していると考えられているため、今後速度を持たせた場合についても調査していく。



図 5.6: ブロッブトーラスモデルでの鉄輝線付近のスペクトル

さらに次期 X 線天文衛星 ASTRO-H に搭載される SXS での観測により実際の天体でコンプト ンショルダーが観測可能かどうかも調査した。図 5.7 は 4.3.1 で解析した NGC4151 のベストフィッ トモデルが SXS で 100 ksec 観測された場合、どのように見えるかをシミュレートした図である。 このスペクトルからもコンプトンショルダーの存在を確認できる。よって多くの AGN でこのよう



図 5.7: SXS による NGC4151 のシミュレートスペクトル

なコンプトンショルダーが発見されることが期待できる。

またコンプトンショルダーはトーラスの物質の状態によっても形状が変わる。これを図 5.8 に示した。図 5.8(左) はコンプトンショルダーの柱密度依存性で見込み角は 30~40 °とし、 N_H が 黒:1×10²³/cm²、赤:1×10²⁴/cm²、緑:1×10²⁵/cm² の場合を表している。図 5.8(右) は見込み角の依存性で見込み角が黒:20、赤:40、緑:70 °の場合を表しており、 N_H は 1×10²⁵/cm² とした。

図 5.8 から N_H が大きいほど、また見込み角は大きいほどコンプトンショルダーは大きくなる。 これは視線上に存在する物質が多く、散乱の回数も増えるためだと考えられる。図 5.8 左を見ると 柱密度が大きくなることでコンプトンショルダーも大きくなっていることがわかる。 N_H が 1×10^{23} ではあまりコンプトンショルダーは大きくないため、はっきりとわかる形状が作られるには 1×10^{24} 程度の柱密度が必要となる。また見込み角は大きくなるほどコンプトンショルダーも大きくなる。



図 5.8: コンプトンショルダーの柱密度依存性 (左) と見込み角依存性 (右)。左図は N_H が、 黒: 1×10^{23} /cm²、赤: 1×10^{24} /cm²、緑: 1×10^{25} /cm²の場合を表しており、右図は見込み角 が黒:20、赤:40、緑:70 °の場合を表している。

しかし *N_H* ほどの大きな依存性はないため、見込み角の決定は低エネルギー領域での吸収や鉄の K-edge といった他の部分も合わせて行うことになると考えられる。

5.3.2 ドップラー

ここではブロッブトーラスを用いて、シミュレーションを行った結果を示す。ブロッブに速度 分散をもたせることで鉄輝線の変化を調査した。図 5.9 は速度分散を変えた場合の鉄輝線である。 黒が 0 km/s、赤が 250 km/s、緑が 1000 km/s を表している。図 5.9 を見ると 0 km/s、250 km/s



図 5.9: 速度分散を変化させた場合の鉄輝線付近のスペクトル

では鉄の $K_{\alpha 1}$ 、 $K_{\alpha 2}$ が分離して見えているが、1000 km/s では分離していない。この差を用いる ことでトーラスのブロッブが持つ速度分散を調査することが出来ると考えられる。

第6章 まとめ

本研究では AGN の X 線反射成分から AGN の周辺環境を推定するため X 線反射スペクトルモ デルの構築とその適用を行った。

1. X 線反射スペクトルモデルの構築を行った。Geant4 によるモンテカルロ・シミュレーション を用いてシミュレーションを行った。その結果から、X 線反射スペクトルはトーラス構造や開口 角、見込み角に依存して形状が変わることがわかった。またトーラス構造によって等価幅も異な ることがわかった。このシミュレーションデータを用いて解析に用いる X 線反射スペクトルモデ ルを構築した。

2. 構築したモデルを用いて AGN のスペクトル解析を行い、一般的に用いられるモデルよりも 良く合うことがわかった。またスペクトル解析からトーラス構造の推定を行った。いくつかの天 体に関してはである程度の制限をかけることができ、さらなる高分解能観測での観測でより強い 制限がかけられることになると考えられる。一方で Ni 輝線部分の残差に関して Fe/Ni の比を用い て調査したところ、解析した全ての天体でモデルよりも大きくなった。そのため太陽組成を用い たモデルでは説明できず、解析天体の Fe/Ni の比は太陽組成よりも大きい可能性が考えられる。

3. シミュレーションを用いて次期 X 線天文衛星 ASTRO-H で期待される AGN のサイエンスに ついて議論した。コンプトンショルダーについては十分に観測可能であり、その形状から物質に 対して制限をかけることが出来ると期待される。



研究室のみなまには3年間本当にお世話になりました。深沢先生には卒論から修論、実験まで 研究のほぼ全てにおいてご指導いただきました。本当にお世話になりました。水野先生にはシミュ レーションで色々なアドバイスを頂きました。ひろたかさんには実験で特にお世話になりました。 放医研での実験は徹夜できつかったですが良い経験になりました。その他大野さん、吉田先生、川 端先生、植村さん、秋田谷さんにもコロキウム等の場でアドバイスや助言を頂き非常に自分のた めになりました。宇宙研の小高さんには修論の最後までアドバイスを頂き、佐藤有さんには放医 研での実験際にとてもお世話になりました。最後に研究室の学生のみなさまとは本当に楽しい3 年間を過せました。この3年間に出会った全ての人に感謝します。

参考文献

- [1] http://www.astr.ua.edu/keel/agn/spectra.html
- [2] シリーズ現代の天文学4銀河 I-銀河と宇宙の階層構造 谷口 義明・岡村 定矩・祖父江 義明 日本評論社
- [3] Suganuma et al, 2006, ApJ 639, 46
- [4] The X-ray spectra of accreting Kerr black holes : Fabian & Giovanni (http://arxiv.org/abs/astro-ph/0507409/0507409v1.pdf)
- [5] 山崎 智紀 広島大学 修士論文 2008
- [6] NIST XCOM: Poton Cross Section Database (http://www.nist.gov/pml/data/xcom/index.cfm)
- [7] Ikeda et al, 2009, ApJ 692, 608
- [8] Watanabe et al, 2003, ApJ 597, L37
- [9] Tahir Yaqoob and Kendrah D. Murphy, 2011, MNRAS, 412, 277Y
- [10] Anders and Grevesse (1989)
- [11] An Introduction to Galaxies and Cosmology Mark H.Jones and Robert J.A.Lambourne CAMBRIDE UNIVERSITY PRESS
- [12] Ishisaki et al, 2007, PASJ, 59S, 113S
- [13] 笹田 真人 広島大学 卒業論文 2007
- [14] Geant4 User's Guide for Application Developers (http://geant4.web.cern.ch/geant4/UserDocumentation/UsersGuides/ForApplicationDeveloper/html/ind
- [15] 「すざく」ファーストステップガイド 第4.0.3版,2009,「すざく」ヘルプデスク
- [16] Giorgio M., 2002, MNRAS 337, 147
- $[17]\,$ fukazawa et al,
2011, ApJ 727, 19
- [18] G.K.Miley and A.P.Hartsuijker ,1978,A&AS 34,129
- [19] J.S.Miller and R.W.Goodrich ,1990,ApJ,355,456
- [20] Kendrah D. Murphy and Tahir Yaqoob ,2009,MNRAS,397,1549M
- [21] Toshihiro Kawaguchi and Masao Mori ,2011,ApJ,737,105K

- [22] Y.Yang et al,2009,ApJ,691,131
- [23] N.Ota, M.Tsujimoto, H.Takahashi ASTRO-H Quick Reference 2010.11.9
- [24] 大阪大学 X 線天文グループ http://www.xray.ess.sci.osaka-u.ac.jp/OskXrayTlabHP/ASTRO-H_SXI.html
- $[25]\,$ Schartmann et al, 2008 , A&A, 482, 67
- [26] Antonucci et al, 1993, ARA&A, 31, 473
- [27] Reynolds et al, 2012, ApJ ,460 ,261C
- [28] Pawel Magdziarz and Andrzej A. Zdziarski, 1995, MNRAS, 273, 837
- $[29]\,$ Fukazawa et al 2011, ApJ,727,19
- [30] http://ned.ipac.caltech.edu/
- [31] Odaka et al, 2011, ApJ,740,103O
- [32] Molendi et al, 2003, MNRAS, 343,L1
- [33] Yaqoob et al, 2007, PASJ, 59, S283
- [34] Capetti et al,1995,ApJ, 448, 600
- [35] Ruiz et al,2001, AJ, 122, 2961
- [36] Veilleux et al, 2001, AJ, 121, 198
- [37] Shirai et al,2008, PASJ, 60, S263
- [38] Turner et al, 2011, ApJ, 733, 48
- [39] Sunyaev et al, 1996, Astronomy Letters, 25, 199