

2023年度 修士論文

X線スペクトル解析による電波銀河 Markarian 6 の  
円盤風の物理状態の研究

先進理工系科学研究科 先進理工系科学専攻 物理学プログラム  
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M214958 榎木 大修

主査：深澤 泰司

副査：両角 卓也

副査：藪田 ひかる

2023年2月21日

# 目次

<b>第 1 章 序章</b>	<b>5</b>
1.1 活動銀河核 (AGN)	5
1.1.1 AGN とは	5
1.1.2 電波銀河	5
1.1.3 ブレーザー	5
1.2 アウトフロー	6
1.2.1 ジェット	6
1.2.2 円盤風	6
1.2.3 円盤風の駆動	8
1.3 円盤風モデル	9
1.4 Optimal binning	10
1.5 本論文の目的	11
<b>第 2 章 観測衛星</b>	<b>12</b>
2.1 X 線天文衛星 <i>XMM-Newton</i>	12
2.1.1 概要	12
2.1.2 X 線望遠鏡	13
2.1.3 X 線 CCD カメラ EPIC	14
2.1.4 RGS 検出器	14
2.1.5 陽子フレア	15
2.2 X 線精密分光衛星 XRISM	16
2.2.1 概要	16
2.2.2 Resolve 検出器	17
<b>第 3 章 データとモデル</b>	<b>18</b>
3.1 解析天体と解析データ	18
3.1.1 解析天体	18
3.1.2 解析データ	19
3.2 データリダクション	19
3.2.1 較正済みデータの作成	19
3.2.2 EPIC/PN	20
3.2.3 RGS	20
3.3 モデル	21
3.3.1 中性吸収: Hot	21
3.3.2 軟 X 線超過成分: Comt	21
3.3.3 べき関数: Pow	21
3.3.4 反射成分: Refl	22
3.3.5 ガウス関数: Gaus	22
3.3.6 電離吸収: Pion	22

<b>第 4 章 結果</b>	<b>24</b>
4.1 輝線と吸収線 . . . . .	24
4.2 連続成分 . . . . .	26
4.3 吸収成分 . . . . .	28
4.4 ベストモデル . . . . .	32
4.5 吸収線 . . . . .	35
4.5.1 UFO の吸収線 . . . . .	35
4.5.2 WA の吸収線 . . . . .	37
<b>第 5 章 議論</b>	<b>40</b>
5.1 UFO . . . . .	40
5.1.1 UFO の距離と密度 . . . . .	40
5.2 WA . . . . .	41
5.2.1 WA の距離と密度 . . . . .	41
5.3 XRISM シミュレーション . . . . .	41
<b>第 6 章 まとめ</b>	<b>44</b>
<b>References</b>	<b>45</b>
<b>謝辞</b>	<b>47</b>
<b>付 録 A XMM-Newton 衛星での 3 観測</b>	<b>48</b>
A.1 3 観測のバックグラウンドの光度曲線 . . . . .	48
A.2 3 観測のスペクトルの比較 . . . . .	49
A.2.1 べき関数による比較 . . . . .	49
A.2.2 べき関数と反射成分による比較 . . . . .	49
<b>付 録 B 過去に報告された電波銀河の円盤風</b>	<b>51</b>
B.1 List of UFOs in Radio Galaxy . . . . .	51
B.2 List of WAs in Radio Galaxy . . . . .	52

# 目次

1.1	AGN の円盤風の模式図 (Laha et al., 2021)。	7
1.2	電離吸収モデル (pion モデル) における水素柱密度と電離度の振る舞い。	10
1.3	最適なビンサイズ $\Delta$ を分解能要素あたりのカウント数 $N_r$ の関数として示したもの (Kaastra & Bleeker, 2016)。	11
2.1	XMM-Newton の概略図	12
2.2	斜入射光学系	13
2.3	MOS と pn の CCD チップの配置図	14
2.4	RGS の CCD チップの配置図	15
2.5	陽子フレアにより影響を受けている光度曲線の例	16
2.6	XRISM の概略図	16
3.1	XMM-Newton による Mrk 6 の画像 (観測 ID: 0144230101)。円: 天体領域。四角: バックグラウンド領域	20
4.1	EPIC/PN の 5-10 keV の Fe-K バンド帯域のスペクトルとべき関数+輝線+吸収線のモデル。	25
4.2	<i>Chandra</i> 衛星で観測された Mrk 6。	26
4.3	スペクトルの連続成分。	28
4.4	Spectrum of Fe-K band. (compare the absorption)	31
4.5	Spectrum of soft x-ray band. (compare the absorption)	31
4.6	Compare the 2-PION model and 3-PION model.	32
4.7	Spectrum and best-fit model.	34
4.8	Spectrum of Fe-K band.	34
4.9	Spectrum of soft x-ray band.	35
4.10	電離度と鉄のアバundance (Kallman et al., 2004)	35
4.11	Absorption lines of UFO.	36
4.12	Absorption lines of UFO with label.	37
4.13	Absorption lines of WA.	37
4.14	Absorption lines of WA with label.	38
5.1	XRISM simulated spectrum of Fe-K band.	43
5.2	XRISM simulated spectrum of soft x-ray band.	43
A.1	Background light-curve of three observation data.	48
A.2	3観測の 5-10 keV のスペクトルのべき関数による比較	49
A.3	3観測の 5-10 keV のスペクトルのべき関数と反射成分による比較	50
B.1	Relation of radio loudness and total column density of WA.	53
B.2	Relation of radio loudness and total column density of UFO.	53
B.3	Relation of radio loudness and total column density of WA and UFO.	54

# 表 目 次

2.1	EPIC と RGS の性能 . . . . .	15
3.1	Mehdipour & Costantini (2019) で示された電波銀河の WA . . . . .	18
3.2	Markarian 6 の基本情報 . . . . .	19
3.3	XMM-Newton 衛星による Mrk 6 の観測 . . . . .	19
4.1	連続成分の調査 . . . . .	25
4.2	連続成分の調査 . . . . .	27
4.3	吸収成分の調査 . . . . .	30
4.4	Best fit model . . . . .	33
4.5	UFO の吸収線 . . . . .	36
4.6	WA の吸収線 . . . . .	39
5.1	Results of simulated spectra. . . . .	42
B.1	Object list . . . . .	51
B.2	電波銀河の WA . . . . .	52

# 第1章 序章

## 1.1 活動銀河核 (AGN)

### 1.1.1 AGNとは

宇宙には無数の銀河が存在している。銀河の中には、中心領域が非常に明るく活発に活動している領域を持つ銀河が存在する。そのように活発に活動している銀河の中心領域を活動銀河核 (Active Galactic Nucleus; AGN) と呼ぶ。AGN は  $10^{15}$  cm 程度 (太陽と地球の距離程度) の領域から、 $10^{40}$  erg/s を超えるような莫大なエネルギーを放射している。AGN の中心には太陽質量の  $10^6$ – $10^9$  倍程度の質量を持つ巨大質量ブラックホール (SMBH) が存在すると考えられており、AGN の莫大な放射は SMBH への質量の降着の際のエネルギーの解放によると考えられている。

SMBH 周辺では降着円盤が存在し、その外側にトーラスと呼ばれるドーナツ状のガスやダストの塊が存在すると考えられている。様々な種類の AGN で見られるスペクトルエネルギー分布 (spectral energy distribution (SED)) の特徴の違いはトーラスの見込み角という見かけの違いにより生じるという AGN 統一モデルが考えられている。

AGN は多波長の放射が見られる天体であり、電波での強度により分類される。電波の強度  $R$  は Kellermann et al. (1989) から、電波フラックス ( $F_{6\text{cm}}$ ) と可視光フラックス ( $\log F_{\text{opt}} = (48.36 - B)/2.5$  (Schmidt & Green, 1983)) を用いて、 $R = F_{6\text{cm}}/F_{\text{opt}}$  と定義される。 $R \geq 10$  のものを電波で明るい AGN (radio-loud AGN) と呼び、 $R < 10$  のものを電波で暗い AGN (radio-quiet AGN) と呼ぶ。radio-loud AGN と radio-quiet AGN は赤外線から X 線までの SED は似ているが、電波やガンマ線の放射に大きな違いがあるとされている。この違いは、radio-loud AGN が強い相対論的ジェットを持っているためであると考えられている (Urry & Padovani (1995) など)。

### 1.1.2 電波銀河

電波銀河は概ね巨大楕円銀河が母銀河となっている (Bradley M. Peterson, 2010)。電波銀河は radio-loud AGN のうち、ジェットを横から大きな角度で見ているものであると考えられている。そのため、ジェットと中心コアが観測される天体であり、観測される放射はジェットだけでなく降着円盤やコロナなどの SMBH 周辺からの放射や母銀河の放射が含まれる。そのため、電波銀河はジェットと降着円盤やジェットと円盤風の関係など SMBH 周辺の環境を解明するのにもっとも適した天体である。電波銀河の 10% 程度はガンマ線で明るい。これはガンマ線で明るい電波銀河はジェットを比較的小さな (ジェット正面に近い) 角度から見ており、ガンマ線で暗い電波銀河はジェットを比較的大きな角度 (円盤に近い) 角度から見ているためであると考えられている (Kayanoki & Fukazawa, 2022)。

### 1.1.3 ブレーザー

ブレーザーは radio-loud AGN のうち、ジェットを正面から見ているものであると考えられている。そのため、光度は激しく時間変動を行う。放射は電波からガンマ線と広い波長帯で明るく近年の研究では、宇宙からの高エネルギーニュートリノ源の候補天体として考えられており、マルチメッセンジャー天文学で注目されている天体である。

## 1.2 アウトフロー

SMBH は降着円盤を經由して物質を降着させると考えられている一方で、円盤風やジェットといった流出により降着の大部分を放出する。流出にはジェットのように低エディントン比の運動 (kinetic) モードと、電離風のような高エディントン比の放射 (wind) モードがある。SMBH からのアウトフローは、AGN の構造を決定し、AGN や星形成の活動を制御していると考えられている。

### 1.2.1 ジェット

ジェットは AGN のアウトフローの一つである。ジェットは SMBH 近傍から光速の 99% にも及ぶ相対論的な流出速度を持って放射されており、数百万光年にわたって伸びている場合もある。エネルギーは莫大だが、物質量は小さい。電波からガンマ線で観測することができる。

### 1.2.2 円盤風

円盤風は AGN のアウトフローの一つである。以下、円盤風のレビュー論文である Laha et al. (2021) を参考にした。

円盤風は SMBH 周辺の電離ガス流であると考えられている。SMBH 近傍のガス流を直接観測することはできないが円盤風の物理状態を知る上で、SMBH 近傍からの放射が円盤風を通過する際に生じるスペクトル上の吸収線が重要なプローブとなる。吸収線により円盤風の物理状態を表すパラメータ、電離度 ( $\xi$ )、水素柱密度 ( $N_{\text{H}}$ )、流出速度 ( $zv$ ) などを得ることができる。ここで、電離度  $\xi$  は、光源の光度を  $L$ 、電離ガスの光源からの距離を  $r$ 、電離ガスの密度を  $n$  として、 $\xi = L/nr^2$  と定義される。電離度は、電離ガスの光源からの距離の二乗に反比例する ( $\propto r^{-2}$ ) ため、高電離度な円盤風ほど SMBH に近いと考えられている。

AGN の紫外線での吸収線は低電離ガスが支配的であり、線幅によって BAL、NAL、mini-BAL に分類される。また、主に軟 X 線で観測される低電離・低速度・低密度の Warm absorber (WA) と、硬 X 線で観測される高電離・高速度・高密度の Ultrafast outflow (UFO) が存在すると考えられている。図 1.1 に円盤風の模式図と円盤風のパラメータ ( $\xi$ ,  $N_{\text{H}}$ ,  $zv$ ) の範囲を示した。

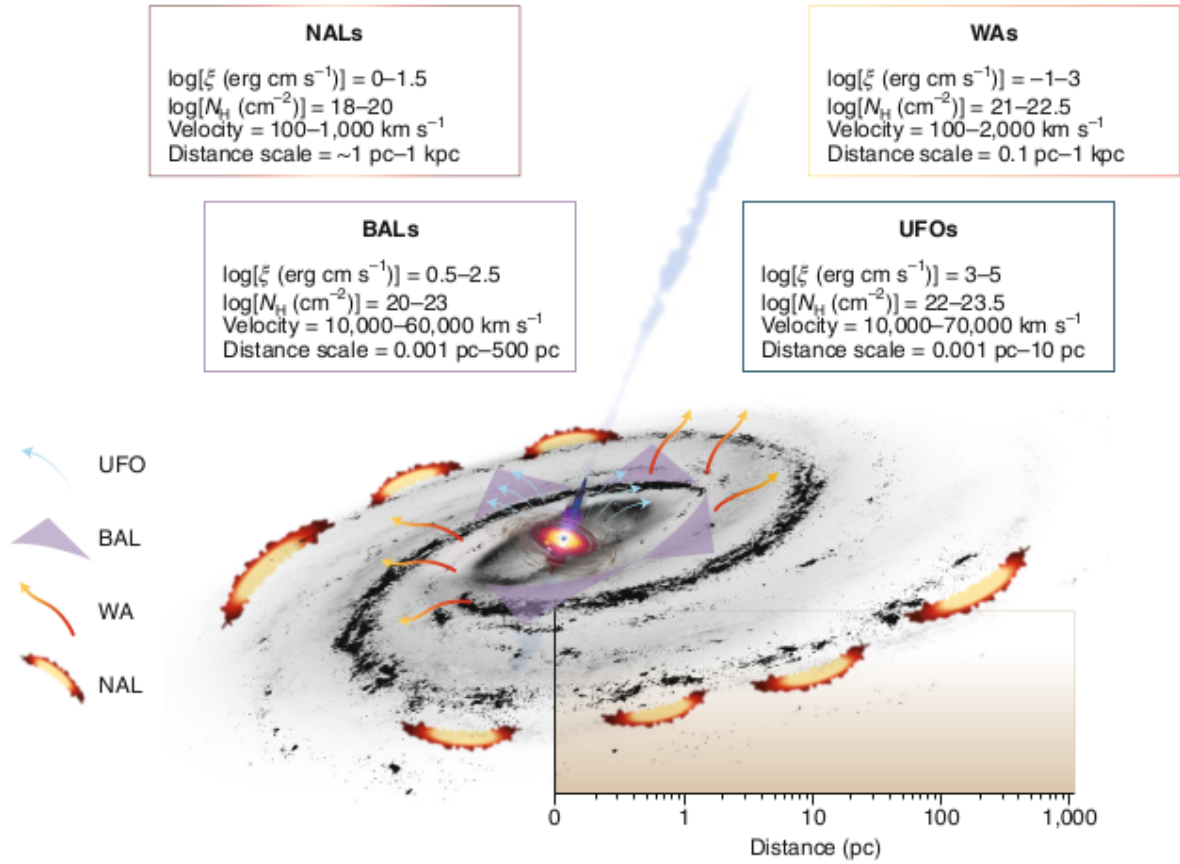


図 1.1: AGN の円盤風の模式図 (Laha et al., 2021)。

### The broad and narrow UV absorption lines

BAL は主に高光度の AGN で発生し、低光度 AGN ではあまり発生しない。また、radio-loud AGN では、BAL は見つからず、NAL が見つかる傾向がある (Knigge et al., 2008; Hamann et al., 2019)。また、BAL が検出される AGN は BAL が検出されない AGN に比べて X 線が弱く、紫外線の光度が高いほど BAL 速度が速くなることが分かっている (Gibson et al., 2009)。数年かそれより短い時間スケールで変化することが知られている。BAL 吸収は円盤風発生半径の 10% 以内で形成されることが示唆されているが、BAL の一部はより大きなスケールで生じる可能性がある (Lundgren et al., 2007; Filiz Ak et al., 2013; Vivek et al., 2018)。

### The warm absorbers

Warm absorber (WA) は、主に軟 X 線スペクトルで吸収線やエッジとして検出されるとともに、6.7 keV、7.0 keV の電離鉄の吸収線としても観測される。これらの吸収線は常にブルーシフトしているため、WA は常にアウトフローに存在することになる。WA の電離パラメータは  $\log[\xi \text{ (erg cm s}^{-1}\text{)}] = -1-3$  で、水素柱密度は  $\log[N_{\text{H}} \text{ (cm}^{-2}\text{)}] = 21-22.5$ 、流出速度は  $z v = 100-2,000 \text{ (km s}^{-1}\text{)}$  と低く、質量流出率は高い (Sako et al., 2001; Laha et al., 2016)。質量流出率は高いが速度が遅いため、運動 (kinetic) 光度がフィードバックに十分でない可能性がある。しかし、WA は SMBH 周辺に物質を蓄積することができる重要なメカニズムである。ほとんどの場合、連続的な WA は円盤風パラメータを持つ、多層構造であるとされており、単一の吸収体として検出されることは非常に稀である。

電波銀河では WA はほとんど見られていない。電波銀河での WA 発生が少ないことは、AGN がアウトフローを作るときとジェットを作るとき（これらは異なるフィードバックの様式）で深い意味を持つ可能性



がある。しかし、直接的な物理的関係はまだ確立されていない。Mehdipour & Costantini (2019) では電波銀河のサンプルを用いて、WA の水素柱密度とジェット強度 (radio-loudness) との間に逆相関が報告された。したがって、強いジェットを持つ電波銀河では WA が弱くなり、ジェット弱い電波銀河では WA が強くなる。このような円盤風とジェットの性質の反相関は、恒星質量ブラックホールの連星系でも見られている (Neilsen & Lee, 2009)。このような関係は、磁場の配置の変化 (トロイダル磁場からポロイダル磁場への変化) から説明することができるという指摘もある。

## The ultra-fast outflows

Ultra-fast outflows (UFO) は 7-9 keV の Fe-K バンドで吸収線として見られる。UFO は WA と同様に吸収線は常にブルーシフトしているため、UFO は常にアウトフローに存在することになる。WA は電離パラメータは  $\log[\xi(\text{erg cm s}^{-1})] = 3-5$  で、水素柱密度は  $\log[N_{\text{H}}(\text{cm}^{-2})] = 22-23.5$ 、流出速度は  $z v = 10,000-70,000$  ( $\text{km s}^{-1}$ ) と高く、AGN のおよそ 40% で存在すると考えられている (Tombesi et al., 2010, 2011; Gofford et al., 2013)。エネルギー的にも質量放出量としても膨大である。

UFO がどのように形成されるか、特に降着円盤の内縁における降着流と放出流の相互作用を理解することは、流出流のエネルギー出力、すなわち銀河へのフィードバックについて重要な手がかりを与えることになる。UFO の起源についてはまだ議論があるが、UFO は電離度が高く、紫外線や X 線の不透明度が低いため、放射駆動流は有効な駆動源にはならず、降着円盤における磁気流体力学的な効果が重要な役割を果たす可能性がある。AGN の電離光度と UFO の運動光度の間に強い相関が検出されており、高光度または高エディントン AGN ではより速い円盤風が駆動されやすいことが示されているが、必ずしも放射線駆動であるとは限らない (Gofford et al., 2015)。

UFO はジェットの根元から発生している可能性が指摘されている (Ghisellini et al., 2004) が、ジェットと UFO の関係はまだ確立されたものではない。Tombesi et al. (2014) で電波銀河の UFO が統計的に調査され、radio-loud AGN と radio-quiet AGN で UFO の検出率は同程度の  $\sim 50\%$  であると報告され、相対論的なジェットが UFO の存在を妨げないことを示唆している。

### 1.2.3 円盤風の駆動

円盤風は、電離状態によって起源や加速メカニズムが異なる可能性がある。加速機構の違いは、フィードバックの働き方に影響を与え、SMBH と宿主銀河の共進化の問題にも影響を与える。ここでは、「電磁流体力学 (magnetohydrodynamics; MHD) 駆動」、「放射圧駆動 (線駆動)」、「熱駆動」、「UFO 駆動 WA」を紹介する。

#### 電磁流体力学 (magnetohydrodynamics; MHD) 駆動

降着円盤 (粘性)、コロナの存在、ジェットなどの重要な AGN 中心核現象の多くが MHD 機構で説明できる。このことから一般に、AGN の流出流には何らかの形で MHD 過程が働いているのではないかと考えられている。UFO は高電離の流出であるため、入射放射線による線駆動力がほとんどなく、その高速性を説明するために、MHD シナリオが自然に呼び出される。MHD 駆動の風の場合、流出速度  $v_{\text{out}}$  と電離度  $\xi$  は  $v_{\text{out}} \propto \xi$  のような単純なスケーリング関係が成立する (Kazanas et al., 2012)。

MHD 駆動のシナリオは、NGC 3783 や PG1211+143 の UFO と WA を説明することができており、MHD 駆動の円盤風は AGN のダウンスケールである BH と恒星の連星である X 線連星でも見られており、MHD 過程は流出流の駆動だけでなく、円盤内の物質移動の仲介にも関与していると考えられている。

## 放射圧駆動（線駆動）

紫外光や X 線の吸収線による放射圧は、ガス雲の不透明度が十分高い場合に流出を駆動する重要なメカニズムである（線駆動）(Proga & Kallman, 2004)。電離度が高いガス雲では、紫外線や X 線の吸収線による不透明度が十分ではないが、特にエディントン光度に近い光度で放射している AGN では、コンプトン散乱によって流出に必要な運動量を与えることができる (King & Pounds, 2003)。放射駆動流において重要なのは、放射による円盤風への推進力を表す推力係数  $M(\xi, t)$  である。変動天体の放射駆動流の理論的研究により、 $M(\xi, t)$  は  $\xi \geq 1$  で減少し始め、その減少は緩やかで、 $\xi = 10 - 1000$  の範囲で  $M(\xi, t)$  が数倍増加する非単調な場合があることがわかった。この高い  $\xi$  での  $M(\xi, t)$  の増加は、光学的深さ（ガス雲の不透明度）が非常に小さい場合であり、1000 程度の  $\xi$  では線駆動が重要であっても、流出流は吸収では検出困難な非常に弱い特徴しか生まないかもしれない (Dannan et al., 2019)。

最近の研究では、AGN の降着・放出流において検出される違いのほとんどは、放射駆動風の文脈では、SMBH 質量とエディントン比の 2 つの基本パラメータを変えるだけでうまく説明できることが指摘されている (Giustini & Proga, 2019)。線駆動の円盤風の物理モデルは、SMBH の質量降着率と円盤風のパワーに直接的な関係がある可能性があるため、SMBH 成長を推定する道を開くことができると推測されている (Nomura et al., 2020)。

## 熱駆動

AGN からの X 線は円盤物質をコンプトン温度まで加熱する。加熱された層は圧力勾配によって膨張する。ガスの音速が脱出速度より大きい半径まで膨張し、最終的に熱的に駆動される風が発生する。熱駆動の円盤風のモデルは、円盤風の水素柱密度が SMBH の質量降着率にほぼ比例すると予測されている (Kallman & Dorodnitsyn, 2019)。

## UFO 駆動 WA

WA の駆動に UFO が関係している可能性がある (Bu & Yang, 2021)。UFO は円盤外側に移動する際、星間物質 (ISM) ガスと衝突する。この衝突した ISM と UFO の相互作用によって、WA が発生する可能性が示唆された。WA の性質に ISM の密度に依存することが分かった。ISM の密度が高ければ高いほど、WA の質量フラックスと運動量は大きくなる。UFO 駆動型 WA の運動エネルギーは、ホスト AGN のボロメトリック光度の 1% 以下である。そのため、UFO 駆動型 WA は母銀河に十分なフィードバックを与えていない可能性がある。しかしシミュレーション結果で、WA の被覆率は観測で与えられる値よりもはるかに小さい。このことは、他のメカニズムが働いていることを示唆している。

円盤風の駆動には、以上の 4 つの駆動方式のすべてが、何らかの役割を担っている可能性がある。

## 1.3 円盤風モデル

紫外/X 線スペクトルについてモデルフィッティングを行うことで、円盤風の物理状態を表す電離パラメータ ( $\xi$ )、カラム密度 ( $N_H$ )、流出速度 ( $v$ ) を得ることができる。原子データとプラズマモデルは天体物理スペクトルの診断と解釈において重要な役割を果たし、宇宙の理解に影響を与える。X 線では主要な光電離コードである SPEX と Cloudy と XSTAR の 3 つのいずれかが用いられる。Mehdipour et al. (2016) で、3 つの光電離コードを系統的に比較し、それらの本質的な違いが光電離平衡状態にある高温プラズマの X 線分光研究にどの程度影響を与えるかを評価した。それにより、 $\log \xi \sim 1 - 2$  で生じる線は光学的深さにおいてコード間で平均 30% 程度のずれがあり、 $\log \xi \sim 3$  においては 20% 程度になることが示された。

本研究では SPEX コードの pion モデルを用いた。図 1.2 に円盤風モデル (pion モデル) の水素柱密度と電離度の振る舞いを示した。図より、電離度が異なると異なる種類の吸収線が生じることがわかる。また、水素柱密度が大きくなると吸収線が深くなることがわかる。

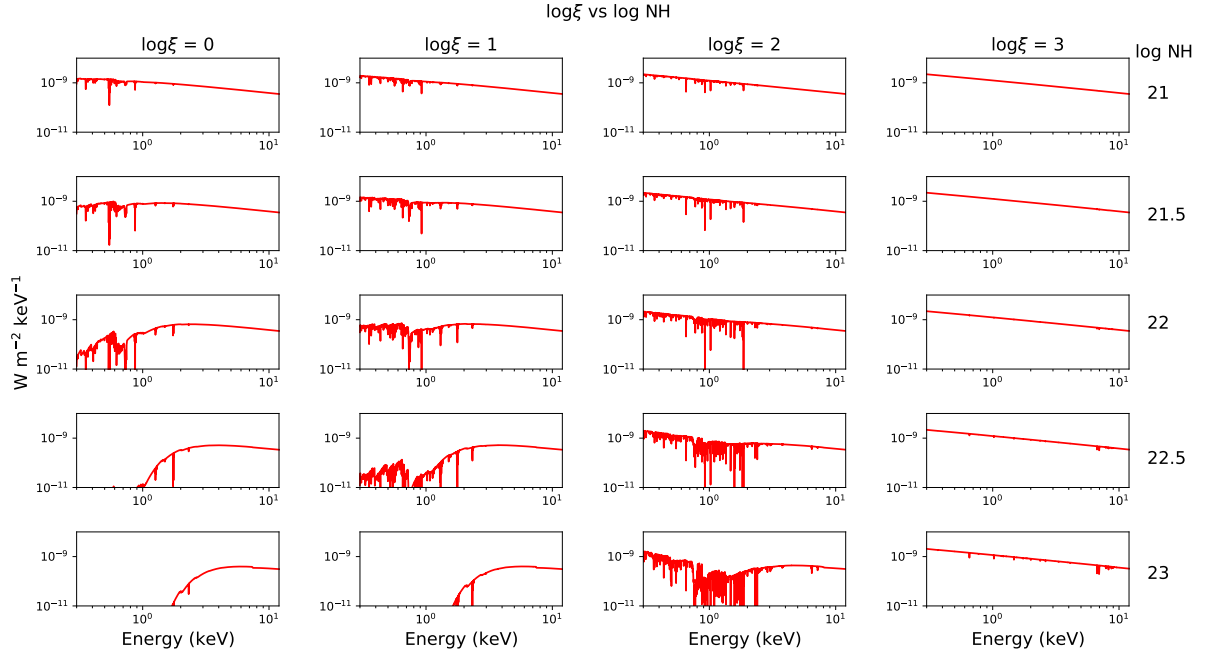


図 1.2: 電離吸収モデル (pion モデル) における水素柱密度と電離度の振る舞い。べき関数と電離モデル (pion) を用いた。べき関数の入力は、べき指数を 1.5、べき指数の Norm は  $3 \times 10^7$  で固定した。pion モデルの入力は流出速度を 0 で固定し、水素柱密度と電離度を変化させた。

## 1.4 Optimal binning

X 線のスペクトル解析 (特に、輝線や吸収線の解析) で、スペクトルのビンまとめは非常に重要である。ビンの大きさが大きすぎると、幅が狭い輝線や吸収線は連続成分に埋もれたり、線のピーク位置や線幅の不定性が大きくなってしまふ。それに対して、ビンの大きさが小さすぎると、1 ビンあたりのカウント数が少なくて統計誤差が大きくなる問題や、ビン数の増加によりフィッティングに膨大な CPU 負担と時間がかかってしまうという問題がある。これらの問題の解決には、適切なビンまとめ (optimal binning) が有効である。高分解能のスペクトルでは、ビンの大きさとして検出器のエネルギー分解能である半値幅 (FWHM) の  $1/3$  の大きさが用いられることが多いが、この値は保守的な値であることがある。Kaastra & Bleeker (2016) は、Shannon の定理 (Shannon, 1949) を基にデータの適切なビンサイズを提唱した。

Kaastra & Bleeker (2016) は、適切なデータのビンサイズ  $\Delta$  を式 1.1 とした。

$$\frac{\Delta}{\text{FWHM}} = \begin{cases} 1 & (x \leq 2.119) \\ \frac{0.08+7.0/x+1.8/x^2}{1+5.9/x} & (x > 2.119) \end{cases} \quad (1.1)$$

ここで、 $x$  は  $N_r$  を分解能要素あたりのカウント数、 $R$  を分解能要素数として、 $x \equiv \ln[N_r(1 + 0.20 \ln R)]$  と定義された。図 1.3 は、最適なビンサイズ  $\Delta$  を分解能要素あたりのカウント数  $N_r$  の関数として示したものである。また Kaastra & Bleeker (2016) では、 $R$  の値が 1、10、 $10^2$ 、 $10^3$ 、 $10^4$  の場合の最適なビンサイズ  $\Delta$  の依存性も調査され、一般に、 $R = 10^4$  の場合でも、 $R = 1$  の場合とあまり変わらない結果が得られるとされている。

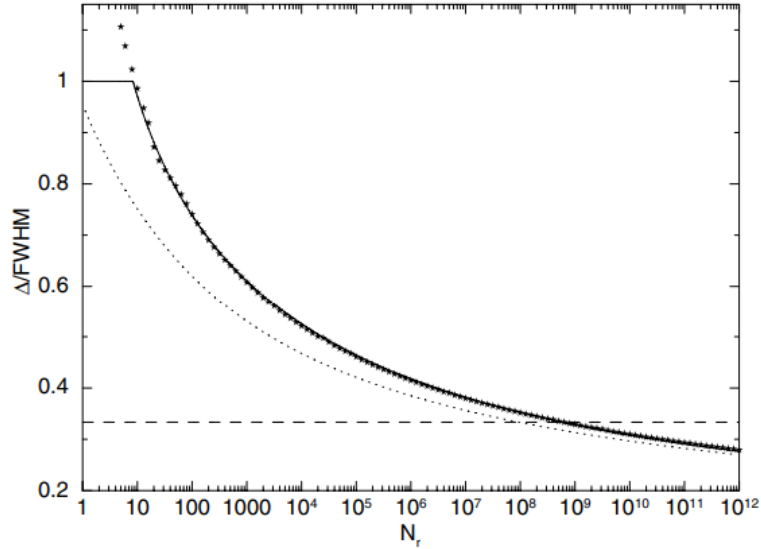


図 1.3: 最適なビンサイズ  $\Delta$  を分解能要素あたりのカウント数  $N_r$  の関数として示したもの (Kaastra & Bleeker, 2016)。

点線と星印と実線と破線はそれぞれ、解析的近似とモンテカルロ計算の結果とモンテカルロ計算の結果に基づき最終的に採用されたビンサイズ式 1.1 と一般的に採用されているビンサイズ 1/3 FWHM が示された。

本研究で用いた SPEX code では、`obin` コマンドを用いることで、Kaastra & Bleeker (2016) に基づいた optimal binning を行うことができる。ただし、このコマンドでは、ビンまとめを行う波長範囲内でカウント数が 0 になる範囲が存在する場合、ビンまとめが正しく行われなため、RGS 検出器のスペクトルには用いることが出来なかった。(そのため、RGS 検出器のスペクトルではビンサイズを FWHM のおおよそ 1/3 に対応する大きさとした。)

## 1.5 本論文の目的

ジェットがどのように発生し、細く絞られるのかは、宇宙物理学の大問題の一つである。これらに円盤風が関わっている可能性がある。そのため、円盤風の物理状態を理解することは、ジェットの問題の解決にとって非常に重要である。ジェットを持つ電波銀河を用いることで、ジェットと円盤風がどのように関係しているのかを調査することが可能になる。

可視光/赤外線観測は波長分解能が非常に優れるため、円盤風の研究は良く行われてきた。X 線帯域ではこれまで *Chandra* 衛星や *XMM-Newton* 衛星により研究が行われてきた。これらの衛星では軟 X 線で高エネルギー分解能の非分散型分光器が搭載され、主に WA について研究が進められてきたが、UFO についてはエネルギー分解能の良くない CCD での鉄の吸収線付近で主に進められていたため、不定性が大きかった。しかし、2023 年に X 線精密分光衛星である XRISM 衛星打ち上げ予定である。XRISM 衛星の非常に高いエネルギー分解能を持つ Resolve 検出器を用いることで、X 線で円盤風の有意な検出が可能になると考えられている。

そこで本研究では、XRISM での観測の前段階として、現存の X 線天文衛星の *XMM-Newton* 衛星のデータを用いて、電波銀河 Markarian 6 の円盤風解析を行い、円盤風の物理状態を調査し、XRISM 衛星での観測シミュレーションを行い円盤風研究において、XRISM 衛星の必要性を確認した。

## 第2章 観測衛星

### 2.1 X線天文衛星 *XMM-Newton*

本節は、*XMM-Newton* Users Handbook ([https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/uhb/](https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/)) を参照した。

#### 2.1.1 概要

X線天文衛星「*XMM-Newton*」(*XMM*; X-ray Multi-Mirror Mission) は1999年12月10日に欧州宇宙機関 (ESA; European Space Agency) によって打ち上げられた。機体は重量約4t、全長約10mであり、長楕円軌道(2020年5月時点で近地点約12000km、遠地点約110000km、周期47.87時間)を描いて地球を公転している。そのため連続した長時間観測が可能となっている。*XMM-Newton*衛星にはWolter-I型のX線望遠鏡が3台が搭載されている。また、口径30cmの可視光/紫外光望遠鏡が搭載され、X線との同時観測が可能となっている。図2.1に*XMM-Newton*の概略図を示す。

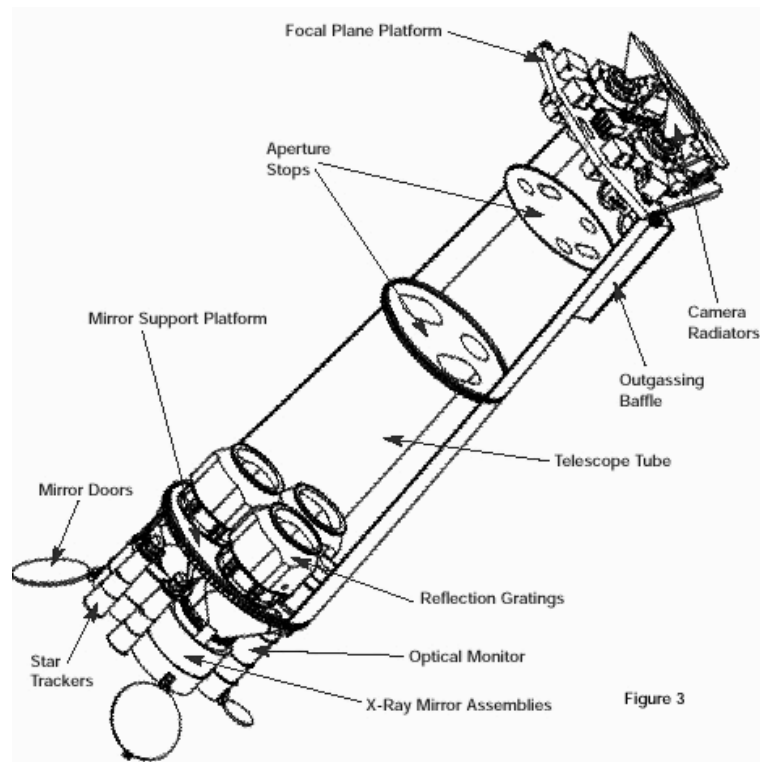


図 2.1: *XMM-Newton* の概略図

(<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/technical-details-spacecraft>)

*XMM-Newton*には、EPIC (European Photon Imaging Camera)、RGS (Reflection Grating Spectrometers)、OM (Optical Monitor) の3種類の観測機器が搭載されている。

*XMM-Newton*に搭載されているX線望遠鏡3台のうち2台にEPIC MOS (Metal Oxide Semi-conductor) CCD arrays、残りの1台にEPIC pn CCDが装備されている。エネルギー分解能は6.5 keVに対して $E/\Delta E \sim 50$ 、直径30'の視野でEPICは0.15–12 keVのX線の結像、分光を行う。

RGSは、MOS検出器が置かれた2台の望遠鏡に装備されている。回折格子を用いて、0.35–2.5 keVのX線の高分解能分光観測を行う機器である。

OMは、可視光/紫外線モニター望遠鏡で、各種フィルターやグリズムが搭載されており、可視光/紫外線の測光・分光を行う。X線望遠鏡の視野の中心17' × 17'をX線と同時に観測し、X線観測との比較ができるようになっている。

### 2.1.2 X線望遠鏡

X線は透過力が強く、入射角が大きいと物質内部に侵入してしまうため、十分に反射するためには入射角を小さくする必要がある(0.1–0.5°)。この条件を満たす光学系を斜入射光学系といい、*XMM-Newton*衛星に搭載されている反射鏡は、回転放物面鏡と回転双曲面鏡の2つの鏡を組み合わせ、入射X線を2回反射させることで集光するWolter-I型反射鏡が用いられている。*XMM-Newton*衛星では、1台のX線望遠鏡につき58枚の鏡で構成され、大きな有効面積が実現されている。焦点距離は7.5 m、反射鏡の直径は70 cmである。図2.2に斜入射光学系を用いたX線望遠鏡を示した。

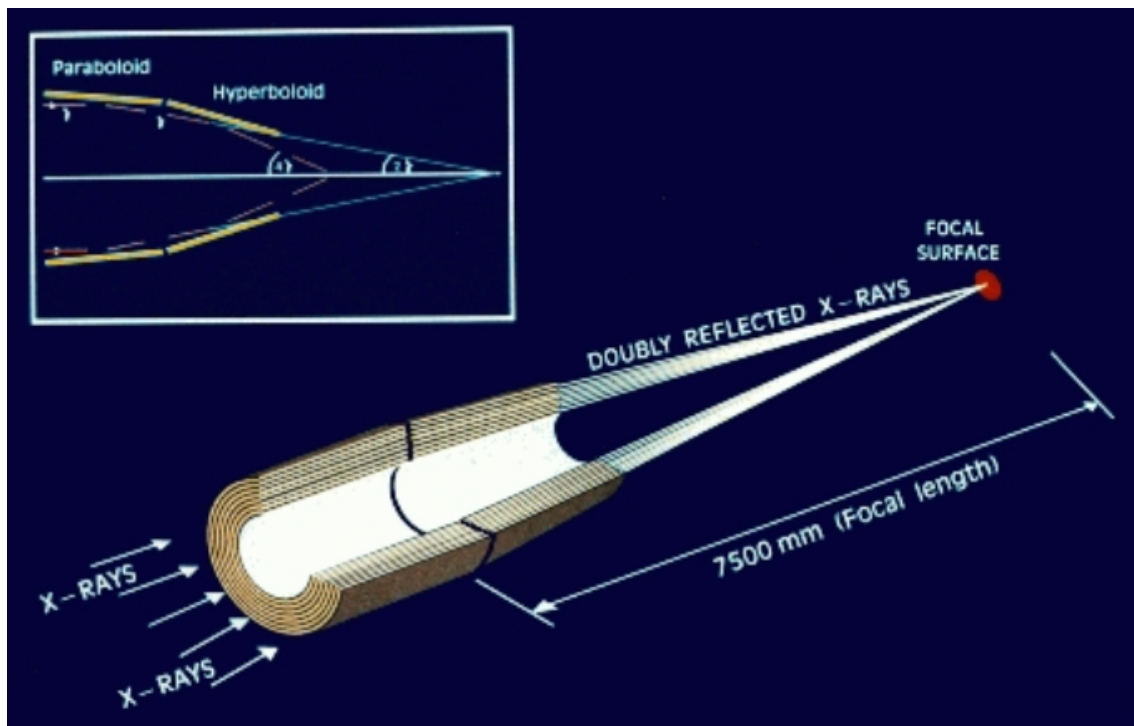


図 2.2: 斜入射光学系

(<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/technical-details-mirrors> を改変)

### 2.1.3 X線 CCD カメラ EPIC

MOS は、前面照射 (FI : Front Illuminated) 型 CCD チップを 7 枚並べたものであり、pn は背面放射 (BI : Back Illuminated) 型 CCD チップを 12 枚並べたものである。図 2.3 に MOS と pn の CCD チップの配置図を示した。図の左は MOS、右は pn を表している。また、影のついた部分が視野を表している。

#### Comparison of focal plane organisation of EPIC MOS and pn cameras

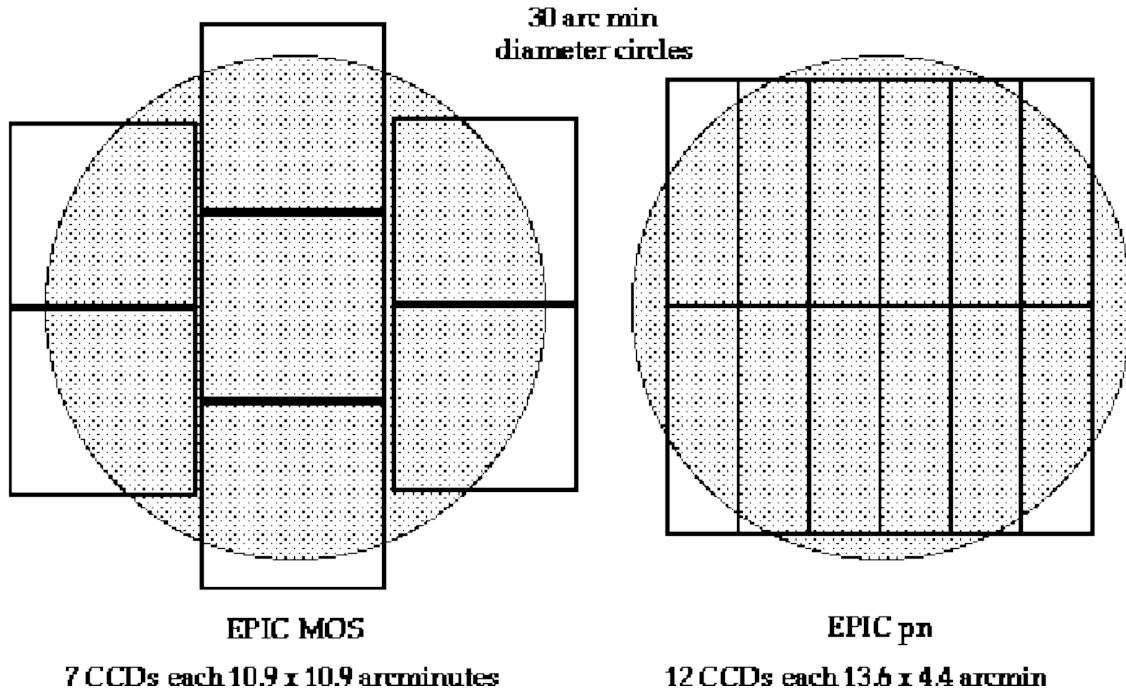


図 2.3: MOS と pn の CCD チップの配置図

([https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/uhb/epic.html#3746](https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/epic.html#3746))

FI 型は光子を電極側から入射させるため、低エネルギー X 線が電極に吸収されてしまうことがある。そのため、低エネルギー側では高い検出効率を得ることができない。一方、BI 型は転送チャンネルを Si バルグ内部に移したもので、光子を電極の反対側から入射させる。それにより、低エネルギー X 線が電極に吸収されることなく空乏層まで届くことができる。そのため、FI 型に比べて高い検出効率を得ることができる。しかし、BI 型は低エネルギーの X 線が入射すると空乏層の浅いところで吸収され、電子雲がピクセルサイズ以上に広がってしまうことがある。それにより、BI 型は FI 型よりも電荷損失が起きやすくなる。以上から、FI 型の MOS はエネルギー分解能が良く、BI 型の pn は検出効率が良いと言える。また、CCD の構造上、pn は信号電荷の読み出し口が一行に並んでいるため、MOS に比べて pn は時間分解能が良くなっている。

### 2.1.4 RGS 検出器

RGS (Reflection Grating Spectrometers) は、反射型グレーティングアセンブリ (Reflection Grating Assemblies; RGA) と RGS 焦点カメラ (RGS Focal Cameras; RFC) で構成されており、X 線望遠鏡 3 台のうち 2 台に搭載されている。RFC は EPIC の MOS 検出器と同様の MOS CCD チップが RGA の分散方向に沿って 9 枚並べたものである。図 2.4 に RGS の CCD チップの配置図を示した。RGA の分散方向は Z 軸方向に沿っており、より短波長 (高エネルギー) は Z の高い位置に分散され、長波長 (低エネルギー) は Z の低い位置に分散される。

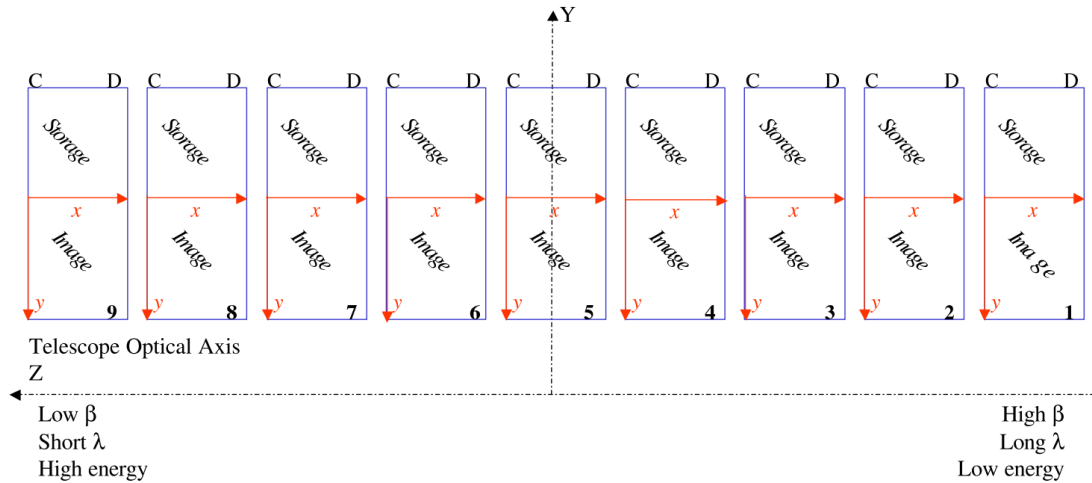


図 2.4: RGS の CCD チップの配置図

([https://](https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/rgschips.html)

[xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/uhb/rgschips.html](https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/rgschips.html))

表 2.1 で、EPIC 検出器と RGS 検出器の性能をまとめている。

表 2.1: EPIC と RGS の性能

	EPIC-MOS	EPIC-PN	RGS
エネルギー帯域	0.15-12 keV	0.15-12 keV	0.35-2.5 keV (5-35Å)
時間分解能	1.75 ms	0.03 ms	0.6 s
エネルギー分解能	150 eV	150 eV	0.04 Å

RGS は 1 次回折のもの。EPIC と RGS のエネルギー分解能はそれぞれ 6.4 keV と 1 keV における FWHM。

### 2.1.5 陽子フレア

バックグラウンドは一般に宇宙 X 線背景放射などの X 線放射によるものと、検出器を起因とするものの 2 つに分けられる。このうち EPIC 検出器によるバックグラウンドには、検出器ノイズと荷電粒子が引き起こす成分が存在する。検出器ノイズは低エネルギー側 (< 300 eV) で重要となり、荷電粒子が引き起こす成分は高エネルギー側 (> 数 keV) で重要となる。また、荷電粒子が引き起こす成分は陽子フレアによる時間変化成分と定常的な成分がある。

陽子フレアは、数 100 keV の陽子が望遠鏡で反射され CCD に到達し、周りの物質と相互作用をして検出器に入射するため起きる。検出された陽子フレアの例を図 2.5 に示す。図の前半 ( $3.5 \times 10^4$  s より前) は、強度が一定であるのに対して、後半では陽子フレアの影響を受けて、激しい時間変動が見られる。

XMM-Newton Users Handbook ([https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/uhb/](https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/)) によると、陽子フレアのスペクトルにも変動が見られるが、その強度とスペクトルの形に明確な相関は見られない。



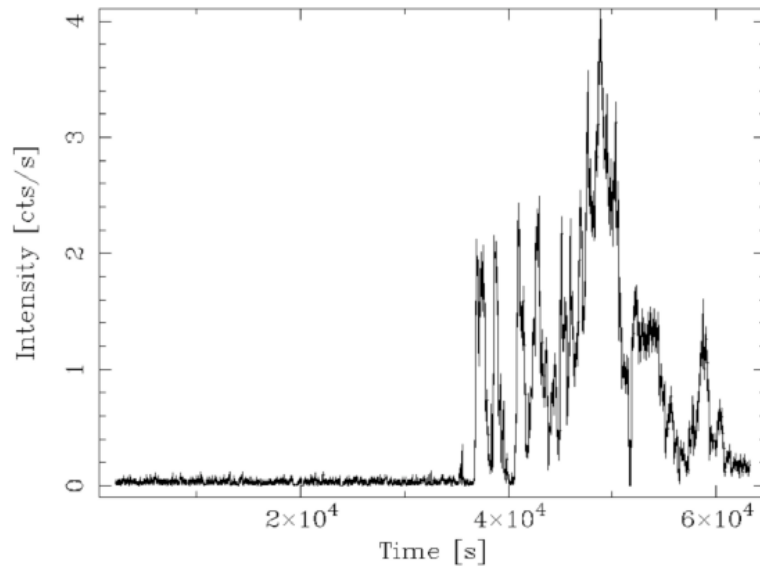


図 2.5: 陽子フレアにより影響を受けている光度曲線の例  
([https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm\\_user\\_support/documentation/uhb/epicextbkgd.html](https://xmm-tools.cosmos.esa.int/external/xmm_user_support/documentation/uhb/epicextbkgd.html))

## 2.2 X線精密分光衛星 XRISM

本節は、XRISM Quick Reference ([https://xrism.isas.jaxa.jp/research/analysis/manuals/xrqr\\_v2.1.pdf](https://xrism.isas.jaxa.jp/research/analysis/manuals/xrqr_v2.1.pdf)) を参照した。

### 2.2.1 概要

X線分光撮像衛星「XRISM」(X-Ray Imaging and Spectroscopy Mission) は2023年打ち上げ予定の日本の7台目のX線天文衛星である。機体は約2.3 t、全長約9 mであり、550 kmの高度で周回する予定である。図2.6にXRISMの概要を示す。

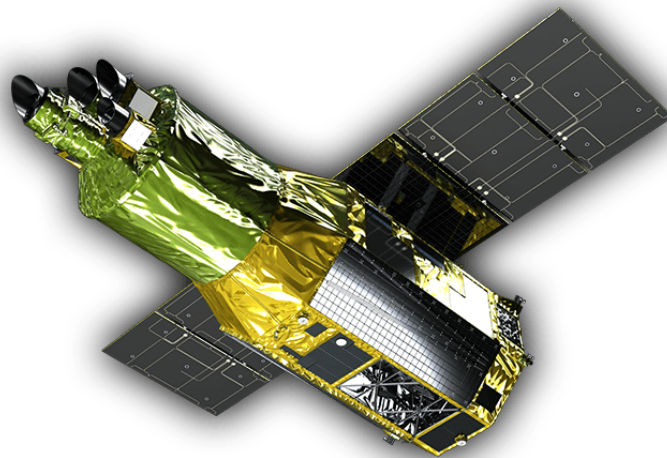


図 2.6: XRISM の概略図  
([https://xrism.isas.jaxa.jp/technology/detail\\_01/](https://xrism.isas.jaxa.jp/technology/detail_01/))

XRISM 衛星には、X-ray Mirror Assembly (XMA) と呼ばれる X 線反射ミラーが用いられる。そして、軟 X 線帯での高分解能分光装置である Resolve 検出器と、X 線分光撮像装置である Xtend 検出器の 2 種類の観測機器が搭載される予定である。

本研究では、XRISM 衛星の Resolve 検出器での観測シミュレーションを行うため、以下で Resolve 検出器についてまとめる。

### 2.2.2 Resolve 検出器

Resolve 検出器は、XMA の焦点に置かれる X 線精密分光器である。6×6 ピクセルのマイクロカロリメータで、0.3-12 keV の軟 X 線帯域を 7 eV と非常に高いエネルギー分解能で分光することができる。これは、X 線が検出器に入射するたびに検出器の温度が上昇するため、その温度上昇をマイクロカロリメータで測定することで、7 eV と非常に高いエネルギー分解能を実現している。さらに、Resolve 検出器の Fe-K バンド (~ 6 keV) での有効面積は 200 cm<sup>2</sup> 以上と他の X 線高分解能分光器と比べてかなり大きい。現存の X 線高分解能分光器である *Chandra* 衛星の HETG 検出器 (HEG) では、Fe-K バンドでのエネルギー分解能と有効面積はそれぞれ、~ 40 eV と ~ 30 cm<sup>2</sup> であることから、Resolve 検出は非常に優れた検出器であることがわかる。

## 第3章 データとモデル

### 3.1 解析天体と解析データ

#### 3.1.1 解析天体

本研究では、電波銀河の一つである Markarian 6 (Mrk 6) をターゲット天体として選択した。Kharb et al. (2014) より、Mrk 6 はレンズ状銀河の中にあるセイファート 1.5 型 AGN である。Mehdipour & Costantini (2019) では 16 個の電波銀河について *XMM-Newton* 衛星の EPIC 検出器と RGS 検出器の X 線データ解析により、円盤風の WA が報告されており、Mrk 6 はそのなかで WA の密度が最も大きい天体である。表 B.2 に Mehdipour & Costantini (2019) で示された電波銀河の WA をまとめている。また、以下の表 3.2 で、Mrk 6 の天体情報をまとめている。

表 3.1: Mehdipour & Costantini (2019) で示された電波銀河の WA

Object	$z$	$R^a$	$M_{\text{BH}}^b$	Wind $N_{\text{H}}^c$	Wind $\log \xi^d$	Wind $v_{\text{out}}^e$	Obs. ID <sup>f</sup>	Obs. t. <sup>g</sup>
III Zw 2 <sup>1</sup>	0.089	200	0.72	$7 \pm 4$	$2.07 \pm 0.13$	$-1780 \pm 670$	0127110201	16
3C 59 <sup>1</sup>	0.111	11	7.94	$40 \pm 2$ $81 \pm 8$	$1.20 \pm 0.05$ $2.42 \pm 0.03$	$-3530 \pm 130$ $-1000 \pm 120$	0205390201	82
1H 0323+342 <sup>1</sup>	0.063	140	0.36	$9 \pm 2$ $7.2 \pm 0.7$	$2.17 \pm 0.02$ $0.15 \pm 0.12$	$-830 \pm 170$ $-880 \pm 120$	0764670101	81
PKS 0405-12 <sup>1</sup>	0.574	410	29.5	$6 \pm 2$	$1.71 \pm 0.17$	$-130 \pm 200$	0202210301	82
3C 120 <sup>1</sup>	0.033	2400	0.69	$14 \pm 3$	$2.65 \pm 0.04$	$-2160 \pm 360$	0693782401	29
Mrk 6 <sup>1</sup>	0.019	25	1.80	$116 \pm 8$	$1.38 \pm 0.06$	$-4000 \pm 500$	0144230101	59
PKS 0921-213 <sup>1</sup>	0.053	13	0.79	$8 \pm 3$	$1.92 \pm 0.12$	$-3540 \pm 360$	0065940501	18
3C 273 <sup>1</sup>	0.158	1400	65.9	$0.7 \pm 0.2$	$1.90 \pm 0.08$	$-3670 \pm 170$	0126700801	74
4C +34.47 <sup>1</sup>	0.206	110	3.16	$31 \pm 11$	$2.12 \pm 0.05$	$-1500 \pm 210$	0102040101	8
3C 382 <sup>1</sup>	0.058	1300	11.5	$7 \pm 2$	$2.44 \pm 0.06$	$-1350 \pm 370$	0790600101	31
3C 390.3 <sup>1</sup>	0.056	2000	2.87	$3.7 \pm 0.6$ $11 \pm 5$	$1.63 \pm 0.11$ $2.77 \pm 0.06$	$-1550 \pm 60$ $+50 \pm 100$	0203720301	53
4C +74.26 <sup>1</sup>	0.104	80	41.7	$36 \pm 6$ $68 \pm 8$	$1.69 \pm 0.04$ $2.46 \pm 0.04$	$-1490 \pm 90$ $-3000 \pm 500$	0200910201	34
Mrk 896 <sup>1</sup>	0.027	11	0.12	$73 \pm 6$	$2.23 \pm 0.02$	$-130 \pm 150$	0112600501	11
PKS 2135-14 <sup>1</sup>	0.200	520	44.7	$5 \pm 3$	$2.14 \pm 0.08$	$-1240 \pm 530$	0092850201	60
ESO 075-G041 <sup>1</sup>	0.028	3900	-	$7 \pm 1$	$-0.03 \pm 0.11$	$-210 \pm 180$	0152670101	57
4C +31.63 <sup>1</sup>	0.298	680	20.0	$11 \pm 3$	$-0.00 \pm 0.20$	$-960 \pm 200$	0550871001	25

a: Radio-loudness parameter ( $R = F_6/F_{\text{opt}}$ ). b: Black hole mass in  $10^8 M_{\odot}$ . c: Column density  $N_{\text{H}}$  of the ionised wind components (xabs) in  $10^{20} \text{ cm}^{-2}$ . d: Logarithm of the ionisation parameter  $\xi$  of the ionised wind components (xabs) in  $\text{erg cm s}^{-1}$ . e: Velocity of the outflowing ionised wind components (xabs) in  $\text{km s}^{-1}$ .

f: ID of the *XMM-Newton* observation. g: Duration of the *XMM-Newton* observation in ks.

1: Mehdipour & Costantini (2019),

表 3.2: Markarian 6 の基本情報

座標 (RA, Dec (deg))	赤方偏移	$N_{\text{H}}$ ( $\text{cm}^{-2}$ ) <sup>a</sup>	$i$ <sup>b</sup>	$M_{\text{BH}}$ <sup>c</sup>	$F_{6\text{cm}}$ <sup>d</sup>	$B$ (mag) <sup>e</sup>	$R$ <sup>f</sup>
103.051046, 74.427074	0.019	$7.63 \times 10^{20}$	9	$1.80 \times 10^8 M_{\odot}$	0.10 Jy	15.16	25

a: 銀河系内の水素柱密度 (HI4PI Collaboration et al., 2016)。

b: 電波ジェットの見込み角。

c: ブラックホール質量 (Véron-Cetty & Véron, 2010; Dodson et al., 2008)。

d: 6 cm (5 GHz) 電波のフラックス (Laurent-Muehleisen et al., 1997)。

e:  $B$  バンドのマグニチュード (Véron-Cetty & Véron, 2010)。

f: 電波フラックス ( $F_{6\text{cm}}$ ) と可視光フラックス ( $\log F_{\text{opt}} = (48.36 - B)/2.5$  (Schmidt & Green, 1983)) で定義される、電波強度 ( $R = F_{6\text{cm}}/F_{\text{opt}}$  (Kellermann et al., 1989))。

### 3.1.2 解析データ

Mrk 6 は XMM-Newton 衛星により、3 回 EPIC 検出器と RGS 検出器による観測が行われている。以下の表 3.3 に 3 回の観測とそれぞれのデータクリーン後の露光時間をまとめた。

表 3.3: XMM-Newton 衛星による Mrk 6 の観測

観測 ID	クリーン後の露光時間 (ks)			日付
	RGS1	RGS2	EPIC/PN	
0061540101	33.8	24.9	10.5	2001-03-27
0144230101	34.4	34.4	31.5	2003-04-26
0305600501	21.0	21.0	4.49	2005-10-27

バックグラウンドフレアのために、解析に適さない時間帯のデータを削除したため、EPIC 検出器の露光時間は RGS 検出器のデータに比べて短くなっている。また、観測 ID が 0061540101 と 0305600501 の観測は、露光時間が非常に短いためスペクトルのデータ点の誤差が非常に大きくなり、円盤風の解析を行うのに適しないと判断し、本研究では EPIC/PN の露光時間の最も長い、観測 ID が 0144230101 のデータについて解析を行なった。

## 3.2 データリダクション

本研究では Science Analysis System (SAS) のバージョン 19.1.0 を用いて、データの較正や cleaned event file の作成やスペクトル作成を行った。スペクトル作成の手順は XMM-Newton ABC Guide (<http://heasrac.gsfc.nasa.gov/docs/xmm/abc>; 以下、ABC ガイド) と ESA の XMM-Newton の Data Analysis Threads (<https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/sas-thread-epic-filterbackground>; 以下、Filter flaring background) に従って行った。

### 3.2.1 較正済みデータの作成

XSA(XMM-Newton Science Archive Search; <http://nxsa.esac.esa.int/nxsa-web/#search>) から公開観測データの ODF (Observation Data Files) をダウンロードしデータを取得した。ODF は FITS 形式で書かれた XMM-Newton の観測データである。その後、較正用データ CCF (Current Calibration Files) を ODF に適用してデータの較正を行った。CCF は 2021 年 4 月 18 日時点で最新のものを用了。CCF の適用に、EPIC/PN には epchain コマンド、RGS には rgsproc コマンドを用了。

### 3.2.2 EPIC/PN

#### cleaned event file の作成

較正済みデータから、バックグラウンドフレアの起こっている時間帯のイベントを除いた。バックグラウンドフレアの起こっている時間帯を特定するために、明るい天体を全視野から除外したあと、10-12 keV のシングルピクセル (パターン 0) のイベントの光度曲線を作成し、カウントレートが  $0.50 \text{ count s}^{-1}$  以下の時間帯を Good Time Interval (GTI) として、フレアが起きている時間帯を除いた。その後、スペクトル作成の基となる cleaned event file を作成した。この file は、0.15 keV よりも大きなエネルギー範囲をとった。また、*XMM-Newton* ABC Guide で推奨されているように、FLAG==0 という条件を課した。

#### 画像と領域指定

作成した cleaned event file を ds9 を用いて開く。ds9 は FITS 形式のイベントファイルを開き X 線源やバックグラウンドの領域の指定を行うことができる。ここで、図 3.1 として、観測 ID: 0144230101 の Mrk 6X 線画像を示す。スケールは対数で、bin サイズは 64 であり、図中の円で囲われた領域が天体の領域、長方形で囲われた領域がバックグラウンド領域である。X 線源領域は円形で明るさのピークが中心となるように目視でとった。具体的には、ds9 の物理座標系で円の中心を (ra, dec) = (27543.5, 27250.5) とし、円の半径を 712 とした。バックグラウンド領域については長方形でとり、X 線源領域と同じ CCD チップの中から CCD チップとなるべく同じ傾きになるようにとった。また、指定した領域が複数の CCD を跨がないようにした。具体的にはバックグラウンド領域は物理座標で中心を (28107.2, 23034.602)、縦と横の長さを (2000, 5200)、傾きを 342.28918 度とした。

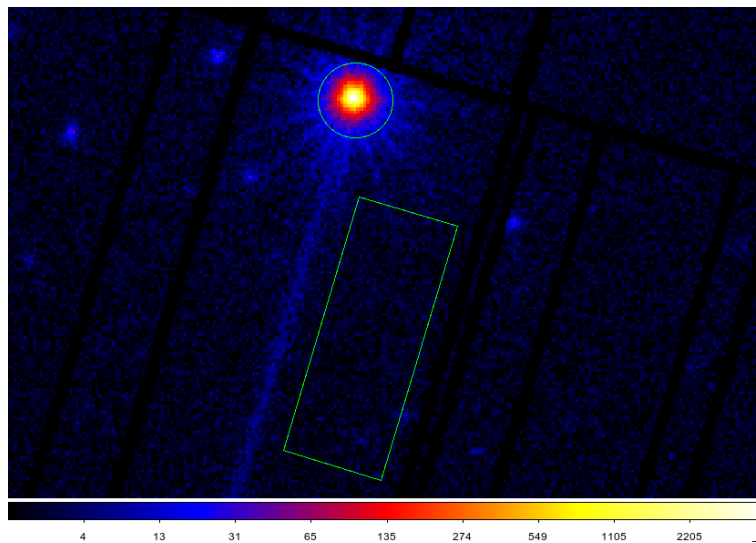


図 3.1: XMM-Newton による Mrk 6 の画像 (観測 ID: 0144230101)。円: 天体領域。四角: バックグラウンド領域

### 3.2.3 RGS

#### フレアの除去とスペクトファイルの作成

較正済みデータから、バックグラウンドフレアの起こっている時間帯のイベントを除いた。バックグラウンドフレアの起こっている時間帯を特定するために `rgslccorr` コマンドを用いて光度曲線を作成した。そして、CIAO ver 1.14 の `lc_sigma_clip` コマンドを用いて、カウントレートが分布の  $3\sigma$  以内の時間を GTI としてフレアが起きている時間帯を除いた。その後、再度 `rgsproc` コマンドを用いることで、スペクトルファイルと応答ファイルを作成した。

## 3.3 モデル

本研究では、スペクトル解析に SPEX code ver 3.06.01 を用いた。本節は、SPEX Help Center (<https://spex-xray.github.io/spex-help/index.html>) を基に、解析に用いたモデルについてまとめた。

### 3.3.1 中性吸収: Hot

このモデルは、衝突電離平衡状態にあるプラズマの透過率を計算するものである。まず、与えられた温度と存在量に対してイオン化のバランスを計算し、次に水素柱密度にスケールリングすることによってすべてのイオン柱密度を決定する。この柱密度を用いて、個々のイオンの透過率を掛け合わせることで、プラズマの透過率を計算する。このモデルは主に星間物質や AGN の母銀河など中性ガスによる吸収をモデル化するために使用されるため、デフォルトの温度は  $8 \times 10^{-6}$  keV の最小温度に設定されている。

このモデルにおけるフリーパラメータは以下の通りである。

- nh: 水素柱密度 ( $\text{cm}^{-2}$ )

### 3.3.2 軟 X 線超過成分: Comt

このモデルは、Titarchuk (1994) の Comptonisation モデルに基づいたものであり、高温プラズマにおける軟 X 線光子の熱的コンプトン化のモデルである。SPEX code では、軟 X 線光子が光学的厚み  $\tau$  のプラズマを脱出する前に受ける散乱の数にわたってフォトン分布を特徴づけるパラメータ  $\beta(\tau)$  の近似を改善したものである。このモデルで、コンプトン散乱するプラズマの形状を円盤状と設定することで、軟 X 線で見られる超過成分を表現することができる。式 3.1 は、このモデルで用いられている  $\beta(\tau)$  の近似式である。

$$\beta = \frac{0.8351}{(\tau + 0.867)^2} (1 - e^{-3.867\tau}) + 0.572e^{-3.75\tau} \ln \frac{1.06}{\tau} \quad (3.1)$$

このモデルにおけるフリーパラメータは以下の通りである。本解析では  $\tau$  を 20 に固定した。この値は AGN での典型的な値である。

- norm: べき関数の normalization ( $\text{Photons s}^{-1} \text{keV}^{-1}$ )。
- t0: 種光子の温度 (keV)。
- t1: プラズマの温度 (keV)。

### 3.3.3 べき関数: Pow

AGN の X 線スペクトルは一般的にエネルギー E のべき関数で特徴づけられる成分が見られる。これは、AGN の中心核からの X 線が直接観測されたものである。

このモデルにおけるフリーパラメータは以下の通りである。

- norm: べき関数の normalization ( $\text{Photons s}^{-1} \text{keV}^{-1}$ )。
- gamm: べき指数。

### 3.3.4 反射成分: Refl

AGN の X 線スペクトルに反射成分と呼ばれる、高エネルギー側 ( $\sim 10$  keV) で見られる連続成分がある。これは AGN の中心核からのべき関数の放射が光学的に厚い低温物質によって散乱されたものである。物質中に入った X 線の一部は、光電吸収を受け残りは吸収されずに散乱される。エネルギーの低い X 線ほど吸収されやすいため、低エネルギー側の反射成分は弱く、高エネルギー側ほど強い。また、鉄元素は宇宙の中で元素組成量が大きく、蛍光収率が高いため、X 線を光電吸収した AGN 内の鉄からの蛍光 X 線 (中心エネルギーはおおよそ 6.4 keV の Fe-K $\alpha$  輝線) が観測されることがある。このモデルを用いることで、高エネルギー側で見られる反射成分と輝線を表現することができる。このモデルでは、H、He、C、N、O、Ne、Mg、Si、S、および Fe の化学元素が考慮されている。このモデルでは、金属量を 1 solar に固定した。

このモデルにおけるフリーパラメータは以下の通りである。

- norm: べき関数の normalization (Pow モデルと同じ値にして用いる)。
- gamm: べき指数 (Pow モデルと同じ値にして用いる)。
- scal: 反射のスケール。(scal = 1 は、反射成分と直接成分が等しく見えることに対応している。)

### 3.3.5 ガウス関数: Gaus

スペクトルに現れる輝線や吸収線はガウス関数を用いて表すことができる。しかし、このモデルでは輝線や吸収線から、電離度などの物理情報を得ることはできないため、本研究では輝線や吸収線の存在を確認するためにこのモデルを用いた。

このモデルにおけるフリーパラメータは以下の通りである。

- norm: ガウス関数の normalization (Photons s $^{-1}$ )。負の値を取ることで吸収線を表現できる。
- e: 輝線や吸収線の中心エネルギー (keV)。
- fwhm: ガウス関数の半値幅 (FWHM)。

### 3.3.6 電離吸収: Pion

このモデルは、光電離されたプラズマのスラブの透過と発光を計算し、すべてのイオンの柱密度が pion モデルを通してリンクされる。他の電離吸収モデルとの大きな違いは、xabs モデル (Xabs: photoionised absorption model) では、光電離平衡が Cloudy や XSTAR などの外部コードを用いて、電離度がグリット状にあらかじめ計算されているのに対して、この Pion モデルでは、光電離平衡は SPEX のプラズマルーチンデータを用いて自己矛盾なく計算されている点である。このモデルの最大の利点は、任意のモデル成分を組み合わせて独自の電離連続体を定義し、その電離スペクトルを Pion 成分を通して透過スペクトルを得ることができる点である。さらに、複数の Pion 成分を用いることで、複数の電離 (吸収) 層を表現することが可能であり、連続成分のパラメータと吸収層のパラメータを同時に決定するスペクトルフィッティングが可能となる。

このモデルにおけるフリーパラメータは以下の通りである。

- xil: 電離プラズマの電離度 (erg cm s $^{-1}$ )。電離度  $\xi$  は、光度  $L$  と水素密度  $n$  と光源からの距離  $r$  で  $\xi = L/nr^2$  と定義される。
- nh: 電離プラズマの水素柱密度 (cm $^{-2}$ )。
- zv: 電離プラズマの流出速度 (km s $^{-1}$ )。

以下のパラメータはフィッティングの際に固定した。

- **hden**: 電離プラズマの水素密度 ( $\text{cm}^{-3}$ )。円盤風の性質がわからない場合には、 $1 \text{ cm}^{-3}$ 、円盤風が UFO であると判断できる場合には  $10^{10} \text{ cm}^{-3}$  (Tombesi et al., 2011)、円盤風が WA であると判断できる場合には  $10^5 \text{ cm}^{-3}$  (Wang et al., 2022) に固定してフィッティングを行った。
- **fcov**: 電離プラズマの被覆率。すべてのフィッティングで 1 に固定した。
- **omg**: 電離プラズマの被覆率の係数。この値は、0 に設定することで、電離ガスからの放出を無視することが出来、0 以外の値に設定することで電離ガスからの放出を考慮に入れることができる。すべてのフィッティングで 0 に固定した。
- **v**: 二乗平均速度。すべてのフィッティングで  $100 \text{ km s}^{-1}$  に固定した。

以上のようにパラメータを固定することで、本研究では円盤風は視線を完全にカバーしている幾何状態を仮定し、スペクトル上で連続成分を吸収するが放出は行わない物理状態を仮定した。



## 第4章 結果

本研究では、Spex code ver 3.06.01 を用いてスペクトル解析を行なった。スペクトル解析の際は、EPIC/PN のスペクトルは、1.77–10.0 keV のエネルギー範囲を用い、spex code の `obin` コマンドを用いることで、Kaastra & Bleeker (2016) に基づいた、最適なビニング (optimal binnig) を行なった。また、RGS の2台のスペクトルは、7.0–27.0 Å の波長域を用い、2 bin まとめを行なった。RGS のスペクトルでは、CCD に起因しカウントが0になる波長帯域があり、`obin` コマンドを用いたbinまとめは行うことができないため、2 bin まとめを行い、binサイズがRGSのエネルギー分解能のおよそ1/3になるように設定した。RGSとEPIC/PNのスペクトルに対して、 $C$ -統計量 (Cash, 1979; Kaastra, 2017) を用いてスペクトルフィッティングを行なった。以下のすべての調査において、我々の銀河系内による吸収を考慮し、すべてのモデルに中性吸収モデル (hot モデル) を掛けた (水素柱密度は  $N_{\text{H}} = 7.63 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  (HI4PI Collaboration et al., 2016) に固定した)。

### 4.1 輝線と吸収線

まず始めに、スペクトルに吸収線が見られるかを確認するため、EPIC/PN の5–10 keV のFe-Kバンド帯域でべき関数のみのモデルとべき関数+輝線のモデル、べき関数+輝線+吸収線のモデルを用いて解析を行なった。スペクトル解析の結果を表4.1にまとめた。図にEPIC/PNの5–10 keVのFe-Kバンド帯域のスペクトルとべき関数+輝線+吸収線のモデルを示した。(この解析では吸収線の存在の有無を調査しただけであるため、パラメータの誤差推定は行っていない。)

表 4.1: 連続成分の調査

	べき関数	べき関数+輝線	べき関数+輝線+吸収線
(1)pow $\Gamma$	1.59	1.57	1.55
(2)pow Norm	2.87	2.67	2.61
(3)gaus e	-	6.43	6.43
(4)gaus norm	-	13	12
(5)gaus fwhm	-	0.13	0.12
(3)gaus e	-	-	7.22
(4)gaus norm	-	-	-3.2
(5)gaus fwhm	-	-	0.014
Total $C$ -stat / d.o.f.	149.7 / 83	82.43 / 80	76.4 / 77
Total Expected $C$ -stat	$85.1 \pm 13.1$	$85.1 \pm 13.1$	$85.1 \pm 13.1$
$\Delta C$ -stat	-	-66.3	-73.3

Fit the EPIC/PN hard X-ray data (5-10 keV).

$\Delta C$ -stat: Difference in C-statistics between the simple power-law model

- (1) Photon index of the X-ray power-law component.
- (2) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{51}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  at 1 keV.
- (3) The line energy in keV.
- (4) Normalization of gaussian in  $10^4$  photons  $s^{-1}$
- (5) Line FWHM in keV.

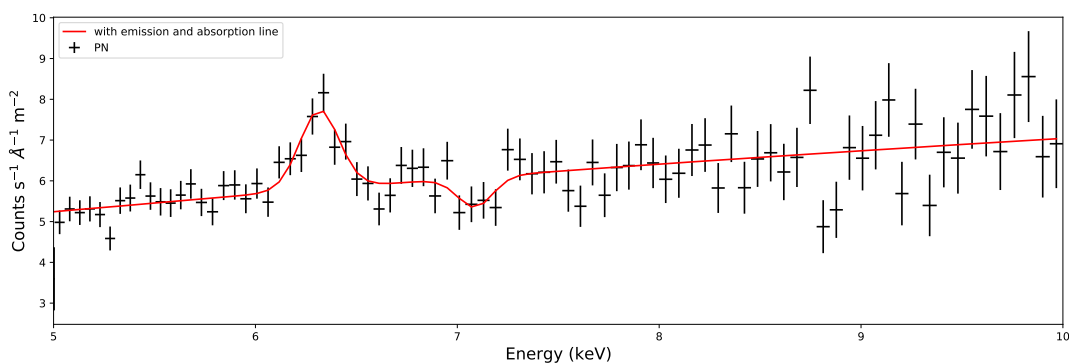


図 4.1: EPIC/PN の 5-10 keV の Fe-K バンド帯域のスペクトルとべき関数+輝線+吸収線のモデル。Black point and Red line represent EPIC/PN spectra and power-law + gaussian (emission line) + gaussian (absorption line), respectively. For the EPIC/PN spectra we used the `obin` command for optimal binning.

表から吸収線を用いたモデルは  $C$ -統計量が良く、円盤風の UFO の存在を示唆する結果を得た。図から 6.4 keV の Fe-K $\alpha$  輝線に加えて、 $\sim 7$  keV 吸収線が見つかった。この 6.4 keV 輝線は AGN 内の中性あるいは低電離した鉄による輝線による蛍光 X 線と考えられており、 $\sim 7$  keV 吸収線は高電離ガスによるものであると考えられる。

## 4.2 連続成分

次に、連続成分の調査を行った。まず X 線スペクトルの連続成分がどのような特徴（べき指数やフラックス）を持つかを調べた。高エネルギー帯域は吸収の影響が少ないと考えられるため、まず EPIC/PN のデータについて、べき関数に母銀河の中性ガスによる吸収 (hot) を掛けたモデルでフィッティングを行った。さらに、前サブセクションの結果から 6.4 keV の Fe-K $\alpha$  輝線が存在すると考えられるので、べき関数+反射成分に母銀河の中性ガスによる吸収 (hot) を掛けたモデルでフィッティングを行なった。表 4.2 では、フィッティング結果に、RGS のデータも加え、得られたモデルのパラメータをスペクトルに適用した際の  $C$ -統計量を報告した。さらに、RGS と EPIC/PN のデータについて、軟 X 線超過成分 (Comt)+べき関数+反射成分に母銀河の中性ガスによる吸収 (hot) を掛けたモデルを用いてフィッティングを行なった。この結果も表 4.2 に示した。この解析では、スペクトル連続成分の性質を調べただけのものであり、円盤風解析において物理的な意味を持つモデルではないため誤差は付けていない。

べき関数のモデルとべき関数+反射成分のモデルを比較すると、全体 (EPIC/PN + RGS のスペクトル) の  $C$ -統計量の値は反射成分が無いべき関数モデルの方が良い結果 ( $\Delta C = 100.5$ ) であったが、EPIC/PN データのスペクトルの  $C$ -統計量を比較すると反射成分があるモデルの方がかなり良い結果であることがわかる。これは、反射モデルを用いることで 6.4 keV の Fe-K $\alpha$  輝線を表現することができるためである。よって連続成分に反射成分が必要であると判断した。しかし、べき関数+反射成分のモデルでは、RGS のスペクトル (軟 X 線のスペクトル) はうまく表現できていない。そこで、軟 X 線超過成分 (Comt) を加えて解析した。すると、スペクトル全体 (EPIC/PN + RGS のスペクトル) の  $C$ -統計量は 2291.7 と非常に良い値となった。以上より、本研究では、軟 X 線超過成分+べき関数+反射を連続成分として採用した。図 4.3 に、天体の EPIC/PN + RGS のスペクトルと、べき関数モデル、べき関数 + 反射モデル、軟 X 線超過成分 (Comt) + べき関数 + 反射モデルを示した。ここで、*Chandra* 衛星で観測された Mrk 6 の図 (図 4.2) から、Mrk 6 は広がった放射ではなく点源として見られることから、軟 X 線超過成分として高温プラズマによる放射モデルは必要ではないと判断した。( *Chandra* 衛星は位置分解能に優れるが、有効面積が小さいため統計の良いスペクトルではないためにスペクトル解析には用いていない。)

しかし、吸収成分として中性ガス (hot) モデルが適切であるのか、電離ガス (PION) モデルが適切であるのかを次の節で調査を行なった。

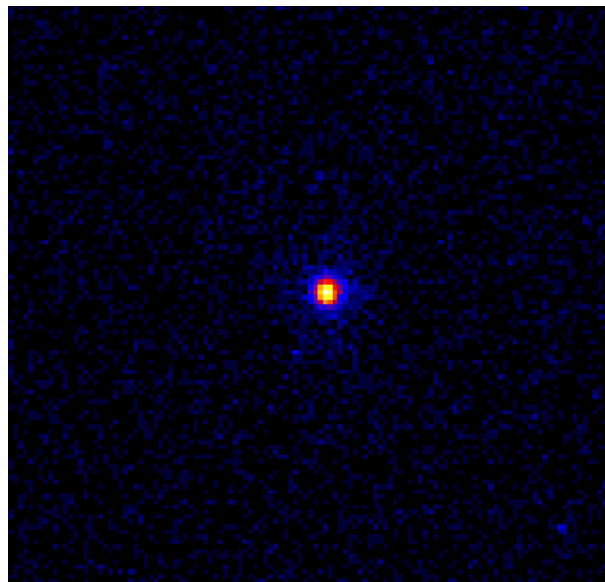


図 4.2: *Chandra* 衛星で観測された Mrk 6。  
広がった放射ではなく、点源として見えている。

表 4.2: 連続成分の調査

	べき関数	べき関数+反射	軟 X 線超過成分+べき関数+反射
(1)pow $\Gamma$	1.40	1.50	1.35
(2)pow Norm	0.20	0.23	0.17
(3)Ref1 Scal	-	0.42	0.32
(4)hot $N_{\text{H}}$	1.11	1.24	0.71
(5)comt Norm	-	-	2.1
(6)comt t0	-	-	13
(7)comt t1	-	-	63
Total $C$ -stat / d.o.f.	6384.8 / 1730	6485.3 / 1729	2291.7 / 1726
RGS1 $C$ -stat / bins	3451.9 / 803	3525.6 / 803	1084.2 / 803
RGS2 $C$ -stat / bins	2686.9 / 768	2784.0 / 768	981.3 / 768
EPIC/PN $C$ -stat/bins	246.07 / 162	177.7 / 162	226.2 / 162
Total Expected $C$ -stat	1479.1 $\pm$ 49.6	1462.5 $\pm$ 49.4	1911.1 $\pm$ 57.4
RGS1 Expected $C$ -stat	622.6	615.0	886.4
RGS2 Expected $C$ -stat	694.3	685.4	862.5
EPIC/PN Expected $C$ -stat	162.1	162.1	162.1
$\Delta C$ -stat	-	+100.5	-4093.1

べき関数: Fit the EPIC/PN data with power-law. Hot\*Hot\*POW

べき関数+反射: Fit the EPIC/PN data with power-law+reflection. (Hot\*(Hot\*POW+Ref1)

軟 X 線超過成分+べき関数+反射: Fit the soft and hard X-ray data (0.34-10 keV) with  
comptonisation model+power-law+reflection.

Hot\*(Hot\*(COMT+POW)+Ref1)

以上のモデルについて、べき関数と軟 X 線超過成分には母銀河の中性吸収 (hot) モデルを適用した。

$\Delta C$ -stat: べき関数のモデルとの比較。

- (1) Photon index of the X-ray power-law component.
- (2) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{52}$  photons  $\text{s}^{-1}$   $\text{keV}^{-1}$  at 1 keV.
- (3) Scale parameter of the reflection component.
- (4) Column density  $N_{\text{H}}$  of neutral ISM gas component in the host galaxy of the AGN in  $10^{22}$   $\text{cm}^{-2}$ .
- (5) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{58}$  photons  $\text{s}^{-1}$   $\text{keV}^{-1}$
- (6) Seed photon temperature in eV.
- (7) Warm corona temperature in eV.

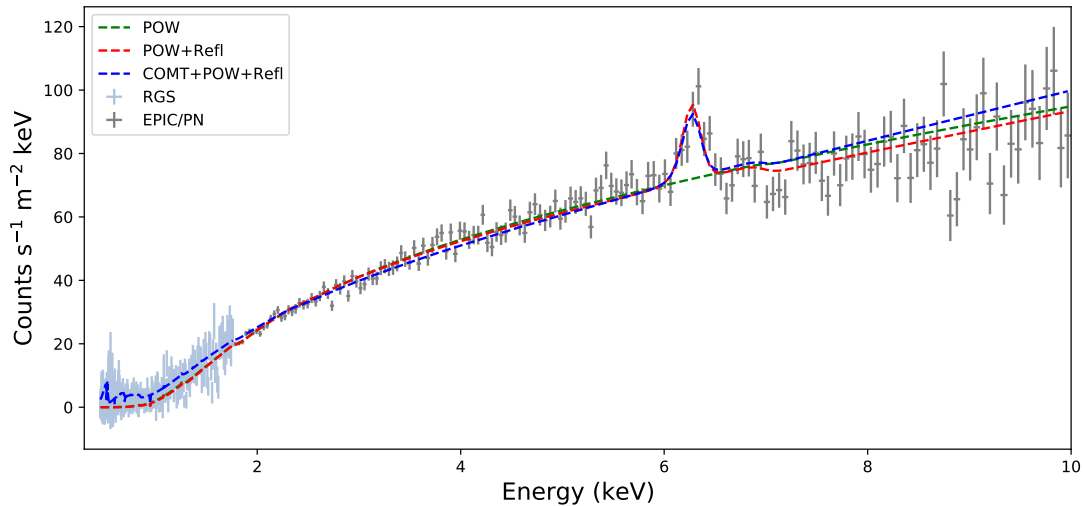


図 4.3: スペクトルの連続成分。

Grey point, light-blue point, green line, red line and blue line represent EPIC/PN spectra, RGS combined spectra, power-law model, power-law + Reflection and soft excess + power-law + Reflection model, respectively. For the EPIC/PN spectra we used the `obin` command for optimal binning. RGS spectra is combined by `rgscombine` command and binning factor was set to 5.

### 4.3 吸収成分

吸収成分として、中性ガス (hot) モデルが適切であるのか、電離ガス (PION) モデル (円盤風モデル) が適切であるのかの調査を行なった。前サブセクションより、連続成分に中性ガス (hot) モデルを掛けたモデル (Neutral モデル;  $\text{Hot} * (\text{Hot} * (\text{COMT} + \text{POW}) + \text{Ref1})$ ) では、Fe-K バンドの  $\sim 6$  keV の吸収線は表現出来なかった。そこで、電離吸収モデルである PION モデルを採用した。まず、Neutral モデルに PION 成分を一つ掛けた (1-PION モデル;  $\text{Hot} * (\text{Hot} * \text{PION} * (\text{COMT} + \text{POW}) + \text{Ref1})$ )。本サブセクションの解析では、円盤風の性質がわからない (本解析時点では、円盤風が存在するのか、何成分存在するのか、円盤風の種類は UFO なのか、WA なのかかわからない) ため、pion モデルの水素密度はデフォルト値である  $n = 1 \text{ cm}^{-3}$  とした。PION モデルを一つ加えることで、 $C$ -統計量が 74.7 良化した。しかし、1-PION モデルでは電離吸収成分は WA を表す結果となり、 $\sim 7$  keV の吸収線を表現出来なかった。(ここで、中性ガス (hot) を除いたモデルでもフィッティングを行ったが、複数のパラメータでべき指数が小さくなりすぎるなど不自然な結果となり、スペクトルもうまく表現出来なかったため、フィッティングがうまくできないモデルであると判断した。) 次に、1-PION モデルにもう一つ電離吸収成分 (pion モデル) を掛けた (2-PION モデル;  $\text{Hot} * (\text{PION} * \text{PION} * (\text{COMT} + \text{POW}) + \text{Ref1})$ )。このモデルでは始めは中性吸収成分 (hot モデル) を掛けていたが、フィッティングを行うと hot モデルの水素柱密度が 0 になったため、2-PION モデルでは中性吸収成分 (hot 成分) は必要ないと判断した。2-PION モデルは、1-PION モデルと比較して  $C$ -統計量が 49.5 良化した。2-PION モデルにより WA と  $\sim 7$  keV の吸収線を表現出来た (しかし、 $\sim 7$  keV の吸収線は弱い)。円盤風が何層になっているかを調査するため、2-PION モデルにもう一つ電離吸収成分 (pion モデル) を掛けた (3-PION モデル;  $\text{Hot} * (\text{PION} * \text{PION} * \text{PION} * (\text{COMT} + \text{POW}) + \text{Ref1})$ )。このモデルでは 2-PION モデル同様に中性吸収成分の水素柱密度が 0 になったため、3-PION モデルに中性吸収成分 (hot 成分) は必要ないと判断した。3-PION モデルは、2-PION モデルと比較して  $C$ -統計量が 2.7 良化した。これは、自由度が 3 減少したのに対して、 $C$ -統計量が 2.7 の良化は 3 つ目の pion 成分は有意では無い。そのため、3-PION モデルは適切なモデルでは無いと判断した。以上より、電離吸収成分が 2 つあるモデルが最適なモデルであり、2 つの電離吸収はそれぞれ、UFO と WA であると判断した。ここでの解析では、モデルによっては

適合度が悪く、得られたパラメータは物理的な意味を持たないため、誤差は付けていない（ベストフィットと判断した 2-PION モデルと比較モデルである Neutral モデルについては、次のサブセクションでより詳細に解析を行い、パラメータに誤差を付けた。）。

図 4.4 と図 4.5 で、以上の 4 つのモデル（Neutral モデル、1-PION モデル、2-PION モデル、3-PION モデル）の比較を行った。Neutral モデルでは吸収成分が見られない。1-PION モデルでは、軟 X 線では吸収線があるが、7keV 付近に吸収線が見られない。2-PION モデルと 3-PION モデルでは軟 X 線で吸収線が見られ、微弱ではあるが 7keV 付近に吸収線が見られた。図 4.4 と図 4.5 では、2-PION モデルと 3-PION モデルは一致しているように見えるが、実際には波長によりモデルの値は 1%程度違いがある（図 4.6）。

表 4.3: 吸収成分の調査

Neutral: Fit the soft and hard X-ray data with comptonisation model+power-law+reflection. The absorption model hot was applied to power-law. Hot\*(Hot\*(COMT+POW)+Ref1). 1-PION: Fit the soft and hard X-ray data with continuum and one PION model. Hot\*(Hot\*PION\*(COMT+POW)+Ref1).

2-PION: Fit the soft and hard X-ray data with continuum and two PION models. Hot\*(PION\*PION\*(COMT+POW)+Ref1). 3-PION: Fit the soft and hard X-ray data with continuum and three PION models. Hot\*(PION\*PION\*PION\*(COMT+POW)+Ref1).  $\Delta C$ -stat: Compare the  $C$ -stat with Neutral model. (1) Photon index of the X-ray power-law component. (2) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{51}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  at 1 keV. (3) Scale parameter of the reflection component. (4) Column density  $N_H$  of neutral ISM gas component in the host galaxy of the AGN in  $10^{22}$  cm $^{-2}$ . (5) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{58}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$ . (6) Seed photon temperature in eV. (7) Warm corona temperature in eV. (8) Logarithm of the ionisation parameter  $\xi$  of the ionised wind components in erg cm s $^{-1}$ . (9) Column density  $N_H$  of the ionised wind components in  $10^{22}$  cm $^{-2}$ . (10) Velocity of the outflowing ionised wind components) in km s $^{-1}$ . 本サブセクションで用いた PION 成分の水素密度は、 $n = 1$  cm $^{-3}$  と仮定した。

	Neutral	1-PION	2-PION	3-PION
(1)pow $\Gamma$	1.35	1.49	1.54	1.54
(2)pow Norm	1.74	2.29	2.55	2.55
(3)Ref1 Scal	0.32	0.38	0.39	0.39
(4)hot $N_H$	0.71	0.39	-	-
(5)comt Norm	2.15	0.16	1.30	1.23
(6)comt t0	13	7	2	2
(7)comt t1	63	81	68	69
(8)pion xil	-	4.0	3.9	3.9
(9)pion $N_H$	-	1.8	1.7	1.7
(10)pion zv	-	-4000	-35000	-35000
(8)pion xil	-	-	1.7	1.7
(9)pion $N_H$	-	-	0.80	0.80
(10)pion zv	-	-	-8000	-8000
(8)pion xil	-	-	-	-1.8
(9)pion $N_H$	-	-	-	0.01
(10)pion zv	-	-	-	-2000
Total $C$ -stat / d.o.f.	2291.7 / 1726	2217.0 / 1723	2167.5 / 1721	2164.8 / 1718
RGS1 $C$ -stat / bins	1084.2 / 803	1059.0 / 803	1022.7 / 803	1020.5 / 803
RGS2 $C$ -stat / bins	981.3 / 768	976.1 / 768	970.8 / 768	969.8 / 768
EPIC/PN $C$ -stat / bins	226.2 / 162	182.0 / 162	175.0 / 162	174.5 / 162
Total Expected $C$ -stat	1911.1 $\pm$ 57.4	1916.0 $\pm$ 57.5	1916.6 $\pm$ 57.4	1916.7 $\pm$ 57.4
RGS1 Expected $C$ -stat	886.4	892.6	895.6	895.4
RGS2 Expected $C$ -stat	862.5	861.3	858.9	859.2
EPIC/PN Expected $C$ -stat	162.1	162.1	162.1	162.1
$\Delta C$ -stat	-	-74.7	-124.2	-126.9

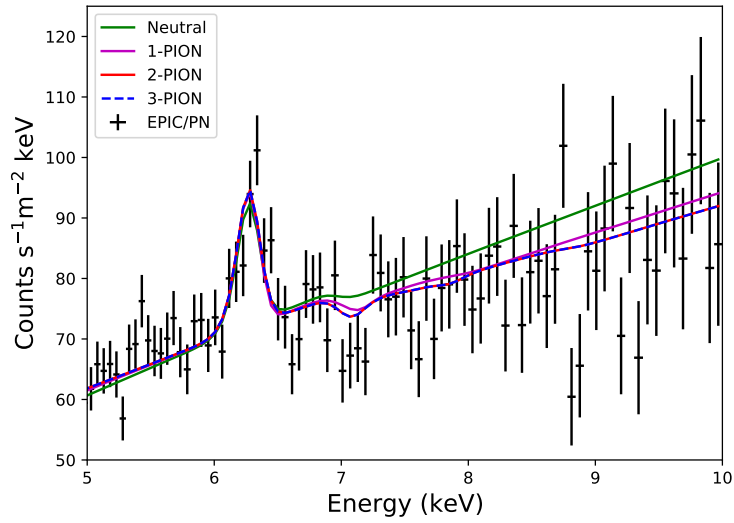


Figure 4.4: Spectrum of Fe-K band. (compare the absorption)

The black point, green line, magenta line, red line and blue dashed line represent the EPIC/PN spectra, Neutral model, 1-PION model, 2-PION model and 3-PION model, respectively.

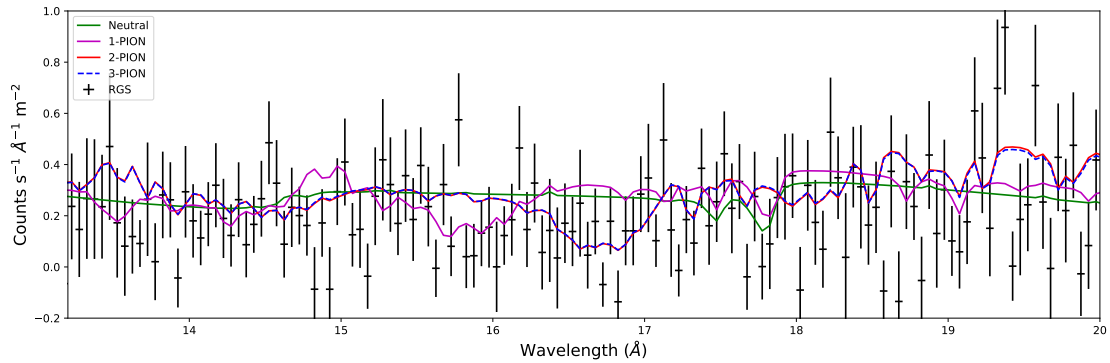


Figure 4.5: Spectrum of soft x-ray band. (compare the absorption)

The black point, green line, magenta line, red line and blue dashed line represent the combined RGS spectra, Neutral model, 1-PION model, 2-PION model and 3-PION model, respectively. RGS spectra is combined by `rgscombine` command. For the plot, binning factor was set to 5.



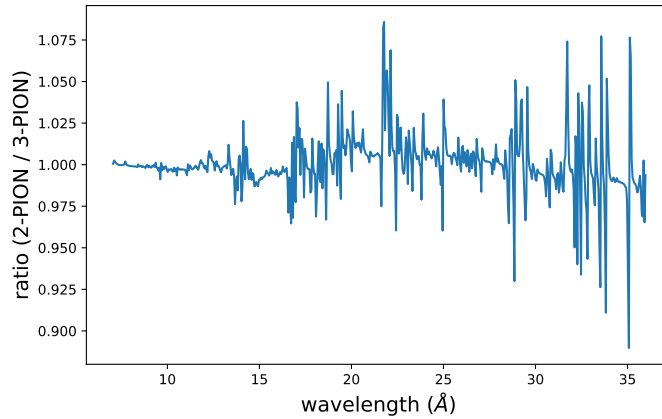


図 4.6: Compare the 2-PION model and 3-PION model.

Blue line shows the ratio of the 2-PION model and the 3-PION model. From Fig.4.4 and Fig.4.5, the 2-PION model and the 3-PION model look as same. Actually, there are  $\sim 1\%$  differences.

## 4.4 ベストモデル

4.3章より、ベストモデルとして円盤風の2つある (2-PION) モデルを得た。2つの円盤風は、円盤風パラメータの性質から、1つ目の円盤風は電離度は  $\log \xi = 3.9 \text{ erg cm s}^{-1}$  と高く、水素柱密度は  $N_{\text{H}} = 1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  と高く、流出速度は  $z v = -35,000 \text{ km s}^{-1}$  と非常に速い成分であり、この円盤風成分を UFO と判断した。また、2つ目の円盤風は電離度は  $\log \xi = 1.7 \text{ erg cm s}^{-1}$  と低く、水素柱密度は  $N_{\text{H}} = 0.8 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  と低く、流出速度は  $z v = -8,000 \text{ km s}^{-1}$  と比較的遅い成分であり、この円盤風成分を WA と判断した。前サブセクションでは、円盤風の性質がわからない (解析時点では、円盤風が存在するのか、何成分存在するのか、円盤風の種類は UFO なのか、WA なのかわからない) ため、pion モデルの水素密度はデフォルト値である  $n = 1 \text{ cm}^{-3}$  とした。しかし、円盤風は2成分であり、それぞれ UFO と WA であると判断できる。そこで、UFO については水素密度は、UFO で典型的に見られる  $n = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  と仮定した。また、WA については  $n = 10^5 \text{ cm}^{-3}$  と仮定してスペクトル解析を行った。

表 4.4 に 2-PION モデルの解析結果を示した。このモデルは、物理的な意味を持つモデルであるため、得られたパラメータに対して誤差の推定も行った ( $1\sigma$  を誤差とした)。また、表 4.4 には、比較のために円盤風の無い Neutral モデルのパラメータも示した。図 4.7 で全体のスペクトル (EPIC/PN+RGS のスペクトル) と円盤風のモデル (2-PION モデルと比較の Neutral モデル) を示し、図 4.8 で、5-10 keV のスペクトルと円盤風のモデル (2-PION モデルと比較の Neutral モデル) を示し、図 4.9 で、13-20 Å のスペクトルと円盤風モデル (2-PION モデルと比較の Neutral モデル) を示した。表 4.3 と比較して、円盤風の水素密度を UFO と WA でそれぞれ  $n = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  と  $n = 10^5 \text{ cm}^{-3}$  に変更したが、円盤風のパラメータの変化は誤差の範囲内であり、水素密度を変更したことによる影響は無視できると判断できる。UFO の有意な検出において、円盤風の水素柱密度が重要なパラメータである。2-PION モデルの結果から、UFO の水素柱密度は  $N_{\text{H}} = 1.7 \pm 0.3 \times 10^{22}$  であり、UFO の有意な検出が出来た。

本解析により、Mrk 6 で UFO と WA の両方が存在することを示唆する結果を得られた。Mrk6 の UFO は初めての報告であり、UFO と WA の両方が存在することが示唆されたのは電波銀河としては4例目の報告である (過去に報告された電波銀河: 3C 390.3、4C +74.26、3C445)。

表 4.4: Best fit model

Neutral: Fit the soft and hard X-ray data with continuum (COMT+POW+Refl) and neutral absorption models (**hot**). 2-PION: Fit the soft and hard X-ray data with continuum (COMT+POW+Refl) and two PION models.  $\Delta C$ -stat: Compare with results of COMT+POW+Refl model. (1) Photon index of the X-ray power-law component. (2) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{51}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  at 1 keV. (3) Scale parameter of the reflection component. (4) Column density  $N_H$  of neutral ISM gas component in the host galaxy of the AGN in  $10^{22}$  cm $^{-2}$ . (5) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{58}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  (6) Seed photon temperature in eV. (7) Warm corona temperature in eV. (8) Logarithm of the ionisation parameter  $\xi$  of the ionised wind components in erg cm s $^{-1}$ . (9) Column density  $N_H$  of the ionised wind components in  $10^{22}$  cm $^{-2}$ . (10) Velocity of the outflowing ionized wind components in km s $^{-1}$ . (11) Hydrogen density in cm $^{-3}$ . We fixed the value to  $10^{10}$  or  $10^5$  for UFO and WA, respectively.

	Neutral	2-PION
(1)pow $\Gamma$	$1.35 \pm 0.02$	$1.54 \pm 0.03$
(2)pow Norm	$1.74^{+0.05}_{-0.04}$	$2.6 \pm 0.2$
(3)Refl Scal	$0.32 \pm 0.05$	$0.388 \pm 0.06$
(4)hot $N_H$	$0.71 \pm 0.04$	-
(5)comt Norm	$2.2^{+14.4}_{-2.0}$	$1.3^{+18.4}_{-0.7}$
(6)comt t0	$13^{+9}_{-10}$	$2^{+10}_{-1}$
(7)comt t1	$63 \pm 2$	$68^{+24}_{-8}$
(8)pion xil	-	$3.9^{+0.5}_{-1.0}$
(9)pion $N_H$	-	$1.7 \pm 0.3$
(10)pion zv	-	$-34700^{+400}_{-100}$
(11)pion hden	$10^{10}$ (fixed)	
(8)pion xil	-	$1.7^{+0.3}_{-0.9}$
(9)pion $N_H$	-	$0.80^{+0.07}_{-0.06}$
(10)pion zv	-	$-7700^{+200}_{-100}$
(11)pion hden	$10^5$ (fixed)	
Total $C$ -stat / d.o.f.	2291.7 / 1726	2167.5 / 1721
RGS1 $C$ -stat / bins	1084.2 / 803	1022.7 / 803
RGS2 $C$ -stat / bins	981.3 / 768	970.8 / 768
EPIC/PN $C$ -stat / bins	226.2 / 162	175.0 / 162
Total Expected $C$ -stat	$1911.1 \pm 57.4$	$1916.6 \pm 57.4$
RGS1 Expected $C$ -stat	886.4	895.6
RGS2 Expected $C$ -stat	862.5	858.9
EPIC/PN Expected $C$ -stat	162.1	162.1
$\Delta C$ -stat	-	-124.2

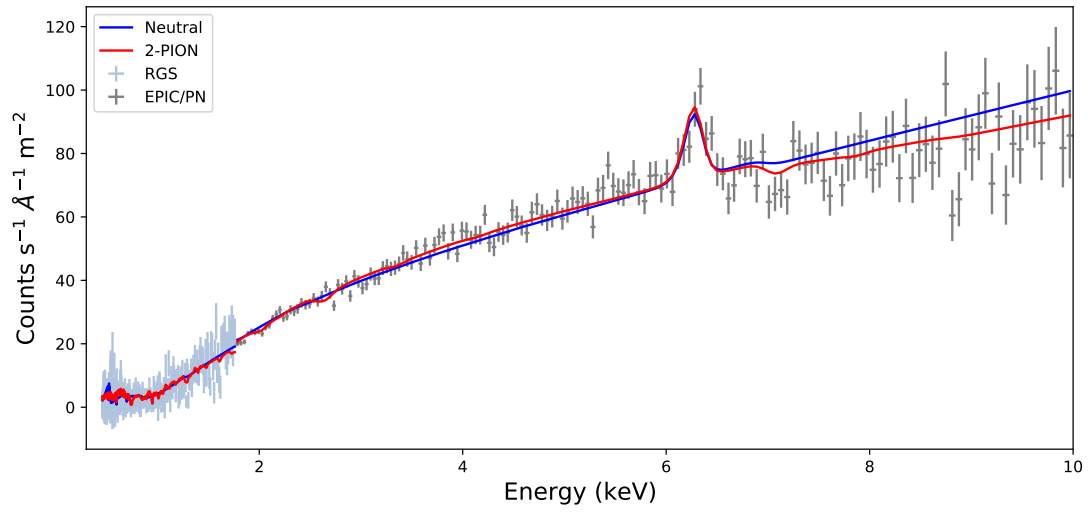


Figure 4.7: Spectrum and best-fit model.

The gray point, sky blue point red line and blue line represent the EPIC/PN spectra, combined RGS spectra, 2-PION model and Neutral model, respectively. RGS spectra is combined by `rgscombine` command. For the plot, binning factor was set to 5.

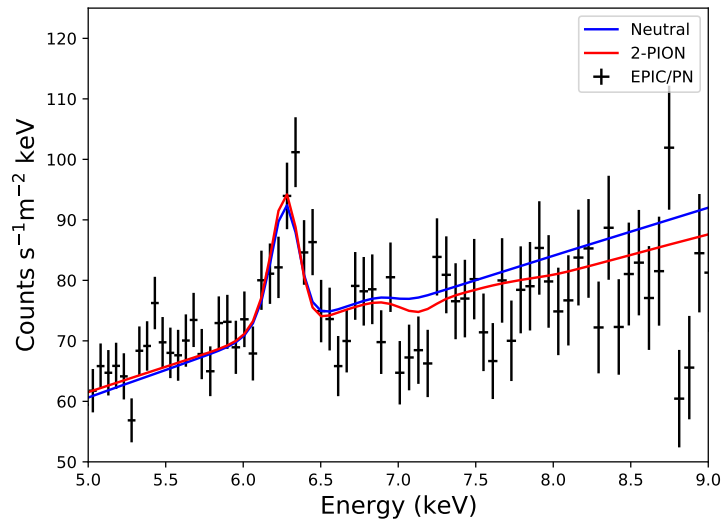


Figure 4.8: Spectrum of Fe-K band.

The black point, red line and blue line represent the EPIC/PN spectra, 2-PION model and Neutral model, respectively.

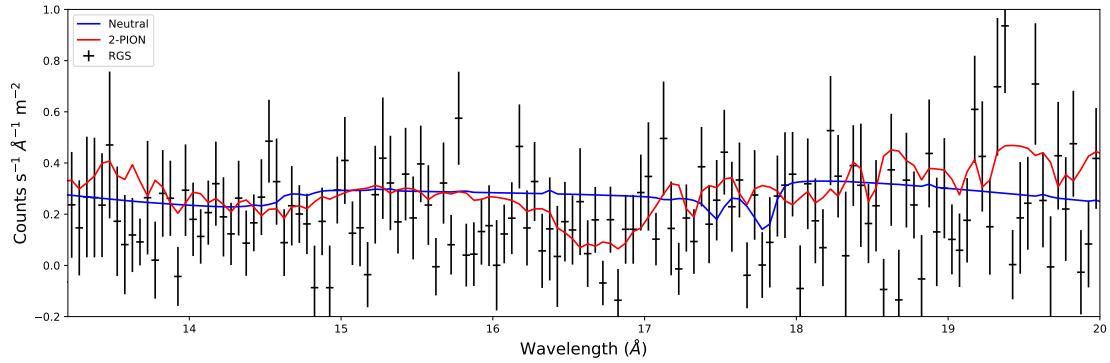


図 4.9: Spectrum of soft x-ray band.

The black point, red line and blue line represent the combined RGS spectra, 2-PION model and Neutral model, respectively. RGS spectra is combined by `rgscombine` command. For the plot, binning factor was set to 5.

## 4.5 吸収線

電離度により元素の電離段階とその存在量は変化する。Kallman et al. (2004) から、電離度と鉄の各電離段階のアバンダンスを示した。

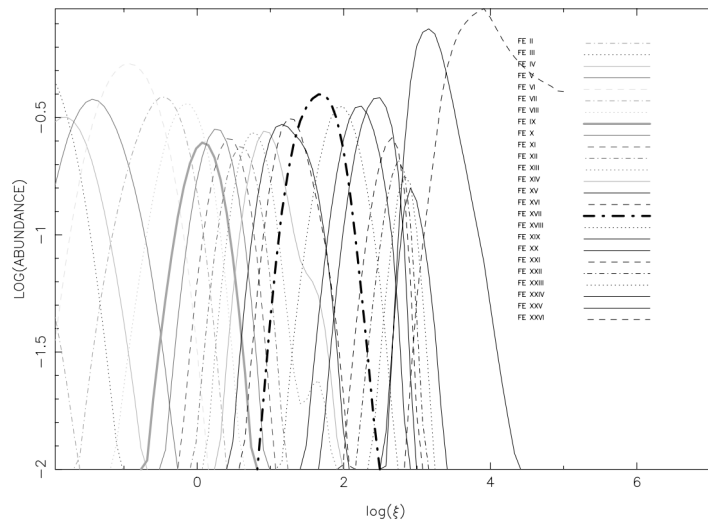


図 4.10: 電離度と鉄のアバンダンス (Kallman et al., 2004)

### 4.5.1 UFO の吸収線

ここで、UFO の吸収線の評価を行った。SPEX では電離吸収成分について、吸収線とその静止座標系での波長と線の等価幅 ( $EW$ ) をアスキーファイルとして出力する。図 4.11 と図 4.12 に、2-PION モデルに基づいた UFO の吸収線を示した。図 4.11 では、静止座標系で 6.0 keV 以上にある吸収線のうち、等価幅が  $EW > 0.1$  eV である吸収線について、青方偏移をしたものを示した。また、表 4.5 に、図 4.11 での吸収線の情報を示した。速度の定義は、あるエネルギー  $E$  での、エネルギー差  $\Delta E$  を用いて、 $v_{\text{out}} = \Delta E/E \times c$  であるため、青方偏移は以下の式 4.1 を用いて計算した。

$$E_{\text{obs}} = E_{\text{rest}} \times (|v_{\text{out}}|/c + 1)/(1 + z) \quad (4.1)$$

ここで、 $E_{\text{rest}}$  は静止座標系でのエネルギー、 $E_{\text{obs}}$  は観測者系でのエネルギー、 $c$  は光速、 $z$  は赤方偏移、 $v_{\text{out}}$  は円盤風の流出速度である。

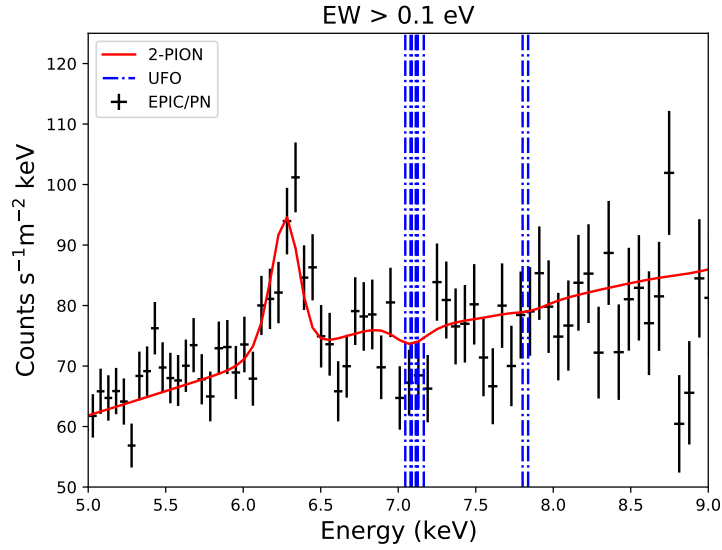


図 4.11: Absorption lines of UFO.

The black point, red line and blue dashed lines represent the EPIC/PN spectra, 2-PION model and UFO absorption line ( $EW > 0.1$  eV) respectively.

表 4.5: UFO の吸収線

吸収線の種類	静止座標系エネルギー (keV)	$EW$ (eV)	観測者系エネルギー (keV)
Fe XIX	6.4656	1.982	7.0793
Fe XVIII	6.4347	1.893	7.0455
Fe XIX	6.4730	0.970	7.0874
Fe XX	6.4964	0.474	7.1130
Fe XX	6.5060	0.372	7.1236
Fe XX	6.5080	0.179	7.1257
Fe XXI	6.5437	0.168	7.1648
Fe XV	7.1584	0.143	7.8379
Fe XIII	7.1259	0.119	7.8023

また、図 4.11 の吸収線のうち、等価幅が  $EW > 1$  eV と比較的大きい吸収線について青方偏移をしたものを吸収線のラベルとともに図 4.12 に示した。図 4.11 と表 4.5 と図 4.12 から、静止座標系で 6.0 keV 以上の吸収線で比較的大きい吸収線は、静止座標系で  $\sim 6.4$  keV (観測者座標系で  $\sim 7$  keV) に多く存在し、それらは高電離した鉄による吸収線である。これらの吸収線は *XMM-Newton* 衛星では分離することは出来ないが、7 eV と非常にエネルギー分解能の良い *XRISM* 衛星では、強い吸収線である Fe XIX (6.4656 keV) と Fe XVIII (6.4347 keV) はエネルギー差が 7 eV よりも十分に大きいため分離できると考えられる。

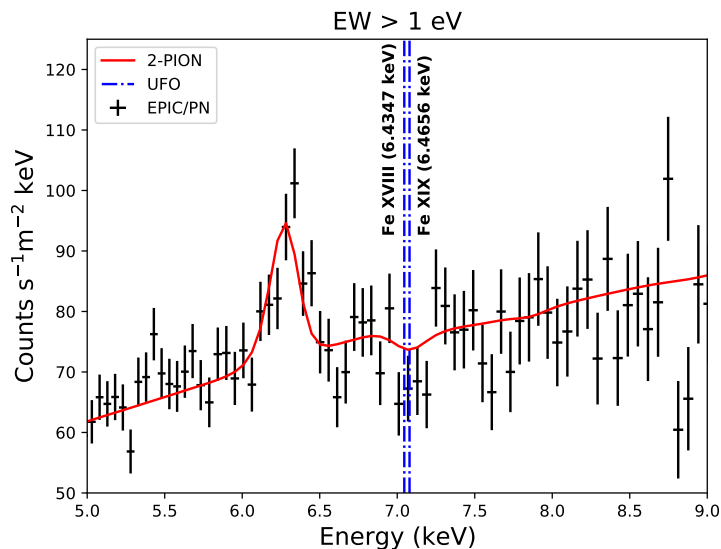


図 4.12: Absorption lines of UFO with label.

The black point, red line and blue dashed lines represent the EPIC/PN spectra, 2-PION model and UFO absorption line ( $EW > 0.1$  eV) respectively.

#### 4.5.2 WA の吸収線

ここで、WA の吸収線の評価を行った。図 4.13 と図 4.14 に、2-PION モデルに基づいた WA と UFO の吸収線を示した。図 4.13 では、観測者座標系で  $13 - 20 \text{ \AA}$  にある吸収線のうち、等価幅が  $EW > 1$  eV である吸収線について、青方偏移をしたものを示した。また、表 4.6 に、図 4.13 での吸収線の情報を示した。青方偏移は式 4.1 を用いて計算した。

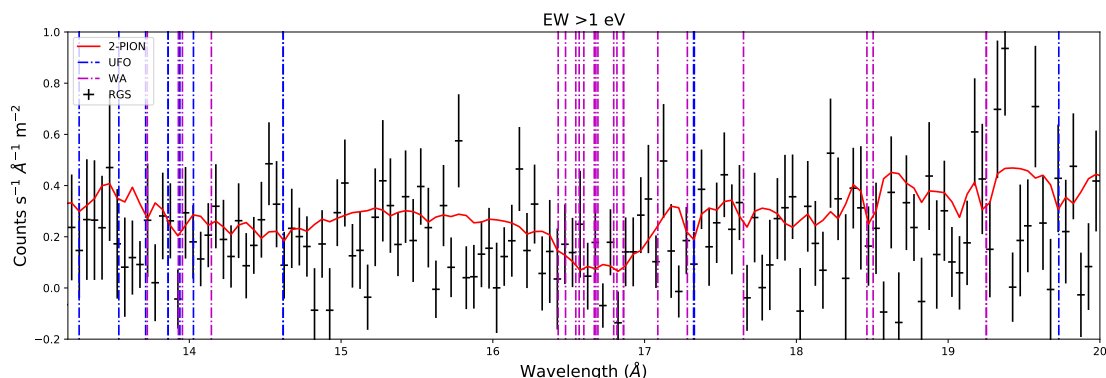
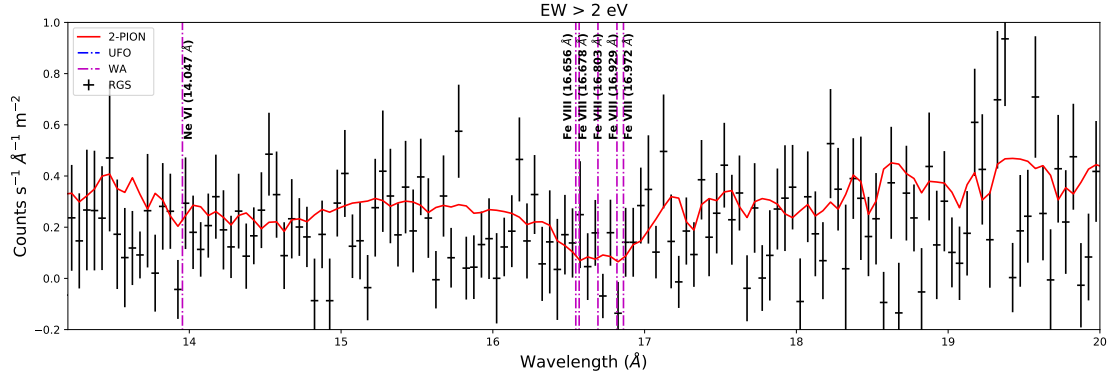


図 4.13: Absorption lines of WA.

The black point, red line, magenta dashed lines and blue dashed lines represent the combined RGS spectra, 2-PION model, WA absorption and UFO absorption line ( $EW > 1$  eV) respectively. RGS spectra is combined by `rgscombine` command. For the plot, binning factor was set to 5 for combined RGS.

また、図 4.13 の吸収線のうち、等価幅が  $EW > 2$  eV と比較的大きい吸収線について青方偏移をしたものを吸収線のラベルとともに図 4.14 に示した。 $13 - 20 \text{ \AA}$  にある UFO の吸収線は等価幅がすべて  $EW < 2$  eV であった。図 4.13 と表 4.6 と図 4.14 から、 $13 - 20 \text{ \AA}$  にある WA の吸収線で比較的大きい吸収線は、静止座標系で  $\sim 16.7 \text{ \AA}$  (観測者座標系で  $\sim 16.8 \text{ \AA}$ ) に多く存在し、それらは低電離した鉄による吸収線である。



⊠ 4.14: Absorption lines of WA with label.

The black point, red line, magenta dashed lines and blue dashed lines represent the combined RGS spectra, 2-PION model and UFO absorption line ( $EW > 2 \text{ eV}$ ) respectively. RGS spectra is combined by `rgscombine` command. For the plot, binning factor was set to 5 for combined RGS.

表 4.6: WA の吸収線

吸収線の種類	静止座標系波長 ( $\text{\AA}$ )	$EW$ (eV)	観測者系波長 ( $\text{\AA}$ )
Warm absorber			
Fe VIII	16.678	3.104	16.5689
Fe VIII	16.929	2.637	16.8177
Fe VIII	16.803	2.175	16.6926
Ne VI	14.047	2.108	13.954686
Fe VIII	16.656	2.059	16.5466
Fe VIII	16.972	2.0286	16.861
Ne VII	13.814	1.973	13.7232
Fe VIII	16.907	1.969	16.7964
Ne VI	14.02	1.663	13.9279
Fe VIII	16.973	1.649	16.8615
Fe IX	16.539	1.633	16.4305
Fe VIII	16.709	1.616	16.5997
O VII	18.628	1.415	18.5059
O VII	17.768	1.307	17.6516
Fe VIII	16.779	1.266	16.6684
Ne V	14.239	1.222	14.1454
O VII	17.396	1.195	17.2816
O VI	19.379	1.157	19.2519
Fe IX	16.789	1.105	16.6790
O VII	17.200	1.0847	17.0870
Fe VIII	16.588	1.037	16.4791
O VI	19.379	1.015	19.2516
O VI	18.587	1.006	18.4648
UFO			
Fe XVII	15.014	1.864	13.7124
O VIII	18.967	1.530	17.3228
O VIII	16.006	1.412	14.6178
O VIII	18.973	1.403	17.3278
Fe XVIII	14.372	1.324	13.1260
Fe XVII	15.261	1.291	13.9379
O VIII	16.007	1.265	14.6190
O VIII	15.176	1.243	13.8603
Fe XVIII	14.260	1.201	13.0238
Fe XVIII	14.534	1.162	13.2740
O VII	21.602	1.125	19.7292
Fe XV	15.359	1.060	14.0273
O VIII	14.820	1.045	13.5357
O VIII	15.177	1.041	13.8608



# 第5章 議論

## 5.1 UFO

### 5.1.1 UFOの距離と密度

SPEX code は指定したエネルギー範囲での各連続成分のフラックスと吸収補正された光度をフィッティングごとに計算する。それにより、べき関数の 2–10 keV のフラックスは  $F_{2-10} = 1.41 \times 10^{-11} \text{ erg s}^{-1} \text{ m}^{-2}$  で、べき関数の 2–10 keV の吸収補正後の光度は  $L_{2-10} = 1.34 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$  と計算された。電離度の定義は、水素密度  $n$ 、円盤風の距離  $r$ 、光源の光度  $L_{\text{ion}}$  を用いて  $\xi = L_{\text{ion}}/nr^2$  である。よって、円盤風の距離は、

$$r = \left( \frac{L_{\text{ion}}}{n\xi} \right)^{0.5} \quad (5.1)$$

で計算される。2-PION モデルでの解析結果より、UFO の電離度は  $\log_{10} \xi = 3.9 \text{ (erg cm s}^{-1}\text{)}$  である。解析で UFO の水素密度を  $n = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  を仮定しているため、UFO の SMBH からの距離は、 $r = (L_{\text{ion}}/n\xi)^{0.5} = \left( \frac{1.34 \times 10^{43}}{10^{3.9} \times 10^{10}} \right)^{0.5} = 4.2 \times 10^{14} \text{ cm} = 1.3 \times 10^{-4} \text{ pc}$  となる ( $1 \text{ pc} = 3.09 \times 10^{18} \text{ cm}$ )。シュワルツシルト半径  $r_g$  は重力定数  $G$ 、光速  $c$ 、SMBH 質量  $M_{\text{BH}}$  を用いて、 $r_g = 2GM_{\text{BH}}/c^2$  で計算される。Mrk 6 の SMBH 質量は  $1.80 \times 10^8 M_{\odot}$  なので、 $r_g = 5.31 \times 10^{13} \text{ cm}$  となる。よって、UFO は  $\sim 7.7 \left( \frac{n}{10^{10} \text{ cm}^{-3}} \right)^{-0.5} r_g$  から発生していると考えられる。UFO は一般的に、 $10^2 - 10^4 r_g$  で生じると考えられており (Gofford et al., 2015)、2-PION モデルから得られた Mrk 6 の UFO は典型的な値よりも内側となった。次に UFO の距離の範囲を考える。円盤風は脱出速度よりも速い速度を持つはずである。そのため、円盤風の距離の下限値を、重力定数  $G$ 、SMBH 質量  $M_{\text{BH}}$ 、流出速度  $v$  を用いて、

$$r_{\text{min}} = \frac{2GM_{\text{BH}}}{v^2} \quad (5.2)$$

で求めることができる。解析結果から UFO の流出速度は  $v = 34700 \text{ km s}^{-1}$  なので、UFO の距離の下限値は  $r_{\text{min}} = 3.97 \times 10^{15} \text{ cm} (74.8 r_g)$  となる。また、円盤風の厚さ  $\Delta r$  は SMBH との距離  $r$  を超えないと仮定すると、Wang et al. (2022) より円盤風の距離の上限値は、円盤風の被覆率  $C_v$  を用いて

$$r_{\text{max}} = \frac{L_{\text{ion}} C_v}{\xi N_{\text{H}}} \quad (5.3)$$

で計算できる。2-PION モデルでは被覆率は  $C_v = 1$  を仮定しているため、UFO の距離の上限値は、水素柱密度  $N_{\text{H}} = 1.7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  を用いて、 $r_{\text{max}} = 9.9 \times 10^{16} \text{ cm} (1.9 \times 10^3 r_g)$  となる。以上より、Mrk 6 の UFO の距離は  $\sim 7.7 \left( \frac{n}{10^{10} \text{ cm}^{-3}} \right)^{-0.5} r_g$  であり、距離が取りうる範囲は  $75 - 9.9 \times 10^4 r_g$  であると考えられる。電離度の定義より計算された UFO の距離は、UFO が取りうる距離の範囲よりも内側となっている。このことから、仮定している UFO の水素密度  $n = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  が大きく、実際はより小さな値を取ることを示唆している。

2-PION モデルでは、UFO の密度を  $n = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  を仮定した。セクション 4.3 とセクション 4.4 から、水素密度を  $n = 1 \text{ cm}^{-3}$  から  $n = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  に変更しても円盤風のパラメータは、ほとんど変わらず誤差の範囲内であったため、水素密度は円盤風解析において影響は無視できる。そこで、前サブセクションで求めた UFO の距離の範囲から水素密度が取りうる範囲を計算した。電離度の定義より、円盤風の密度は

$$n = \frac{L_{\text{ion}}}{\xi r^2} \quad (5.4)$$

で計算できる。UFO の距離の範囲は、 $3.97 \times 10^{15} - 9.9 \times 10^{16}$  cm であるため、水素密度の範囲は  $1.7 \times 10^5 - 1.1 \times 10^8$   $\text{cm}^{-3}$  となる。

## 5.2 WA

### 5.2.1 WA の距離と密度

同様に WA について考える。2-PION モデルでの解析結果より、WA の電離度は  $\log_{10} \xi = 1.7$  ( $\text{erg cm s}^{-1}$ ) である。解析で WA の水素密度を  $n = 10^5 \text{ cm}^{-3}$  を仮定しているため、式 5.1 から  $r = 1.6 \times 10^{18}$  cm = 0.53 pc ( $3.1 \times 10^4 r_g$ ) となる。よって、WA の SMBH からの距離は、 $\sim 3.1 \times 10^4 \left(\frac{n}{10^5 \text{ cm}^{-3}}\right)^{-0.5} r_g$  ( $\sim 0.53 \left(\frac{n}{10^5 \text{ cm}^{-3}}\right)^{-0.5}$  pc) である。WA は一般的に 0.1 – 1000 pc で生じると考えられており (Laha et al., 2021)、2-PION モデルから得られた Mrk 6 の WA はこの範囲内である。次に WA の距離の範囲を考える。解析結果から WA の流出速度は  $v = 7700 \text{ km s}^{-1}$  なので、式 5.2 より WA の距離の下限値は  $r_{\min} = 2.61 \times 10^{-2}$  pc ( $1.52 \times 10^3 r_g$ ) となる。そして、解析結果から WA の水素柱密度は  $N_{\text{H}} = 0.80 \times 10^{22} \text{ cm}^{-3}$  であり、被覆率は  $C_{\text{v}} = 1$  を仮定しているため、式 5.3 から WA の距離の上限値は、 $r_{\max} = 8.6 \times 10^2$  pc ( $5.0 \times 10^7 r_g$ ) となる。以上より、Mrk 6 の WA の距離は  $\sim 0.53 \left(\frac{n}{10^5 \text{ cm}^{-3}}\right)^{-0.5}$  pc であり、距離が取りうる範囲は  $1.52 \times 10^3 - 5.0 \times 10^7 r_g$  であると考えられる。

UFO の場合と同様に WA の密度を計算した。WA の距離の範囲は  $8.01 \times 10^{16} - 2.7 \times 10^{21}$  cm であるため、WA の密度は式 5.4 より  $3.7 \times 10^{-2} - 1.7 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$  となる。

## 5.3 XRISM シミュレーション

ベストフィットモデルと判断した 2-PION モデルを基に、XRISM での観測シミュレーションを行った。XRISM の応答ファイルはエネルギー分解能が 7 eV のものを用いた。シミュレーションには、解析と同様に SPEX code ver3.06.01 を使い、観測時間は 150 ks に設定した。これは、100 ks、150 ks、200 ks でのシミュレーションを複数回行い、スペクトルのばらつきが解析に影響が無いほど十分に小さいものなかで、最も観測時間が短いものである。解析ではエネルギー範囲を 0.3 – 10.0 keV とした。表 5.1 にシミュレーションを行ったスペクトルについて 2-PION モデルでフィッティングを行った結果を示した。また、図 5.1 と図 5.2 に、シミュレーションの XRISM のスペクトルとフィットしたモデルを示し、比較のためにそれぞれ EPIC/PN のスペクトルと combined RGS スペクトルを示した。

表 5.1 より、XRISM を用いることで UFO の水素柱密度の誤差が 6 割以上小さくなった。そのため、XRISM を用いることで UFO をより精度良く有意に検出することができる。また、低エネルギー側で見られる WA の水素柱密度も 6 割以上小さくなった。XRISM 衛星の Resolve 検出器は、XMM-Newton 衛星の RGS 検出器と比べて、低エネルギーでのエネルギー分解能が良くないが、S/N 比が良いという特徴がある。XRISM を用いることによる S/N 比の向上により、WA の水素柱密度の誤差が小さくなり WA をより精度良く有意に検出できるようになる。よって、XRISM 衛星を用いることで UFO と WA をより精度良く有意な検出ができるため、XRISM 衛星は円盤風の解析で非常に重要になる。

表 5.1: Results of simulated spectra.

Neutral: Fit the soft and hard X-ray data with continuum (COMT+POW+Refl) and neutral absorption models (**hot**). 2-PION: Fit the soft and hard X-ray data with continuum (COMT+POW+Refl) and two PION models. (1) Photon index of the X-ray power-law component. (2) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{51}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  at 1 keV. (3) Scale parameter of the reflection component. (4) Normalisation of the X-ray power-law component in  $10^{58}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$ . (5) Seed photon temperature in eV. (6) Warm corona temperature in eV. (7) Logarithm of the ionisation parameter  $\xi$  of the ionised wind components in erg cm s $^{-1}$ . (8) Column density  $N_H$  of the ionised wind components in  $10^{22}$  cm $^{-2}$ . (9) Velocity of the outflowing ionized wind components) in km s $^{-1}$ . (10) Hydrogen density in cm $^{-3}$ . We fixed the value to  $10^{10}$  or  $10^5$  for UFO and WA, respectively.

	2-PION	
	XMM-Newton	XRISM
(1)pow $\Gamma$	$1.54 \pm 0.03$	$1.53_{-0.01}^{+0.02}$
(2)pow Norm	$2.6 \pm 0.2$	$2.49_{-0.04}^{+0.09}$
(3)Ref1 Scal	$0.388 \pm 0.06$	$0.36_{-0.02}^{+0.03}$
(4)comt Norm	$1.3_{-0.7}^{+18.4}$	$1.4_{-1.1}^{+3.1}$
(5)comt t0	$2_{-1}^{+10}$	$1.9_{-0.5}^{+1.1}$
(6)comt t1	$68_{-8}^{+24}$	$66_{-10}^{+2}$
(7)pion xil	$3.9_{-1.0}^{+0.5}$	$4.1_{-0.1}^{+0.6}$
(8)pion $N_H$	$1.7 \pm 0.3$	$1.70_{-0.06}^{+0.13}$
(9)pion zv	$-34700_{-100}^{+400}$	$-34720_{-40}^{+30}$
(10)pion hden	$10^{10}$ (fixed)	
(7)pion xil	$1.7_{-0.9}^{+0.3}$	$1.8_{-0.1}^{+0.3}$
(8)pion $N_H$	$0.80_{-0.06}^{+0.07}$	$0.80 \pm 0.02$
(9)pion zv	$-7700_{-100}^{+200}$	$-7700 \pm 100$
(10)pion hden	$10^5$ (fixed)	
Total $C$ -stat / d.o.f.	2167.5 / 1721	3911.3 / 3935
Total Expected $C$ -stat	$1916.6 \pm 57.4$	$3991.9 \pm 90.1$

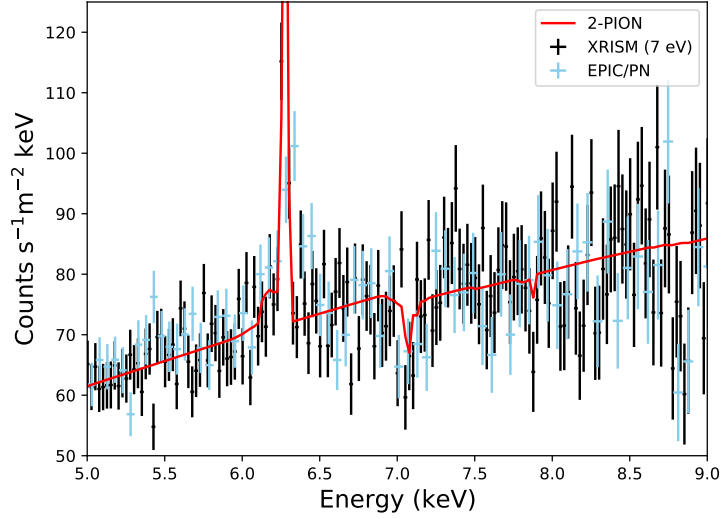


Figure 5.1: XRISM simulated spectrum of Fe-K band.

The black point, light blue point and red line represent the simulated XRISM spectra, EPIC/PN spectra and 2-PION model, respectively. For the plot, binning factor was set to 50 for XRISM spectra and used optimal binning for EPIC/PN.

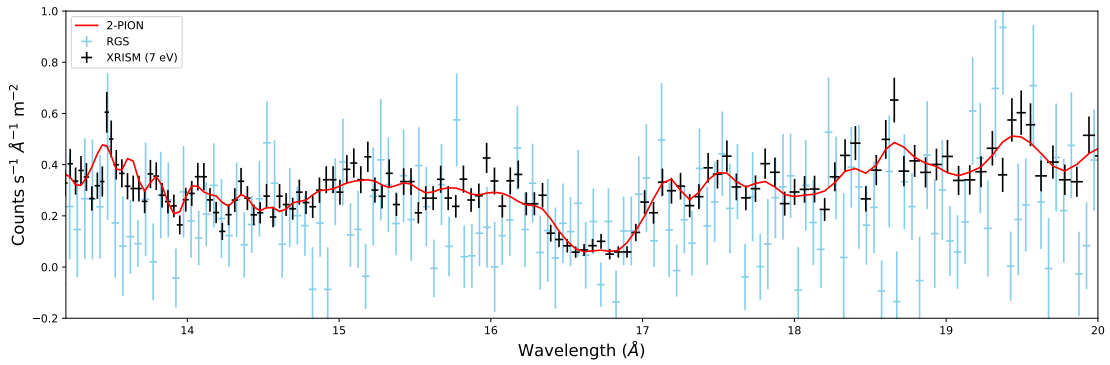


Figure 5.2: XRISM simulated spectrum of soft x-ray band.

The black point, light blue point and red line represent the simulated XRISM spectra, combined RGS spectra and 2-PION model, respectively. RGS spectra is combined by `rgscombine` command. For the plot, binning factor was set to 5 for combined RGS and used optimal binning for XRISM spectra.

## 第6章 まとめ

本研究では、XRISMでの観測の前段階として、既存のX線天文衛星の*XMM-Newton*衛星のデータを用いて、電波銀河 Markarian 6 の円盤風解析を行った。それにより、2つの電離ガス層（2種類の円盤風）が存在するモデル（2-PION モデル）がベストモデルとして採用された。2-PION モデルの結果より、Mrk 6 で UFO と WA の両方の存在を示唆する結果を得た。UFO と WA の両方が存在することが示唆されたのは電波銀河としては4例目の報告である（過去に報告された電波銀河: 3C 390.3、4C +74.26、3C445）。

2-PION モデルにより得られたパラメータから、円盤風の発生位置とその範囲、密度の範囲、厚みの範囲を調査した。それにより、Mrk 6 の UFO の中心 SMBH からの位置は  $\sim 7.7 \left(\frac{n}{10^{10}\text{cm}^{-3}}\right)^{-0.5} r_g$  であり、位置が取りうる範囲は  $3.97 \times 10^{15} - 9.9 \times 10^{16}$  cm となった。また、UFO の密度の範囲は  $1.7 \times 10^5 - 1.1 \times 10^8 \text{cm}^{-3}$  となった。同様に Mrk 6 の WA の中心 SMBH からの位置は  $\sim 3.4 \times 10^4 \left(\frac{n}{10^5\text{cm}^{-3}}\right)^{-0.5} r_g$  であり、位置が取りうる範囲は  $8.01 \times 10^{16} - 2.7 \times 10^{21}$  cm となった。そして、WA の密度の範囲は  $3.8 \times 10^{-2} - 4.1 \times 10^8 \text{cm}^{-3}$  となった。

最後に、2-PION モデルを基に XRISM 衛星での観測シミュレーションを行った。XRISM を用いることで UFO の水素柱密度の誤差が6割以上小さくなった。そのため、XRISM を用いることで UFO の有意な検出が可能になることがわかった。しかし、XRISM では低エネルギー側で見られる WA の電離度の不定性が大きくなっている。XRISM 衛星の Resolve 検出器は、*XMM-Newton* 衛星の RGS 検出器と比べて、低エネルギーでのエネルギー分解能が良くないが、S/N 比が良いという特徴がある。XRISM を用いることによる S/N 比の向上により、WA の水素柱密度の誤差は6割程度小さくなり WA の有意な検出が可能になるが、エネルギー分解能により WA の電離度の誤差が大きくなったと考えられる。

# Reference

- Begelman, M. C., McKee, C. F., & Shields, G. A. 1983, *ApJ*, 271, 70. doi:10.1086/161178
- Blandford, R. D. & Payne, D. G. 1982, *MNRAS*, 199, 883. doi:10.1093/mnras/199.4.883
- Dodson, R., Fomalont, E. B., Wiik, K., et al. 2008, *ApJS*, 175, 314. doi:10.1086/525025
- Bu, D.-F. & Yang, X.-H. 2021, *ApJ*, 921, 100. doi:10.3847/1538-4357/ac1da4
- Cash, W. 1979, *ApJ*, 228, 939. doi:10.1086/156922
- Dannen, R. C., Proga, D., Kallman, T. R., et al. 2019, *ApJ*, 882, 99. doi:10.3847/1538-4357/ab340b
- Filiz Ak, N., Brandt, W. N., Hall, P. B., et al. 2013, *ApJ*, 777, 168. doi:10.1088/0004-637X/777/2/168
- Fukumura, K., Kazanas, D., Shrader, C., et al. 2018, *ApJ*, 853, 40. doi:10.3847/1538-4357/aaa3f6
- Ghisellini, G., Haardt, F., & Matt, G. 2004, *A&A*, 413, 535. doi:10.1051/0004-6361:20031562
- Gibson, R. R., Jiang, L., Brandt, W. N., et al. 2009, *ApJ*, 692, 758. doi:10.1088/0004-637X/692/1/758
- Giustini, M. & Proga, D. 2019, *A&A*, 630, A94. doi:10.1051/0004-6361/201833810
- Gofford, J., Reeves, J. N., McLaughlin, D. E., et al. 2015, *MNRAS*, 451, 4169. doi:10.1093/mnras/stv1207
- Gofford, J., Reeves, J. N., Tombesi, F., et al. 2013, *MNRAS*, 430, 60. doi:10.1093/mnras/sts481
- Hamann, F., Herbst, H., Paris, I., et al. 2019, *MNRAS*, 483, 1808. doi:10.1093/mnras/sty2900
- HI4PI Collaboration, Ben Bekhti, N., Flöer, L., et al. 2016, *A&A*, 594, A116. doi:10.1051/0004-6361/201629178
- Jethwa, P., Saxton, R., Guainazzi, M., et al. 2015, *A&A*, 581, A104. doi:10.1051/0004-6361/201425579
- Kaastra, J. S. & Bleeker, J. A. M. 2016, *A&A*, 587, A151. doi:10.1051/0004-6361/201527395
- Kallman, T. R., Palmeri, P., Bautista, M. A., et al. 2004, *ApJS*, 155, 675. doi:10.1086/424039
- Kayanoki, T. & Fukazawa, Y. 2022, *PASJ*, 74, 791. doi:10.1093/pasj/psac036
- Kazanas, D., Fukumura, K., Behar, E., et al. 2012, *AGN Winds in Charleston*, 460, 181
- Kellermann, K. I., Sramek, R., Schmidt, M., et al. 1989, *AJ*, 98, 1195. doi:10.1086/115207
- Kharb, P., O’Dea, C. P., Baum, S. A., et al. 2014, *MNRAS*, 440, 2976. doi:10.1093/mnras/stu421
- Kharb, P., O’Dea, C. P., Baum, S. A., et al. 2006, *ApJ*, 652, 177. doi:10.1086/507945
- King, A. R. & Pounds, K. A. 2003, *MNRAS*, 345, 657. doi:10.1046/j.1365-8711.2003.06980.x
- Knigge, C., Scaringi, S., Goad, M. R., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 1426. doi:10.1111/j.1365-2966.2008.13081.x

- Kaastra, J. S. 2017, *A&A*, 605, A51. doi:10.1051/0004-6361/20162931910.48550/arXiv.1707.09202
- Kallman, T. & Dorodnitsyn, A. 2019, *ApJ*, 884, 111. doi:10.3847/1538-4357/ab40aa
- Laha, S., Reynolds, C. S., Reeves, J., et al. 2021, *Nature Astronomy*, 5, 13. doi:10.1038/s41550-020-01255-2
- Laha, S., Guainazzi, M., Chakravorty, S., et al. 2016, *MNRAS*, 457, 3896. doi:10.1093/mnras/stw211
- Laurent-Muehleisen, S. A., Kollgaard, R. I., Ryan, P. J., et al. 1997, *A&AS*, 122, 235. doi:10.1051/aas:1997331
- Lundgren, B. F., Wilhite, B. C., Brunner, R. J., et al. 2007, *ApJ*, 656, 73. doi:10.1086/510202
- Mehdipour, M. & Costantini, E. 2019, *A&A*, 625, A25. doi:10.1051/0004-6361/201935205
- Mehdipour, M., Kaastra, J. S., & Kallman, T. 2016, *A&A*, 596, A65. doi:10.1051/0004-6361/201628721
- Neilsen, J. & Lee, J. C. 2009, *Nature*, 458, 481. doi:10.1038/nature07680
- Nomura, M., Ohsuga, K., & Done, C. 2020, *MNRAS*, 494, 3616. doi:10.1093/mnras/staa948
- Proga, D. & Kallman, T. R. 2004, *ApJ*, 616, 688. doi:10.1086/425117
- Sako, M., Kahn, S. M., Behar, E., et al. 2001, *A&A*, 365, L168. doi:10.1051/0004-6361:20000081
- Schmidt, M. & Green, R. F. 1983, *ApJ*, 269, 352. doi:10.1086/161048
- Shannon, C. E. 1949, *IEEE Proceedings*, 37, 10. doi:10.1109/JPROC.1998.659497
- Titarchuk, L. 1994, *ApJ*, 434, 570. doi:10.1086/174760
- Tombesi, F., Tazaki, F., Mushotzky, R. F., et al. 2014, *MNRAS*, 443, 2154. doi:10.1093/mnras/stu1297
- Tombesi, F., Cappi, M., Reeves, J. N., et al. 2011, *ApJ*, 742, 44. doi:10.1088/0004-637X/742/1/44
- Tombesi, F., Cappi, M., Reeves, J. N., et al. 2010, *A&A*, 521, A57. doi:10.1051/0004-6361/200913440
- Urry, C. M. & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803. doi:10.1086/133630
- Véron-Cetty, M.-P. & Véron, P. 2010, *A&A*, 518, A10. doi:10.1051/0004-6361/201014188
- Vivek, M., Srianand, R., & Dawson, K. S. 2018, *MNRAS*, 481, 5570. doi:10.1093/mnras/sty2712
- Wang, Y., Kaastra, J., Mehdipour, M., et al. 2022, *A&A*, 657, A77. doi:10.1051/0004-6361/20214159910.48550/arXiv.2110.07861
- Woods, D. T., Klein, R. I., Castor, J. I., et al. 1996, *ApJ*, 461, 767. doi:10.1086/177101
- Bradley M. Peterson 著、和田桂一、粟木久光、亀野誠二、谷口義明、寺島雄一、長尾透 共訳、「ピーターソン活動銀河核」、丸善株式会社、2010

## 謝辞

本修士論文を完成させるにあたり、多くの方々からのご指導、ご協力をいただきました。ここに深くお礼を申し上げます。指導教員である深澤先生、本修士論文の添削を頂きありがとうございました。M1での研究では、僕の能力に合った面白いテーマを頂きありがとうございました。学振やリサーチフェローの申込み前に投稿論文を完成させることが出来たのはひとえに深澤先生のおかげです。来年度こそは学振に採択されるようにがんばります。高橋先生には CMOS 実験で非常にお世話になりありがとうございます。検出器の基礎知識から丁寧に教えて頂き、非常に楽しく実験テーマに取り組むことが出来ました。また、様々な場所に出張に連れて行って頂きありがとうございました。出張先では、さまざまな方を紹介していただいたり、食事会に招待して頂き、出張を楽しめる様に気を配っていただけて非常に嬉しかったです。深澤先生、高橋先生、某感染症により国内への出張がメインになってしまいましたが来年以降は海外にもたくさん連れて行ってください(フェローの研究費では厳しいので、、、)。そのためにたくさん研究がんばります。水野先生には、*Fermi* 衛星のデータモニタリングでお世話になりました。衛星のモニタリングという普通では出来ない経験をさせて頂きありがとうございます。また、普段からの定例会などで研究の助言を頂きありがとうございました。須田先生には実験室で実験や研究生活に関する話を聞いて頂きありがとうございます。また、ラ・パルマで MAGIC の当番をやりたいと急に言い出したにもかかわらず、対応頂きありがとうございました。来年度当番をしっかりと履行できるようにがんばります。Dear Mao-san, Thank you for your research supervision. Without your support, I could not make any progress on this research topic. I am a student with poor English, low ability and work speed, and low ability to read papers, but I will continue to work hard! 川端先生には、可視光検出器について相談に乗っていただきありがとうございました。これからもたくさん質問させていただくと思いますがよろしく願いいたします。植村先生には投稿論文作成時に助言を頂きありがとうございました。これからも相談に乗っていただけると幸いです。

同期の古賀君、末岡君、中村君、星岡君。M1の4月、外部からやってきた僕に優しく話してくれてありがとう。人見知りな性格の僕にとって非常にありがたく嬉しかったです。みんなのおかげで新しい環境に慣れることが出来ました。同期5人で行った四国旅行もいい思い出になりました。卒業後も仲良くしてくれると嬉しいです。研究室の諸先輩方にも感謝をいたします。楊さんは、頻繁に晩御飯を一緒に行けて嬉しかったです。来年度も研究室に残られるとのことなので、そろそろ、火鍋パーティーしたいです。眞武さんは、研究の話から他愛もない話までたくさん話せて嬉しかったです。特に M1 になりたての頃にたくさん話を振っていただいたおかげで、研究室のメンバーとも馴染みやすかったです。今澤さんは、研究でも研究外でもお世話になりました。今澤さんの研究している姿を見て自分ももっと頑張らないと思うことが出来ました。濱田さんは、修論の息抜きに付き合ってくださいありがとうございます。そろそろフルセットを購入してラウンド行きたいですね。佐崎さんは、研究室内外でお世話になりました。日本酒サークルに誘っていただけて、本当に嬉しかったです。また、昨年卒業された今里さん、間さん、森さんにもお世話になりました。おかげさま大部屋での生活が良かったです。特に今里さんには、研究や研究生活に関する助言を頂き本当に助かりました。また高エネの民である、森下君、丹羽君、橋爪君、阪本さん、浦田君、みんな忙しい中、僕が研究について(では無いこともあります)ふらっと話しかけたときも対応してくれてありがとう。僕にできることであればいつでも喜んで対応するので、些細なことでも気軽に話しかけて頼ってくれると嬉しいです。

最後に両親に感謝いたします。周りは就職している人の方が多い中、天文学の勉強をさせて頂きありがとうございます。僕が M 進や D 進を遠慮しない様に「理学なら博士号取らないと意味ないよ」と言ってくれたのは嬉しかったです。その言葉だけでなんとかここまでがんばることが出来ました。これまでは居場所を転々として来ましたが、追加で3年程広島で学生を続けることとなります。これからも、応援よろしく願いいたします。

ここで書ききれないほどたくさんの方へのたくさんの御恩がありますが、ページもまたいでしまいそうなので、以上を謝辞といたします。改めて、修士課程での研究に協力していただいた全ての皆様に感謝いたします。



# 付録A *XMM-Newton*衛星での3観測

## A.1 3観測のバックグラウンドの光度曲線

図 A.1 に *XMM-Newton* 衛星での 3 観測でのバックグラウンドの光度曲線を示した。図 A.1 より今回の解析で用いたデータ (観測 ID: 0144230101 図の上段) が最もフレアリングバックグラウンドの影響が小さいデータである。

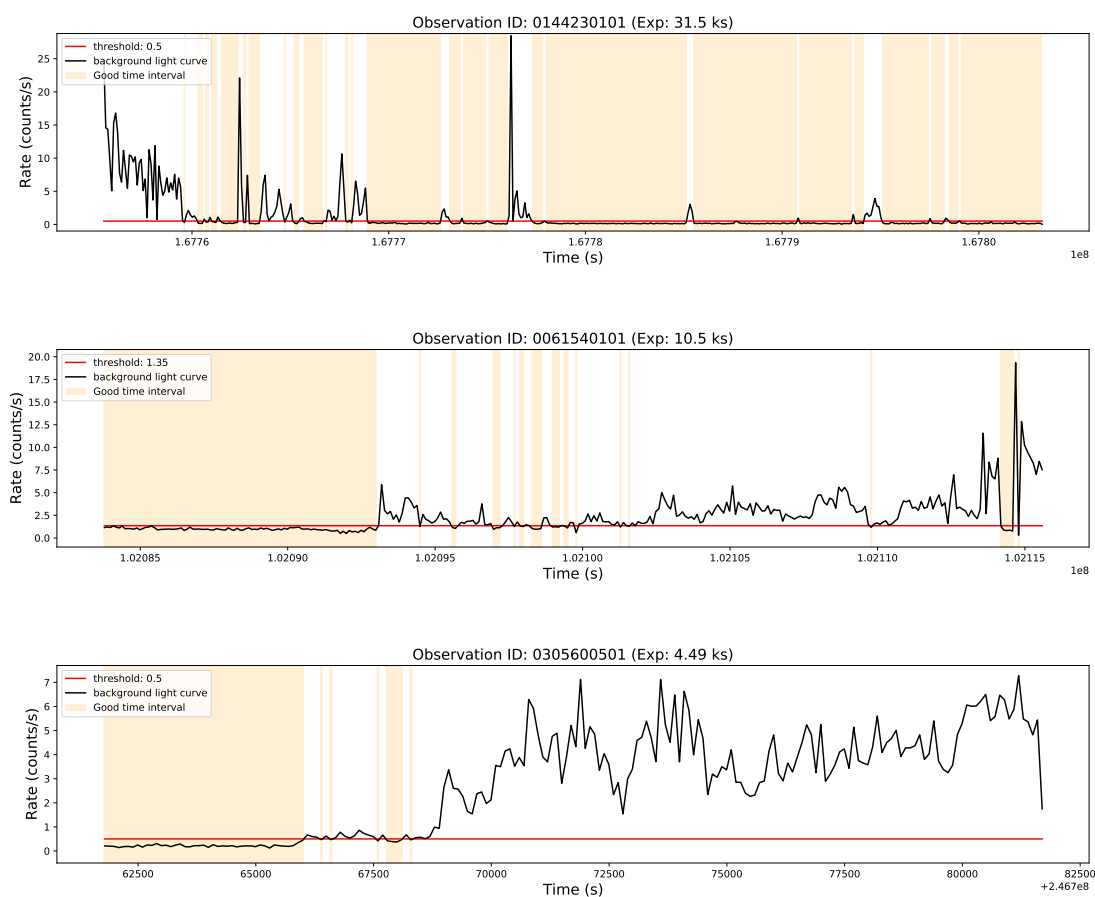


図 A.1: Background light-curve of three observation data.

The Red line shows the threshold set as a flare. Orange region shows good time intervals.

## A.2 3観測のスペクトルの比較

### A.2.1 べき関数による比較

5-10 keV のスペクトルについて、べき関数を用いてフィッティングを行った。図 A.2 に3観測の5-10 keV のスペクトルとそれぞれのスペクトルでのフィッティング結果を示した。

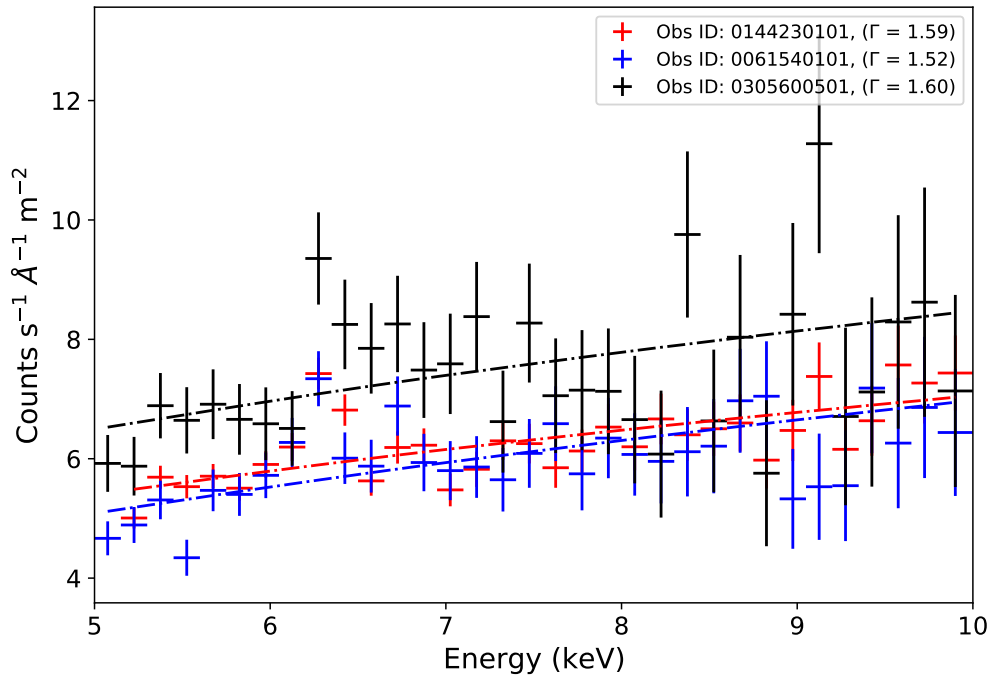


図 A.2: 3観測の5-10 keV のスペクトルのべき関数による比較

Red: Observation ID is 0144230101. Photon Index is 1.59, Normalization of power-law is  $0.288 \times 10^{52}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  at 1 keV. Blue: Observation ID is 0061540101. Photon Index is 1.52, Normalization of power-law is  $0.242 \times 10^{52}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  at 1 keV. Black: Observation ID is 0305600501. Photon Index is 1.60, Normalization of power-law is  $0.347 \times 10^{52}$  photons  $s^{-1}$  keV $^{-1}$  at 1 keV.

### A.2.2 べき関数と反射成分による比較

5-10 keV のスペクトルについて、べき関数と反射成分を用いてフィッティングを行った。図 A.3 に3観測の5-10 keV のスペクトルとそれぞれのスペクトルでのフィッティング結果を示した。

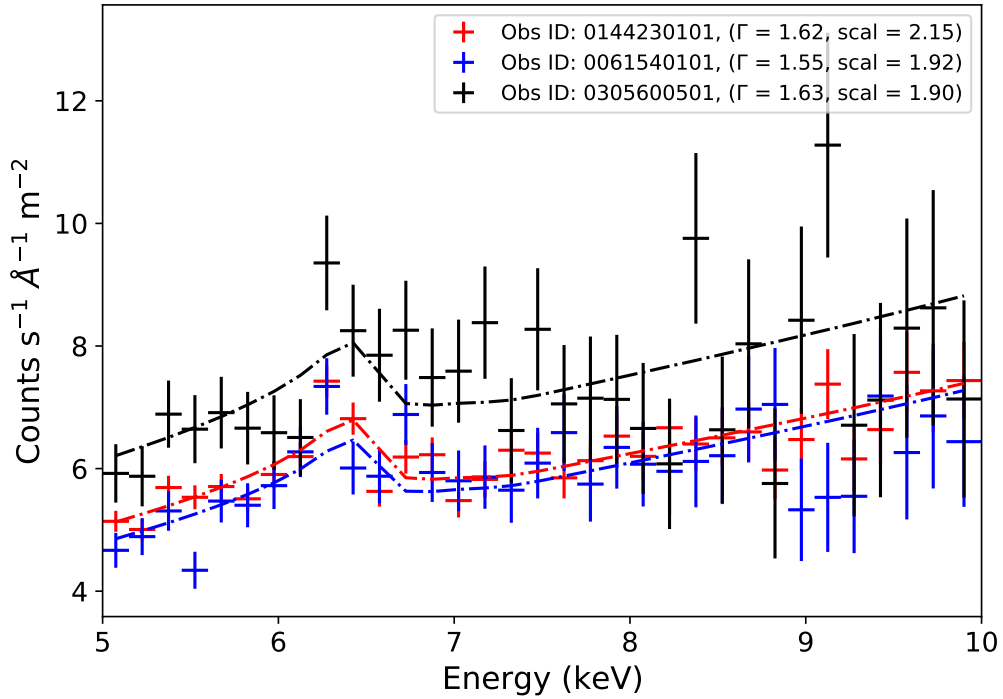


図 A.3: 3観測の 5-10 keV のスペクトルのべき関数と反射成分による比較

Red: Observation ID is 0144230101. Photon Index is 1.62, Normalization of power-law is  $0.126 \times 10^{52} \text{ photons s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$  at 1 keV, scale parameter of the reflection component is 2.15. Blue: Observation ID is 0061540101. Photon Index is 1.55, Normalization of power-law is  $0.107 \times 10^{52} \text{ photons s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$  at 1 keV, scale parameter of the reflection component is 1.92. Black: Observation ID is 0305600501. Photon Index is 1.63, Normalization of power-law is  $0.156 \times 10^{52} \text{ photons s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$  at 1 keV, scale parameter of the reflection component is 1.90.

以上より、3観測はそれぞれフラックスレベルや傾きなどのスペクトルの性質が異なることがわかった。また、今回の解析で用いた観測データ以外の2観測は、フレアリングバックグラウンドをクリーニングした後の露光時間が非常に短いため、3観測のスペクトルを結合するという事も行うことが出来なかった。

# 付録B 過去に報告された電波銀河の円盤風

## B.1 List of UFOs in Radio Galaxy

表 B.1: Object list

Object	$R^a$	$i^b$	Wind $N_H^c$	Wind $\log \xi^d$	Wind $v_{\text{out}}(c)^e$	Obs. ID <sup>f</sup>	Obs. t. <sup>g</sup>
3C 105 <sup>4</sup>	12000	> 60	> 2	$3.81 \pm 1.30$	$0.227 \pm 0.033$		
3C 111 <sup>2</sup>	79000	10 – 26 <sup>3</sup>	> 20	$5.0 \pm 0.3$	$-0.041 \pm 0.003$	703034010	109
3C 111 <sup>4a</sup>			$7.7 \pm 2.9$	$4.32 \pm 0.12$	$0.106 \pm 0.006$		
3C 120 <sup>2</sup>	2400	21	$1.1^{+0.5}_{-0.4}$	$3.8 \pm 0.2$	$-0.076 \pm 0.003$		★2
3C 120 <sup>4</sup>			> 2	$4.91 \pm 1.03$	$0.161 \pm 0.006$		
Centaurus A <sup>4</sup>	2.1	50-80	$4.2 \pm 0.4$	$4.33 \pm 0.03$	< 0.004		
Centaurus A <sup>4</sup>			$4.1 \pm 0.9$	$4.39 \pm 0.06$	< 0.005		
Centaurus A <sup>4</sup>			$4.0 \pm 1.1$	$4.31 \pm 0.10$	< 0.003		
PKS 1549-79 <sup>4</sup>	29000	< 55	> 14	$4.91 \pm 0.49$	$0.276 \pm 0.006$		
3C 390.3 <sup>3</sup>	2000	33	> 3	$5.6^{+0.2}_{-0.8}$	$0.146 \pm 0.004c$	702125010	85
4C +74.26 <sup>4</sup>	80	40	> 4	$4.62 \pm 0.25$	$0.045 \pm 0.008$		
4C +74.26 <sup>4a</sup>			> 0.6	$4.06 \pm 0.45$	$0.185 \pm 0.026$		
3C 445 <sup>4a</sup>	2700	60-70	$18.5^{+0.6}_{-0.7}$	$1.42^{+0.13}_{-0.08}$	$0.034 \pm 0.001$		

a: Radio-loudness parameter ( $R = F_5/F_{\text{opt}}$ ). b: Inclination angle of the radio jet axis relative to our line of sight in degrees. c: Column density  $N_H$  of the ionised wind components in  $10^{22} \text{ cm}^{-2}$ .

d: Logarithm of the ionisation parameter  $\xi$  of the ionised wind components in  $\text{erg cm s}^{-1}$ .

e: Velocity of the outflowing ionised wind components. f: ID of the *XMM-Newton* observation.

g: Duration of the *XMM-Newton* observation in ks.

1: Mehdipour & Costantini (2019), 2: Tombesi et al. (2010), 3: Ballo et al. (2011)

4: Tombesi et al. (2014), 4a: "From the literature" in Tombesi et al. (2014)

★2: merged spectra (Suzaku XIS-FI). ID(Duration in ks): 700001020(42), 700001030(41), 702125010(41)

## B.2 List of WAs in Radio Galaxy

表 B.2: 電波銀河の WA

Object	$z$	$R^a$	$M_{\text{BH}}^b$	Wind $N_{\text{H}}^c$	Wind $\log \xi^d$	Wind $v_{\text{out}}^e$	Obs. ID <sup>f</sup>	Obs. t. <sup>g</sup>
III Zw 2 <sup>1</sup>	0.089	200	0.72	$7 \pm 4$	$2.07 \pm 0.13$	$-1780 \pm 670$	0127110201	16
3C 59 <sup>1</sup>	0.111	11	7.94	$40 \pm 2$	$1.20 \pm 0.05$	$-3530 \pm 130$	0205390201	82
				$81 \pm 8$	$2.42 \pm 0.03$	$-1000 \pm 120$		
1H 0323+342 <sup>1</sup>	0.063	140	0.36	$9 \pm 2$	$2.17 \pm 0.02$	$-830 \pm 170$	0764670101	81
				$7.2 \pm 0.7$	$0.15 \pm 0.12$	$-880 \pm 120$		
PKS 0405-12 <sup>1</sup>	0.574	410	29.5	$6 \pm 2$	$1.71 \pm 0.17$	$-130 \pm 200$	0202210301	82
3C 120 <sup>1</sup>	0.033	2400	0.69	$14 \pm 3$	$2.65 \pm 0.04$	$-2160 \pm 360$	0693782401	29
Mrk 6 <sup>1</sup>	0.019	25	1.80	$116 \pm 8$	$1.38 \pm 0.06$	$-4000 \pm 500$	0144230101	59
PKS 0921-213 <sup>1</sup>	0.053	13	0.79	$8 \pm 3$	$1.92 \pm 0.12$	$-3540 \pm 360$	0065940501	18
3C 273 <sup>1</sup>	0.158	1400	65.9	$0.7 \pm 0.2$	$1.90 \pm 0.08$	$-3670 \pm 170$	0126700801	74
4C +34.47 <sup>1</sup>	0.206	110	3.16	$31 \pm 11$	$2.12 \pm 0.05$	$-1500 \pm 210$	0102040101	8
3C 382 <sup>1</sup>	0.058	1300	11.5	$7 \pm 2$	$2.44 \pm 0.06$	$-1350 \pm 370$	0790600101	31
3C 382 <sup>2</sup>				$53_{-2}^{+5}$	$3.07 \pm 0.09$	$-2400 \pm 300$		*2
				$32_{-6}^{+8}$	$2.1 \pm 0.1$	$-300 \pm 300$		
3C 382 <sup>5</sup>				316	2.69	-1000		
3C 390.3 <sup>1</sup>	0.056	2000	2.87	$3.7 \pm 0.6$	$1.63 \pm 0.11$	$-1550 \pm 60$	0203720301	53
				$11 \pm 5$	$2.77 \pm 0.06$	$+50 \pm 100$		
3C 390.3 <sup>3</sup>				$20.7 \pm 0.1$	$2.3 \pm 0.5$	< 150?		*3
3C 390.3 <sup>5</sup>				5	2.08	< -600		
4C +74.26 <sup>1</sup>	0.104	80	41.7	$36 \pm 6$	$1.69 \pm 0.04$	$-1490 \pm 90$	0200910201	34
				$68 \pm 8$	$2.46 \pm 0.04$	$-3000 \pm 500$		
4C +74.26 <sup>4</sup>				$\sim 30$	$\sim 2.6$	$\sim -3600$		
Mrk 896 <sup>1</sup>	0.027	11	0.12	$73 \pm 6$	$2.23 \pm 0.02$	$-130 \pm 150$	0112600501	11
PKS 2135-14 <sup>1</sup>	0.200	520	44.7	$5 \pm 3$	$2.14 \pm 0.08$	$-1240 \pm 530$	0092850201	60
ESO 075-G041 <sup>1</sup>	0.028	3900	-	$7 \pm 1$	$-0.03 \pm 0.11$	$-210 \pm 180$	0152670101	57
4C +31.63 <sup>1</sup>	0.298	680	20.0	$11 \pm 3$	$-0.00 \pm 0.20$	$-960 \pm 200$	0550871001	25
3C 445 <sup>5</sup>	0.056	2700	2.14	1995	1.4	-10000		

a: Radio-loudness parameter ( $R = F_6/F_{\text{opt}}$ ). b: Black hole mass in  $10^8 M_{\odot}$ . c: Column density  $N_{\text{H}}$  of the ionised wind components (xabs) in  $10^{20} \text{ cm}^{-2}$ . d: Logarithm of the ionisation parameter  $\xi$  of the ionised wind components (xabs) in  $\text{erg cm s}^{-1}$ . e: Velocity of the outflowing ionised wind components (xabs) in  $\text{km s}^{-1}$ .

f: ID of the *XMM-Newton* observation. g: Duration of the *XMM-Newton* observation in ks.

1: Mehdipour & Costantini (2019), 2: Ursini et al. (2018), 3: Tombesi et al. (2016),

4: Di Gesu & Costantini (2016), 5: Torresi et al. (2012)

\*2: merged spectra. ID(Duration in ks): 0790600101(20), 0790600201(15), 0790600301(19), 0790600401(15), 0790600501(16) These time is net exposure.

\*3: merged spectra (HETG). ID(Duration in ks): 16531(50), 16220(50), 16530(50), ?: Sign is probably negative.

†: It was calculated using SIMBAD( $B$ ) and NED( $F_{6\text{cm}}$ ) values.

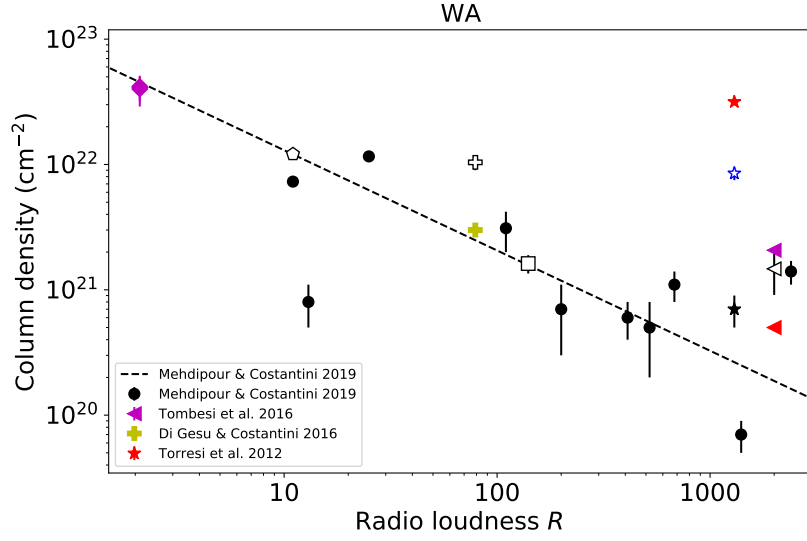


Figure B.1: Relation of radio loudness and total column density of WA.

In the plot, the marker (not circle) shows the same target. And the same color shows the same reference. Marker; Square marker shows '3C 59'. Pentagon marker shows '1H 0323+342'. Star shows '3C 382'. Triangle left shows '3C309.3'. Plus marker shows '4C +74.26'. The Rhombus marker shows 'Cen A'. The dashed line uses the Mehdi pour+2019 equation. Black symbol shows Mehdi pour & Costantini (2019). Purple one shows Tombesi et al. (2016). Yellow one shows Di Gesu & Costantini (2016). Red one shows Torresi et al. (2012)

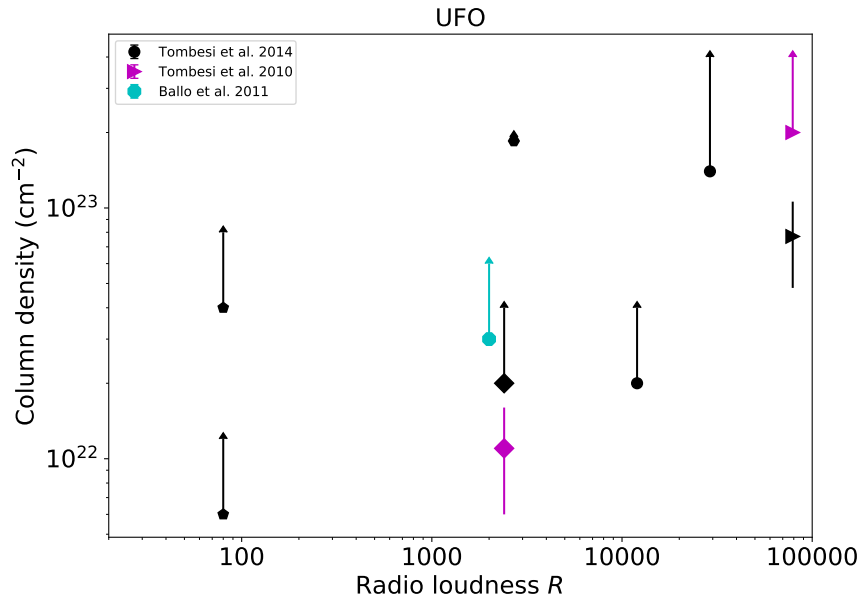


Figure B.2: Relation of radio loudness and total column density of UFO.

In the plot, the marker (not circle) shows the same target. And the same color shows the same reference. Marker; Triangle right shows '3C 111'. Rhombus shows '3C 120'. Octagon shows '3C 390.3'. Pentagon shows '4C +74.26'. Hexagon shows '3C445'.

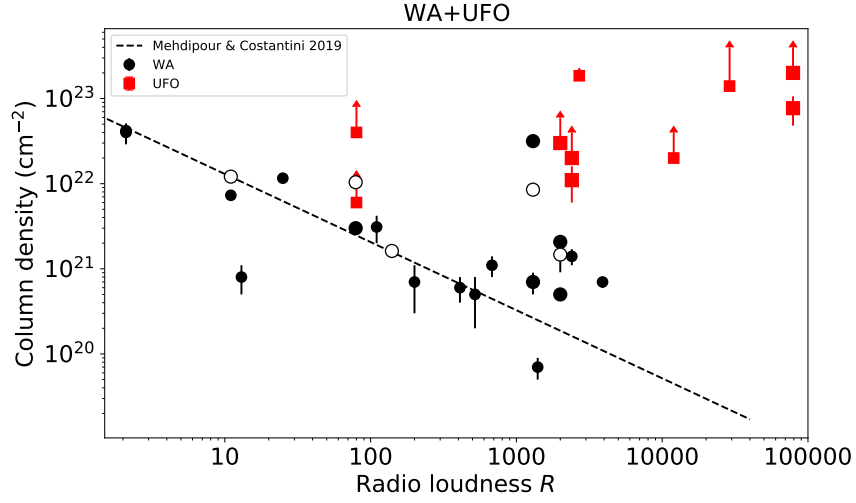


Figure B.3: Relation of radio loudness and total column density of WA and UFO. Red marker shows UFO. Black marker WA. The dashed line uses the Mehdiipour+2019 equation (for WA). ( $N_{\text{H}} = 8.2 \times 10^{22} R^{-0.8}$ )