

すぐ衛星による活動銀河核NGC 1365の 広帯域X線スペクトルの時間変動解析

広島大学大学院 理学研究科 物理科学専攻
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文研究室

M090790

本田光介

主査：深沢 泰司 副査：山本一博

2011年2月10日

概要

宇宙に存在する銀河の中には、中心が極めて明るく輝いている銀河があり、その中心核は活動銀河核(AGN)と呼ばれる。AGNの大きさは典型的に太陽系程度のコンパクトな大きさでありながら、そこから放射されるエネルギーは通常の銀河全体の光度に匹敵するほどであり(光度 = 10^{35-40} J)、中心には太陽の 10^{6-10} 倍という大質量のブラックホールが存在していると考えられている。AGNをX線で観測すると連続成分(べき型関数)に加え反射成分、輝線、吸収線、低エネルギー側での盛り上がりなどの成分が非常に複雑に混ざりあったスペクトルとなっている。これらの成分はAGN周辺の物質構造を反映していると考えられており、詳細に解析することで活動的な銀河核近傍の物理的描像を解明することができる。従来の検出器では、10 keV以上の領域ではバックグラウンドが非常に多く、天体からの信号を正確に検出することは難しかった。しかし、2005年に打ち上がった日本のX線天文衛星「すばる」では、徹底したノイズ除去により硬X線領域において過去最高の精度で観測することができ、さらに0.2 - 600 keVという広帯域にわたる同時観測も可能である。そのため、10 keV以上に現れる反射成分の見積りに優れ、またそれに相関する連続成分との分離に非常に有効である。

本研究では、「すばる」で観測されたデータを使用することにより、セイファート銀河NGC 1365のスペクトル解析を行い、AGN周辺の物理的描像を明らかにすることを目標としている。これまで「すばる」では、2008年に1回と2010年に2回の計3回観測が行われており、今回はこの3観測のデータを使用した。より短時間のスペクトル変動を見るために観測時期ごとに明るいときと暗いときに切り分け、計6観測においてスペクトルの時間変動解析を行った。NGC 1365は、過去の観測で連続成分の吸収が激しく変動することがいわれており、今回の観測でも同様の傾向が見られている。ここまで激しい変動をするセイファート銀河は珍しく、NGC 1365はAGN周辺の物質構造の統一的描像に迫る格好の天体といえる。本研究では、精度よく得られる6.4 keV付近の鉄輝線を用いて、これまで困難であった反射成分と連続成分の分離を行うことで、先行研究でいわれてきた吸収量変化を確認すると共に、今回新たにAGN自身もflux変動の兆候があることを見出すことに成功した。

目 次

| | |
|---|-----------|
| 第 1 章 序論 | 6 |
| 第 2 章 活動銀河核 | 7 |
| 2.1 活動銀河核(AGN) | 7 |
| 2.1.1 活動銀河核について | 7 |
| 2.1.2 Seyfert 銀河 | 9 |
| 2.2 AGN の X 線スペクトル | 11 |
| 2.2.1 軟 X 線超過成分 | 11 |
| 2.2.2 連続(power-law) 成分 | 12 |
| 2.2.3 反射成分と鉄輝線 | 13 |
| 2.2.4 Warm Absorber | 16 |
| 2.3 NGC 1365 における先行研究 | 17 |
| 2.3.1 連続成分の吸収量変化 | 17 |
| 2.3.2 吸収線 | 18 |
| 2.4 本論文における研究目的 | 20 |
| 第 3 章 観測装置「すざく」と解析方法 | 21 |
| 3.1 すざくの概要 | 21 |
| 3.2 すざくに搭載されている検出器 | 22 |
| 3.2.1 X 線望遠鏡(X-ray Telescope) | 22 |
| 3.2.2 XIS(X-ray Imaging Spectrometer) | 22 |
| 3.2.3 HXD(Hard X-ray Detector) | 23 |
| 3.3 AGN をすざく衛星で観測する意義 | 26 |
| 第 4 章 解析方法と解析結果 | 27 |
| 4.1 観測データ | 27 |
| 4.1.1 データリダクション | 27 |
| 4.1.2 応答関数 | 29 |
| 4.2 解析方法 | 30 |
| 4.2.1 χ^2 フィッティング | 30 |
| 4.2.2 スペクトルモデル | 30 |
| 4.3 ライトカーブ | 33 |
| 4.4 スペクトル解析 | 36 |
| 4.4.1 base model によるフィッティング | 36 |
| 4.4.2 鉄輝線と吸収線のパラメータ決定 | 39 |
| 4.4.3 反射成分スペクトルの決定 | 41 |
| 4.4.4 決定した反射成分でのフィッティング | 41 |
| 4.4.5 細かな時間分解によるスペクトル | 47 |

| | |
|-------------------------|----|
| 4.4.6 パラメータ変動 | 49 |
| 第5章 まとめと今後 | 50 |

表 目 次

| | |
|---|----|
| 2.1 各波長と現在考えられている放射起源の対応関係 | 8 |
| 3.1 「すざく」に搭載されている観測機器の基本性能 [13] | 25 |
| 4.1 解析に用いた NGC 1365 のデータ一覧 | 27 |
| 4.2 解析に用いた CXB のモデル | 28 |
| 4.3 base model によるフィッティング時のパラメータ。 | 37 |
| 4.4 吸収線フィッティングパラメータ | 40 |
| 4.5 観測ごとにおける Fe-K α と pexrav の norm ratio | 41 |
| 4.6 反射成分のべきを 1.8 にしたときの各観測のパラメータ。 | 46 |
| 4.7 反射成分のべきを 2.0 にしたときの各観測のパラメータ。 | 46 |
| 4.8 連続成分の吸収 · normalization 以外を固定してフィッティングしたときのパラメータ。 | 48 |

図 目 次

| | | |
|------|---|----|
| 2.1 | AGN の統一モデル [1] | 9 |
| 2.2 | 可視光領域におけるセイファート銀河 1型,2型と通常銀河のスペクトルの比較 [2] | 10 |
| 2.3 | 典型的なジェットの弱い銀河から観測される X 線スペクトル [3] | 11 |
| 2.4 | 光子指数 Γ とカットオフエネルギー E_C との関係 左が Seyfert1 型の場合 [4]、右 が Seyfert2 型の場合 [5] | 13 |
| 2.5 | Seyfert 銀河で見られる反射成分の概略図 | 14 |
| 2.6 | 蛍光 X 線発生の概略図 [6] | 14 |
| 2.7 | 吸収成分(水素の柱密度)と鉄輝線の equivalent width との相関関係 | 15 |
| 2.8 | NGC 5548(Seyfert 1 型)スペクトルにおける軟 X 線帯域の高階電離吸収線の様子 [7] | 16 |
| 2.9 | NGC 1365 の可視光の画像(ヨーロッパ南天天文台の The Very Large Telescope(VLT) に搭載の HAWK-I による観測)[8] | 17 |
| 2.10 | Chandra 衛星による 2006/4 の NGC 1365 の X 線スペクトルの変動の様子 [11]。黒 (obs1) → 赤(obs2) → 緑(obs3) → 水色(obs4) → 青(obs5) → 紫(obs6) の順に変 動しており、obs1 → obs2 → obs3 は compton thick 状態と compton thin 状態を 行き来している。 | 18 |
| 2.11 | XMM-Newton による過去4回の観測で得られた NGC 1365 の電離鉄吸収線の様子 [12] | 19 |
| 3.1 | すぐ衛星の概観 [13] | 21 |
| 3.2 | XRT の外観(左)と配置図(右)[13] | 22 |
| 3.3 | XIS の外観 [13] | 23 |
| 3.4 | CCD の断面積 表面照射型 CCD(左)と背面照射型 CCD(右)を模式的に示したもの [13] | 23 |
| 3.5 | HXD の概観 [13] | 24 |
| 3.6 | HXD の構造 [13] | 24 |
| 3.7 | 1 つの Well ユニットの構造。X 線は右から入射する。 | 25 |
| 4.1 | NGC 1365 の XIS image。解析では、白線より内側をソースイベント領域、白線 と黄色線の間の領域をバックグラウンド領域としている。 | 28 |
| 4.2 | 表 4.2 のパラメータとモデルで再現した CXB のスペクトル | 29 |
| 4.3 | 上からそれぞれ 2008/1, 2010/6, 2010/7 のライトカーブである。左側が XIS(0.8 - 10keV), 右側が PIN(15 - 45 keV) のデータである。XIS はバックグラウンドを差 し引いたもので、PIN は上図の赤、緑がそれぞれイベントデータ、バックグラウンド のライトカーブである。下図は、イベントデータからバックグラウンドを差し引い たライトカーブである。 | 34 |
| 4.4 | エネルギー領域ごとにおけるライトカーブとその比。上から 2008/1, 2010/6, 2010/7 の順番である。データはそれぞれ、黒：3 - 6.4 keV のライトカーブ、赤：6.4 - 10 keV のライトカーブ、緑：6.4 - 10 keV / 3 - 6.4 keV を表している。 | 35 |

| | | |
|------|---|----|
| 4.5 | obs1 - obs6 のスペクトルの比較。上から obs1,obs2,obs3,obs4,obs5,obs6 である。 | 36 |
| 4.6 | 2007/1/21-1/25 観測。左から obs1,obs2 | 38 |
| 4.7 | 2010/6/27-6/30 観測。左から obs3,obs4 | 38 |
| 4.8 | 2010/7/15-7/22 観測。左から obs5,obs6 | 38 |
| 4.9 | line のエネルギー帯を除いてフィッティングしたときの図。黒がデータ、緑がモデルである。line 成分が残差となって現れているのが分かる。 | 39 |
| 4.10 | 6-9 keV における鉄輝線と吸収線のフィット 上:2008年観測, 左下:2010 年 6 月観測 , 右下:2010 年 7 月観測 | 40 |
| 4.11 | 反射成分のべきを 1.8 にしたときのフィッティング図。上から左→右の順で obs1,obs2, . . . ,obs6 の順である。上図は、モデルとデータで下図はモデルからの残差。 | 43 |
| 4.12 | 反射成分のべきを 2.0 にしたときのフィッティングの図。上図はデータとモデル下図はモデルとの残差。 | 44 |
| 4.13 | 反射成分のべきを 2.0 にしたときのフィッティングの様子を $\nu F \nu$ で表した図。それぞれ青が連続成分、ピンクが反射成分、紫が軟 X 線超過成分、水色が鉄輝線、5 keV - 9 keV でモデルが下がって見えるのは吸収線である。 | 45 |
| 4.14 | 2007/1 , 2010/6 データの時間分解の様子。左:2007/1 , 右:2010/6 , それぞれ 4 分割にしており、時期の早い方から観測 1,2,3,4 とする。 | 47 |
| 4.15 | 各観測間での吸収量の変化。左から 2008/1 の 4 データ,2010/6 の 4 データ、2010/7 の 2 データのそれぞれの観測での吸収量がプロットしてある。縦軸は吸収量(柱密度)で単位は 10^{22}cm^{-2} である。 | 49 |
| 4.16 | 各観測間での連続成分の flux の変化。縦軸は flux で単位は $\text{ergs}/\text{cm}^2/\text{s}$ である。 | 49 |

第1章 序論

50年ほど前までは、宇宙を観測する手段は人間が直接目で見ることのできる可視光帯域での観測しかなかった。しかし、可視光(電波、赤外線、紫外線、X線、 γ 線)以外での観測が可能になり、今まで見えていなかった宇宙の活動的な様子が明らかになってきている。この一番の要因は、観測技術の発達によるものである。本研究で扱うX線帯域での観測も、人工衛星やロケットの発達によって活発なものとなってきた。X線は、地球大気に遮られてしまい、地上からは観測が出来ないからである。当初は気球観測で観測されていたが、1970年に人類初のX線天文衛星UHURUが打ち上げられた。そして、これまでのX線の観測により、ブラックホールや中性子星などのコンパクト星、超新星残骸、 γ 線バースト、粒子線加速などによる活動的な宇宙の様子が明らかになってきている。

活動銀河核(AGN)も活動的な天体の一つである。AGNは、太陽系程度のコンパクトな領域から通常銀河全体に匹敵するほどの明るさで輝いており、その放射領域の小ささと莫大な明るさから中心には超巨大なブラックホールが存在すると考えられている。また、これまでのX線天文衛星(Chandra, XMM-Newton, あすか)によりAGNの様々な物理的性質が明らかになってきている。例えば、降着円盤からの放射以外に現れる反射成分からAGN周辺にトーラス(中心核をドーナツ状に囲む吸収・反射体)と呼ばれる物質が存在していることや、軟X線領域にみられる吸収端構造からWarm Absorberと呼ばれる高電離プラズマが存在していることなど様々である。

本研究では、日本で5番目のX線天文衛星である「すざく」の観測データを用いてAGNの周辺物理の解明に迫るのが目的である。従来の検出器では、10 keV以上の領域ではバックグラウンドが非常に多く、天体からの信号を正確に検出することが難しかった。しかし、「すざく」では、徹底したノイズ除去により硬X線領域において過去最高の精度で観測することができ、さらに0.2 - 600 keVという広帯域にわたる同時観測も可能である。これにより、AGNのスペクトルで10 keV以上に見られる反射成分の見積りに優れるなど、AGN観測において非常に有用である。

解析で扱う天体は、NGC 1365というAGNの中でもセイファート2型に分類されるものである。AGNの統一理論では、セイファート2型はジェットの弱いAGNをななめから観測した天体であると考えられており、また中心核からの放射が、トーラスなどの周辺物質に吸収されることが知られている。NGC 1365は、セイファート2型の中でも特殊で、吸収量が数時間程度の短いtime scaleで大きく変動しており、周辺物質が激しく変動していると考えられる[11]。そして、これらの変動を詳細に研究することで、AGN周辺物質の定性的な理解につながると言える。また、Warm Absorber由来ではあるが、従来考えられていた軟X線領域での吸収端を作る物質よりも電離度の大きい物質に起因する、高階電離鉄輝線・吸収線が、6.4 keV ~ 8.3 keVの領域に見えている[12]。これらの鉄ラインを詳細に解析することにより、電離プラズマの位置・速度・電離パラメータなどの情報を得た結果、Warm Absorberの起源が、不安定状態にある降着円盤からのアウトフロー(物質の放出)であるという議論もあるが、詳しいことについてはまだよく分かっていない。

このようにX線帯域で観測をすることにより、AGN周辺で起きているさまざまな物理現象を探ることが可能である。本研究では、すざく衛星によるNGC 1365のスペクトル変動を解析することにより、AGNの統一的理論に迫る。

第2章 活動銀河核

2.1 活動銀河核(AGN)

2.1.1 活動銀河核について

AGN のエネルギーと質量

銀河の中には、活動銀河核(AGN)と呼ばれる非常に明るく輝く中心核をもったものが存在する。AGN の大きさは典型的に太陽系程度の大きさであるが、そこから放射されるエネルギーは通常の銀河全体の光度に匹敵するほどである。このような狭い領域からの大光度の放射($L_{total} = 10^{42-47} \text{erg/s}$)は以下のようなことから AGN 中心に大質量のブラックホールが存在する事を示唆している。

光子の放射圧により天体の大気が吹きとばされずに形を保持するためには、光度の上限というものが存在する。この上限光度のことを Eddington 限界光度といい、この限界光度に達したときの放射圧と中心天体の重力は等しいことが必要とされる。この Eddington 限界光度時の放射圧 = 中心天体の重力の関係から中心にどれだけの質量が存在しているかの下限を見積もることができる。いま中心天体の質量 M , 光度 L としたとき、半径 r における放射のフラックス f を

$$f = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (2.1)$$

とすると、放射の運動量フラックスは

$$\frac{f}{c} = \frac{L}{4\pi c r^2} \quad (2.2)$$

となる。よって放射圧と重力がつり合っているとき以下の式が成り立つ。

$$\frac{\sigma_T}{c} \frac{L_{Edd}}{4\pi r^2} = \frac{GMm_H}{r^2} \quad (2.3)$$

σ_t はトムソン散乱断面積 ($\sigma_t = 6.65 \times 10^{-25} \text{cm}^2$), L_{Edd} はエディントン光度, M は中心天体の質量である。また、重力の項においては存在度の大きい水素の質量 m_H で近似を行っている。2.3式を L_{Edd} について解くと、

$$L_{Edd} = \frac{4\pi c GM m_H}{\sigma_T} = \frac{4\pi m_H c^3}{\sigma_T} \frac{GM_\odot}{c^2} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \approx 1.3 \times 10^{38} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \text{ ergs/s} \quad (2.4)$$

この式からエディントン限界光度が質量にのみ依存しており、天体の質量を与えれば、最大限界光度が求まる事が分かる。ここで実際に、AGN の放射エネルギーを $L_{total} = 10^{42-47} \text{erg/s}$ と仮定すると、天体中心の質量は $M = 10^{6-10} M_\odot$ 以上であると求まる。これだけの大質量を太陽系程度の狭い領域に収めるとなると、AGN のエネルギー源が大質量な BH の存在が必要となる。

表 2.1: 各波長と現在考えられている放射起源の対応関係

| 波長域 | 放射起源 |
|------------|---------------------------------|
| 電波 | ジェットによるシンクロトロン放射 |
| 赤外線 | ダスト・トーラスによる再放射 |
| 可視光 | 連続成分、電離されたガスからの輝線 |
| 紫外線 | 降着円盤からの熱的放射 |
| X 線 | 連続成分、トーラスなどの AGN 周辺物質による反射成分、輝線 |
| γ 線 | ジェットによる逆コンプトン散乱 |

AGN での多波長観測

AGN の特徴として電波から γ 線まで多波長にわたっての観測が可能である。そのため、それぞれの波長域の観測により AGN の様々な起源による放射が観測できる。??は各波長と AGN の現在考えられている放射起源の対応関係を表にまとめたものである。

以上の様に、AGN は多波長にわたり観測が可能だが、天体ごとにこれらの成分は異なる場合もある。それらの原因是ジェットの強弱や AGN を観測している角度によるものであると考えられており、観測されるスペクトルの形から AGN は細かに分類される。

AGN の分類

AGN は、観測されるスペクトルにより一般的に以下のような分類がされる。

- Seyfert 銀河

Seyfert 銀河は、ジェットの弱い AGN を見ている天体であると考えられており、また比較的近傍に存在している。スペクトルは、電波の放射が弱いという特徴をもっており、可視光において幅の広い輝線と幅の狭い輝線両方が観測されるものを 1 型、一方幅の狭い輝線のみが観測されるものを 2 型と分類する。本研究の解析天体もこの分類に属しているため詳細を次項でまた説明する。

- クエーサー

AGN の中で最も光度が大きい天体。スペクトルは、大きな赤方偏移を示している事が特徴で遙か遠方に存在していると考えられる。クエーサーは電波域での明るさの違いからさらに Radio-Loud QSO(RL QSO), Radio Quiet QSO(RQ QSO) と分類される。

- ブレーザー

光度変動が激しく、可視・電波域で強い偏光を示す AGN である。ブレーザーのスペクトルは輝線構造が見られず、電波 - 可視光領域と γ 線領域に非熱的な 2 つのコブのような構造をみせる。また、非熱的な成分が卓越した光度となるため熱的な成分は隠される。これらの非熱的な成分は観測者に指向するジェット由来の放射であるとされている。そのため、ブレーザーは AGN の中心から出るジェットを真正面から見ている天体であると考えられる。

- 電波銀河

強い電波を放出している AGN である。電波銀河は中心核から放出するジェットと周囲に存在するガスとの相互作用で「電波ロープ」というものを形成しておりこれらがシンクロトロ

ン放射によって強い電波を出していると考えられている。電波で非常に明るいが他波長域では Seyfert 銀河のスペクトルとよく似ている。観測される輝線の幅によりさらに Broad Line Radio Galaxy(BLRG),Narrow Line Radio Galaxy(NLRG) に分類される。

このように、AGN はジェットの強弱や観測する角度などにより多種多様な分類がされ、スペクトルも様々な形をとる。これらを統一的に解釈することは巨大ブラックホールの性質や周辺に存在している物質構造を解明する上で非常に重要なことである。今現在考えられている AGN の統一モデルが図 2.1 である。統一モデルでは、中心核の周囲に降着円盤を形成し、その周りを覆う様にトーラスと呼ばれる光学的に厚い物質が存在している。また、AGN の比較的近い位置に存在する Broad Line Region(BLR)、BLR に比べ中心核から離れた位置に存在する Narrow Line Region(NLR)、という輝線構造を生み出す領域がある。BLR では FWHM にして数 1000 km/s 以上の広がった輝線構造を作り、NLR では数 100 km/s 程の狭い輝線を作る。

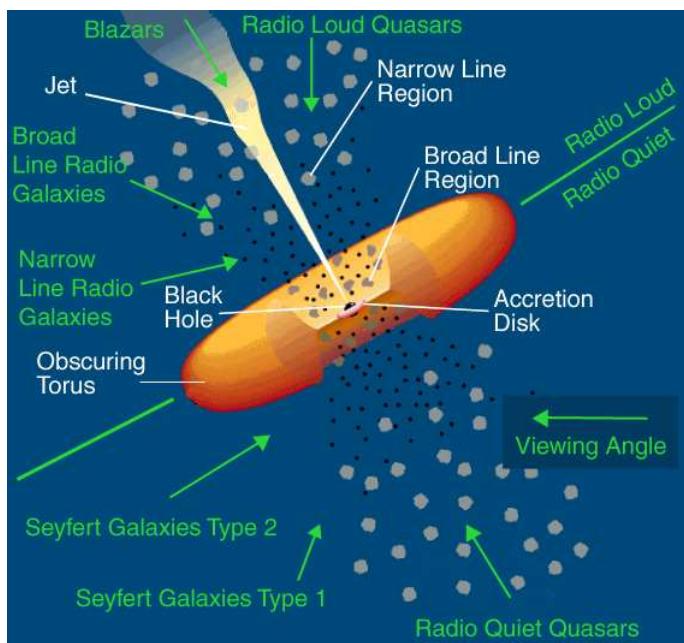


図 2.1: AGN の統一モデル [1]

2.1.2 Seyfert 銀河

セイファート銀河は図 2.1 のようにジェットの弱い AGN をななめから見たような天体であると考えられており、スペクトルの輝線の見え方で、さらに 1 型と 2 型に細かく分類される。1 型は比較的、降着円盤面に対して深い角度から観測しており、BLR と NLR からの輝線を両方観測する事が出来る。一方、2 型は円盤面に対して浅い角度で観測していると考えられており、図 2.1 のように広い輝線を作り出す BLR 領域がトーラスなどにより隠されてしまっている。そのため、スペクトルには NLR からの狭い輝線構造しか存在しない。図 2.2 はセイファート 1,2 型と通常銀河の可視領域におけるスペクトルを比較したものである。1 型では狭い輝線 (NLR 起源) と広い輝線 (BLR 起源) の両方が見えているのに対して、2 型には狭い輝線しか見えていないことが分かる。また、セイファート 1 型は銀河核からの放射に大きな減光がないため、銀河核の中心部分の特徴を調べるのに適しており、セイファート 2 型は中心核からの放射がトーラスなどの周辺物質による強い吸収を受けるため中心核の周辺物質構造を調べるのに適しているといえる。しかし、吸収量の極

端に少ないセイファート 2 型の発見や大きく吸収値の変動する観測結果も報告されている。本研究の解析天体である NGC 1365 もセイファート銀河 2 型に属しており、非常に激しいスペクトル変動が観測されている。

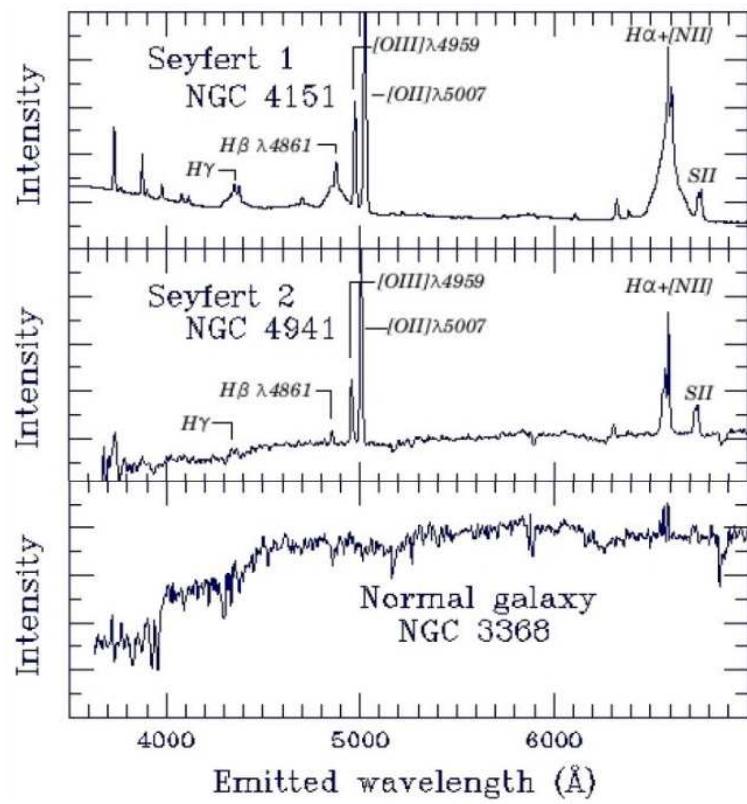


図 2.2: 可視光領域におけるセイファート銀河 1 型,2 型と通常銀河のスペクトルの比較 [2]

2.2 AGN の X 線スペクトル

前項までは、全帯域における放射の特徴をおおまかに説明してきたが、この項では、本研究での観測帯域である X 線スペクトルについて詳細に説明する。まず、図 2.3 が、ジェットの放射が弱いような AGN から観測される 0.1 keV - 300 keV 帯域の X 線スペクトルである。全体にわたって伸びている連続成分に加えて、軟 X 線帯域で盛り上がる成分、反射成分、鉄輝線などが観測される。また、天体によってはこの成分の他に強い吸収線も観測される。以下ではそれぞれの成分がどのような物理現象により放射されているのか詳細に説明する。

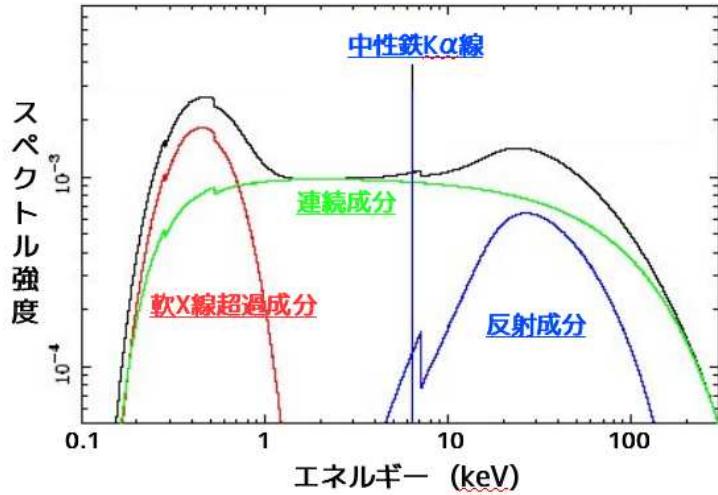


図 2.3: 典型的なジェットの弱い銀河から観測される X 線スペクトル [3]

2.2.1 軟 X 線超過成分

AGN のスペクトルをべき関数で表される連続成分で軟 X 線領域から硬 X 線領域までをフィッティングすると、2 keV 以下の領域で超過成分が現れる。この成分のことを軟 X 線超過成分とよぶ。この成分は、降着円盤から放射されるそれぞれの半径に応じた様々な温度からの黒体放射を足しあわせた多温度黒体放射モデル (Multi Color Disk :MCD モデル) というモデルで再現される。このモデルのパラメータは、降着円盤の一番中心核に近い部分の温度 T_{in} と normalization の 2 つで決定される。中心から距離 r 離れたところでの単位面積、単位時間あたりに放射される円盤からのエネルギーは、Stefan-Boltzmann の法則より $E = \sigma T(r)^4$ となる。また、単位時間に降着する質量を表わす質量降着率を \dot{M} とする。ビリアル定理より、開放される重力エネルギーの半分は回転エネルギーになり残りの半分は円環からの黒体放射となる。つまり、円環部分の重力エネルギーの半分がその部分からの黒体放射と等しくなる。放射は円環の上下から起こるので、

$$2 \times 2\pi r dr \cdot \sigma T(r)^4 = \frac{1}{2} \left(-\frac{G\dot{M}M_x}{r} \right) \quad (2.5)$$

これを T について解くと、

$$T(r) = \left(\frac{3G\dot{M}M_x}{8\pi\sigma r^3} \right)^{\frac{1}{4}} \quad (2.6)$$

さらに、降着円盤からの全光度 L_{disk} は、

$$L_{disk} = 2 \int_{r_{in}}^{r_{out}} 2\pi r \cdot \sigma T(r)^4 dr = 4\pi r_{in}^2 \cdot \sigma T_{in}^4 \quad (r_{out} \rightarrow \infty) \quad (2.7)$$

スペクトル解析より T_{in}, L_{disk} がわかるので、これらの式から内縁半径 r_{in} を推定することができる。また理論的には、回転していないブラックホールの周りを、物質が安定して回転できる半径は、Schwarzschild 半径 ($r_g = \frac{2GM}{c^2}$) の 3 倍までであると考えられており、 $r_{in} \sim 3r_g \sim \frac{6GM}{c^2}$ とすることが多い。よって、この値を使うことによりブラックホールの質量を見積もることができる。

次に内縁温度 T_{in} の温度を求めてみる。ケプラー回転運動の角速度を Ω_K 、計算しやすい様に、

$$E = \frac{3}{8\pi} \dot{M} \Omega_2^2 C = \sigma T_{eff}^4 \quad (2.8)$$

とかける。さらに 2.8 を温度について解くと、

$$T_{eff} = \left(\frac{E}{\sigma} \right) = \frac{3\dot{M}\Omega^2_K C}{8\pi\sigma} \quad (2.9)$$

$$M_* = \frac{M}{M_\odot} \quad (2.10)$$

$$\dot{M}_* = \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{Edd}} = \frac{L}{L_{Edd}} = \frac{\frac{1}{12} \dot{M} c^2}{4\pi c G M m_p \sigma_T^{-1}} = \frac{\sigma_T c \dot{M}}{48\pi G M_* M_\odot m_p} \quad (2.11)$$

$$r_* = \frac{r}{3r_g} = 1.37 \times 10^4 M_*^{-1} r_*^{-3/2} \quad (2.12)$$

これらを代入して整理すると、

$$T_{eff} = 2.86 \times 10^7 \dot{M}_*^{1/4} M_*^{-1/4} r_*^{-3/4} C^{1/4} (K) \quad (2.13)$$

AGN における典型的な値 $M = 10^8 M_\odot$ 、 $\dot{M} = 0.2 \dot{M}_E$ 、 $r_* = 2$ 、 $C = 0.3$ を代入すると、 $T_{eff} = 9.42 \times 10^4 (K)$ と求まる。よって、降着円盤から放射される電磁波のもつエネルギーは、最も高い最内縁温度で $\sim 8eV$ に一致する。しかし、この温度だと、紫外線領域にピークをもつ放射が観測されるはずであるが、観測では軟 X 線領域にピークをもっている。

この原因については、AGN 周辺に存在するコロナにより内縁からの黒体放射が、そのまま X 線領域までたたきあげられているといった説がある。しかし、最近のハッブル宇宙望遠鏡による観測では、紫外線領域のハンプの形は黒体放射成分とは一致しないことを示しており、いまだこの問題については結論に至っていない。

2.2.2 連続 (power-law) 成分

連続成分とは、X 線領域全体に渡って伸びている成分のことを指す (図 2.3 の緑色の成分)。連続成分は以下のようべき型関数で再現される。

$$A(E) = K E^{-\Gamma} \quad (2.14)$$

Γ は光子指数とよばれる無次元量、 K は規格化定数である。この成分は 2 keV 以上の軟 X 線超過成分より高いエネルギー領域 (~ 2 keV) で支配的になる。連続成分は、降着円盤などからの放射が、中心核付近の高温度・低密度のコロナに入射し、内部の電子により逆コンプトン散乱された光

子が、高エネルギーまでたたきあげるために、べき型の関数を示していると考えられている。また、逆コンプトン散乱された光子は、散乱を引き起こすプラズマの温度以上のエネルギーになれないため、あるエネルギーで折れ曲がり(カットオフ)をもつ。セイファート銀河では、現在までの観測でべき Γ は~2程度、カットオフは100 keV程度と求まっている。最近の研究では、このカットオフエネルギーと他のパラメータ(連続成分のべき・反射成分)の相関関係も議論されているが、Seyfert1型、2型で振舞いが異なったり、不定性が大きいことから結論には至っていない。

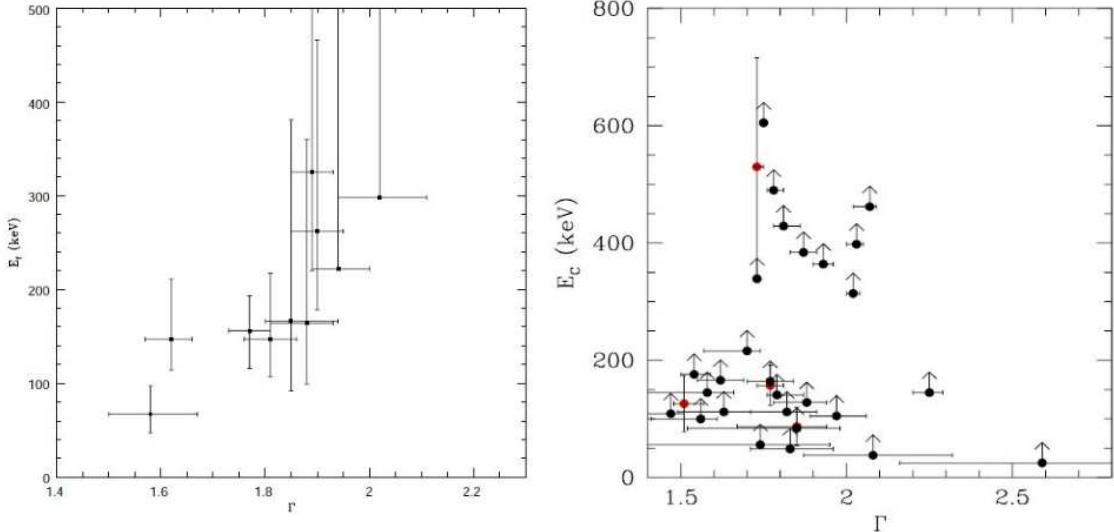


図 2.4: 光子指数 Γ とカットオフエネルギー E_C との関係 左がSeyfert1型の場合 [4]、右がSeyfert2型の場合 [5]

2.2.3 反射成分と鉄輝線

反射成分

反射成分とは、降着円盤などからの1次的な放射が周囲の物質内に入射し、吸収されずにコンプトン散乱されて出てきた2次的な放射の事をいう。散乱する確率はエネルギーに依存しないトムソン散乱の断面積でほぼ決まっている。しかし、吸収される確率はエネルギーに大きく依存し、低エネルギー側で大きい。そのため、エネルギーの低いX線ほど吸収されやすく、反射成分のスペクトルは、図2.3の青線のような形状になる。また、標準的なモデルでは反射体はトーラス・降着円盤や中心核から離れた位置にある冷たい物質を仮定している(概略図2.5)。

鉄輝線

鉄輝線の放射起源は反射成分と同じく、1次的放射がトーラス・降着円盤や中心核から離れた位置にある冷たい物質に反射されてできる成分である。原子はX線を光電吸収すると、内殻電子を空にし、その空になった席に、ある確率で外殻電子が落ち込み蛍光X線が放射される(概略:図2.6)。そして、この蛍光X線が輝線となって現れるのである。輝線の強度は反射体の元素量に相関しており、元素組成量が大きい鉄は、特に輝線が目立っている。図2.3のように鉄輝線の中でも中性鉄 $K\alpha$ 線が強い強度で観測される。中性鉄からは反射として $K\alpha$ 以外に $K\beta$ 線も見付けられるが、M殻 \rightarrow K殻遷移はL殻 \rightarrow K殻遷移に比べて起こりにくいため $K\alpha$ の10%ほどの強度しか

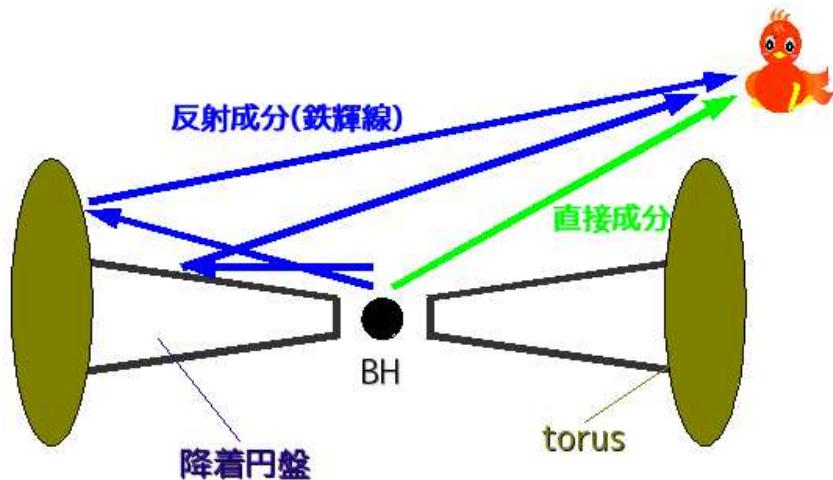


図 2.5: Seyfert 銀河で見られる反射成分の概略図

ない。温度が高く電離度の高い反射体であれば、電離鉄の輝線も観測されるが本解析では見うけられない。また、反射成分のパラメータ同士の相関関係については様々な研究がされている。例えば、吸収量が大きくなると、輝線の等価幅 (equivalent width) が大きくなることが知られている (図 2.7)。反射成分と鉄輝線は放射起源は同一と考えられており、反射体に存在している鉄元素量に変化がないならば、それぞれの成分の強度比は常に一定と考えられる。本研究では、このような強度比一定を仮定し、反射成分の強度を決定している。

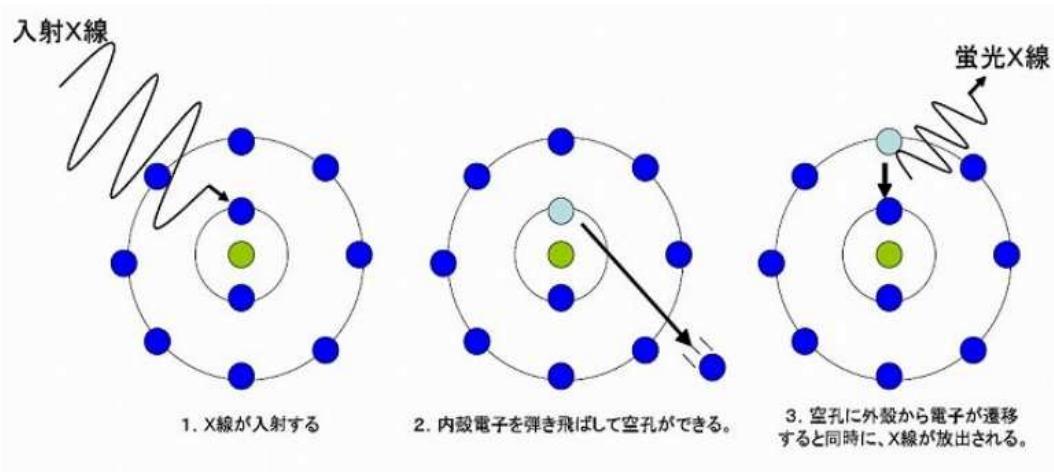


図 2.6: 蛍光 X 線発生の概略図 [6]

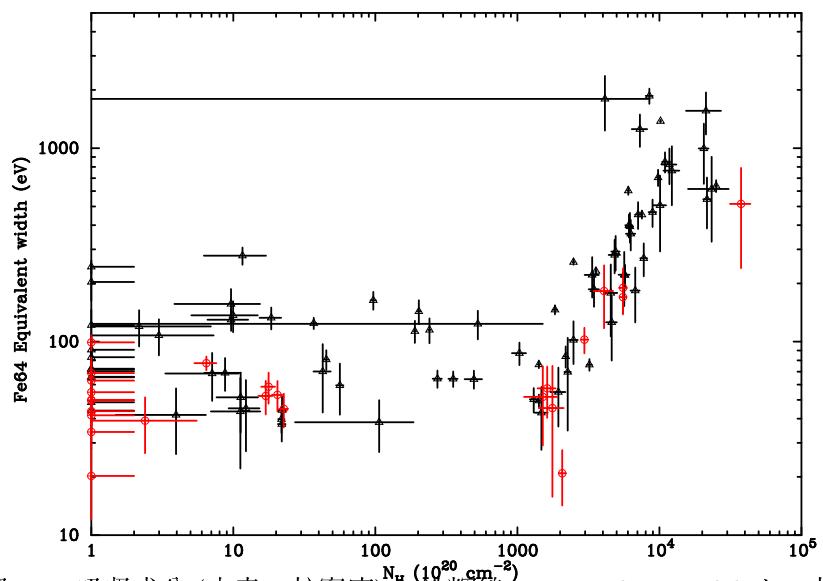


図 2.7: 吸収成分(水素の柱密度)と鉄輝線の equivalent width との相関関係

2.2.4 Warm Absorber

Warm Absorber とはスペクトルにおいて軟X線領域に見られるプラズマ吸収体のことを指す。今まで日本のX線天文衛星「あすか」の観測により、Seyfert 1型のおよそ半分にこのwarm absorberが存在することが明らかになっており、またChandraによる高分解能X線観測にて、この吸収体は高階電離した元素の吸収端構造の集合であることも分かっている。電離鉄吸収線もこのWarm Absorber起源であると考えられるが、電離鉄ラインのエネルギーはヘリウム様鉄で6.7 keV、水素様鉄で7.0 keVと比較的高いエネルギー帯域である。これは、軟X線領域の吸収や輝線を作る物質に比べより電離度が高い物質に起因しているためであると考えられる。

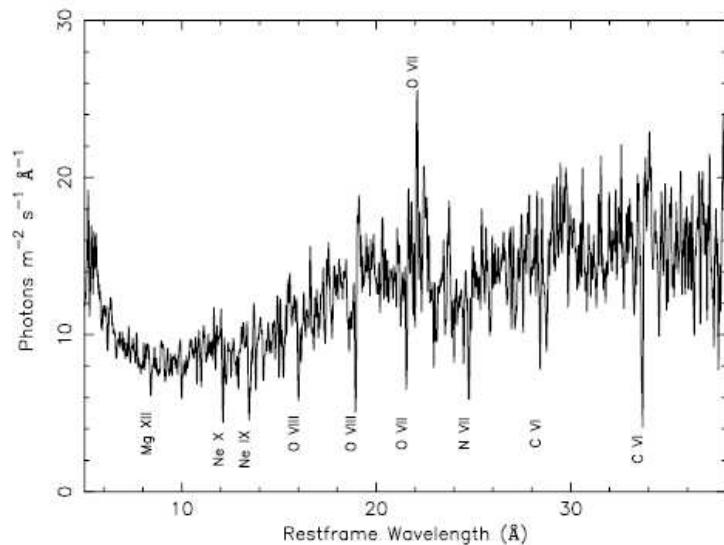


図 2.8: NGC 5548(Seyfert 1型) スペクトルにおける軟X線帶域の高階電離吸収線の様子 [7]

2.3 NGC 1365 における先行研究

NGC 1365 は、地球から 6000 万年光年離れたる座銀河団に属する棒状渦巻銀河であり、中心には活動的な巨大ブラックホールが存在している。AGN の分類ではセイファート 2 型に属している。しかし、この天体はセイファート 2 型の中でも特殊で、中心核が周辺物質により見え隠れしており、セイファート 1.8 型とも呼ばれている。図 2.9 は、ヨーロッパ南天天文台の大型望遠鏡 (VLT) に搭載されている HAWK-I が観測した NGC 1365 の可視光画像である。中心にまっすぐな棒状構造と外側の 2 つの腕を持っているのが分かる。腕の部分には、多くの若い星団が存在しているが、棒状構造の領域では星形成はすでに終わっており、存在しているのはほとんど年老いた星である。この棒状構造を通じてガスやちりなどが中心に存在する巨大ブラックホールに流れ込み、X 線放射が観測される。以下では、NGC 1365 の X 線領域での過去観測における特徴を述べる。



図 2.9: NGC 1365 の可視光の画像 (ヨーロッパ南天天文台の The Very Large Telescope(VLT) に搭載の HAWK-I による観測)[8]

2.3.1 連続成分の吸収量変化

セイファート 2 型はトーラスや降着円盤などの吸収体により連続成分は強い吸収を受けている。また、吸収量が $\sim \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ を越えると、10 keV 以下の放射を透過することはできなくなり、そのような状態は compton thick 状態と呼ばれる。セイファート 2 型には吸収量が大きく変動するものも存在しており (NGC 4151, NGC 4388, Mrk 766 など)、本研究の解析天体である NGC 1365 も吸収の量が大きく変動している。その中でも、NGC 1365 は数時間という time scale で吸収量が激しく変化しており、これほどの短い time scale で吸収量が変化するセイファート 2 型天体は珍しい (他には UGC 4203 などもある) [11]。

図 2.10 は実際に Chandra 衛星により観測された NGC 1365 の X 線スペクトル変動の様子である。6 つのスペクトルは 2006/4/14 - 4/24 の観測データで、それぞれ 1 観測あたり露出時間は 15ks で、2 日間おきに観測したものである。観測時期は、黒 (obs1) → 赤 (obs2) → 緑 (obs3) → 水色 (obs4) → 青 (obs5) → 紫 (obs6) の順である。Risaliti et al. 2007 によると、それぞれの吸収量は obs2 以

外の時期は、数 10^{23} cm^{-2} 程度で、obs2 では 10^{24} cm^{-2} 以上と求まっており、obs1 → obs2 → obs3 では compton thick 状態と compton thin 状態の間を 2 日の time scale で行き来している。短時間での激しい吸収量の変化の原因は、2 つの吸収体の存在によるものであるというのが一番有力な説である。セイファート 2 型の吸収体は一般的にトーラス、もしくは降着円盤のヘリであると考えられている。しかし、NGC 1365 は中心近くにもう一つの吸収体が存在するとされている。その吸収体が存在する位置は中心核から数 10^{16} cm と求まっており、これは Broad Line Region Clouds(BLRC) の典型的なパラメータと一致しているため、BLRC がもう一つの吸収体となっていると考えられる。一般的な吸収体とされるトーラスや降着円盤による吸収量はあまり変動しないとされており、2 つ目の吸収体である BLR 領域のプラズマによる吸収の量が変動しているとされる。プラズマは中心核からの放射を覆う様に存在しているが、ケプラー回転しているため放射を覆う割合が時間と共に変化する。そのために吸収量が変化していると考えられている。

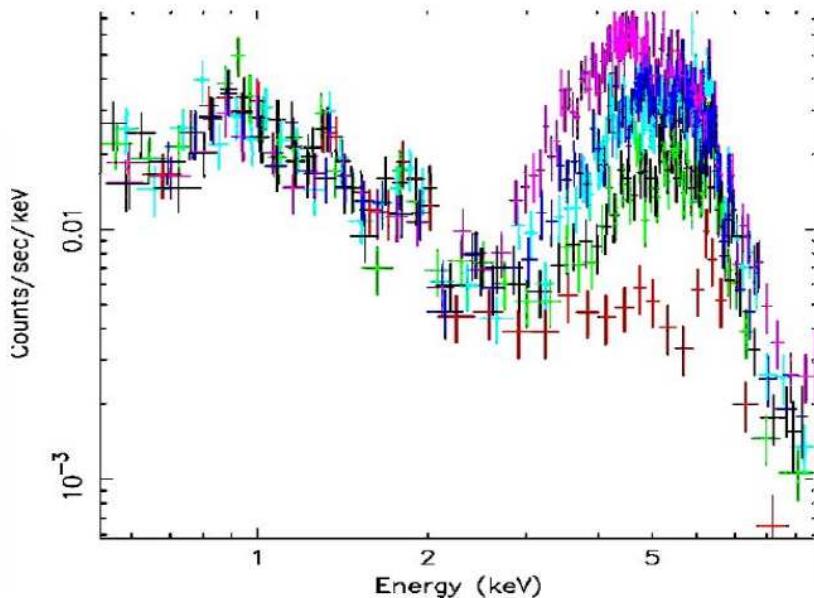


図 2.10: Chandra衛星による2006/4のNGC 1365のX線スペクトルの変動の様子 [11]。黒(obs1) → 赤(obs2) → 緑(obs3) → 水色(obs4) → 青(obs5) → 紫(obs6)の順に変動しており、obs1 → obs2 → obs3 は compton thick 状態と compton thin 状態を行き来している。

2.3.2 吸収線

2003, 2004 年の XMM-Newton による過去 4 回の観測で、NGC 1365 のスペクトルには、等価幅 50 - 150 eV の AGN の中で最も強い 4 本の吸収線が発見された (図 2.11)[12]。4 本の吸収線は、それぞれ 6.7 keV のヘリウム様 K α 線、7.0 keV の水素様 K α 線、7.9 keV のヘリウム様 K β 線、8.3 keV の水素様 K β 線である。4 本の吸収線は blue-shift しており、観測ごとに $1000\text{--}5000 \text{ km s}^{-1}$ の変化をしている。この高温度・高電離状態にある吸収体の起源は、disk の不安定さから生じた円盤風であると考えられている [12]。

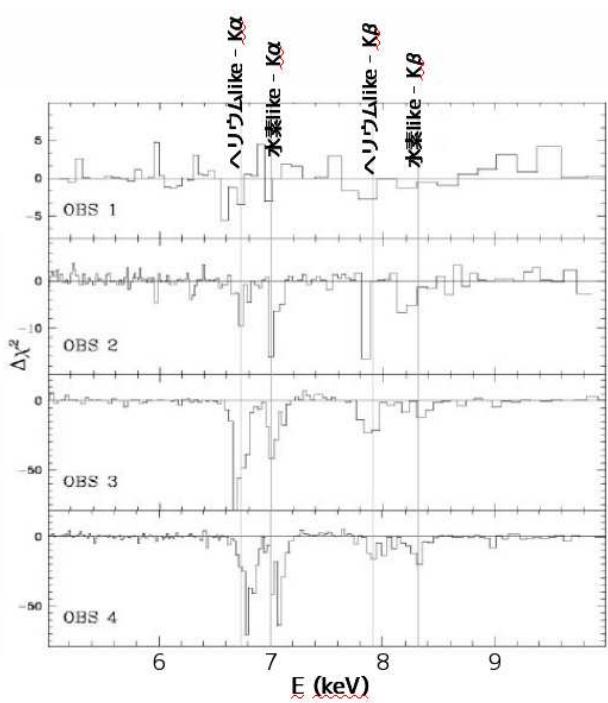


図 2.11: XMM-Newton による過去 4 回の観測で得られた NGC 1365 の電離鉄吸収線の様子 [12]

2.4 本論文における研究目的

AGN の X 線スペクトルは、連続成分 (power-law) に加え反射成分、輝線、吸収線、低エネルギー側での盛り上がりなどの成分が非常に複雑に混ざりあったスペクトルとなっている。そのため、成分分離をはかるためには精度良い観測が必要となる。従来の検出器では、反射成分の寄与が大きくなる 10 keV 以上の帯域でバックグラウンドが非常に多く、天体からの信号を正確に検出することは難しかったが、X 線天文衛星「すばる」では、徹底したノイズ除去により硬 X 線帯域において過去最高の精度で観測することができ、また XIS との同時観測を行うことで 0.2 - 600 keV という広帯域にわたる観測も可能である (後述 3 章)。そのため、反射成分と連続成分との分離が精度良く行える。また、吸収量が大きいセイファート 2 型において、10 keV 以上での観測を行うことで、10 keV 以下では吸収の影響で求めることが出来なかった power-law の強度とべきについても議論が可能となる。

本研究では、すばる衛星により 2008 年と 2010 年に観測された計 3 観測のデータを使用し、セイファート 2 型である NGC 1365 の X 線スペクトルの時間変動解析を行う。NGC 1365 は過去の観測から、数時間という短い time scale で激しく変動する吸収量 [11] や電離鉄の強い吸収線 [12] など、X 線スペクトルが非常に複雑な構造をしていることが分かっている。本研究で扱ったすばる衛星の 2008 年のデータに関しては、すでに解析結果が Risaliti et al. 2009 として出ているが、彼らのスペクトルフィットでは、 10^{23} cm^{-2} 程度の変動する吸収を伴う powerlaw 成分と、 10^{24} cm^{-2} 程度の強く吸収された powerlaw 成分の 2 成分モデルで合わせている。2 成分の起源としては、2 つの合体直前のブラックホールなどを議論しているが、他の AGN では見られていない。また、反射成分の取扱いについても不明であり、AGN からの直接成分が変動している兆候も得られていない [10]。しかし、実際は鉄の吸収線の強度やエネルギーは時間変動しているため、電離源である AGN からの直接成分は変動しているはずである。本研究では、この 2008 年のデータと 2010 年の追加データも含めて、反射成分もきちんと取り扱ったスペクトル解析を行ない、NGC1365 の AGN を取り巻く物質状態の情報を得ることを目的としている。

第3章 観測装置「すざく」と解析方法

3.1 すざくの概要

本研究では解析において「すざく」(Astro-E2)衛星のデータを用いた。「すざく」は2005年7月10日に打ち上げられた日本で5番目のX線天文衛星である。衛星は直径2.1mの八角柱の構体を基本とし、全長6.5mの大きさをもつ。太陽パネルを広げたときの幅は5.4mになる。日本科学衛星の中ではこれまでにない大型衛星である。高度約570kmを周回しており、1日に地球を15周する。そのうち衛星と通信できるのは鹿児島内之浦の地上局近くを通る5回のみで、追跡オペレーションは1日5回、約10分ずつ行われる。「すざく」には5つの軟X線検出器と1つの硬X線検出器が搭載されており、軟X線望遠鏡は5つのX線反射鏡と5つの焦点面検出器からなる。それぞれの焦点面には4台のX線CCDカメラXIS(X-ray Imaging Spectrometer:0.2-12keV)と1つのX線分光検出器XRS(X-Ray Spectorometer)がある。XRS検出器の方は現在は観測不可能となっている。また、硬X線検出器であるHXD(Hard X-ray Detector)は高いエネルギー(10-700keV)のX線を観測することができ、0.2keV-600keVというこれまでにない広帯域の同時観測がなされている。

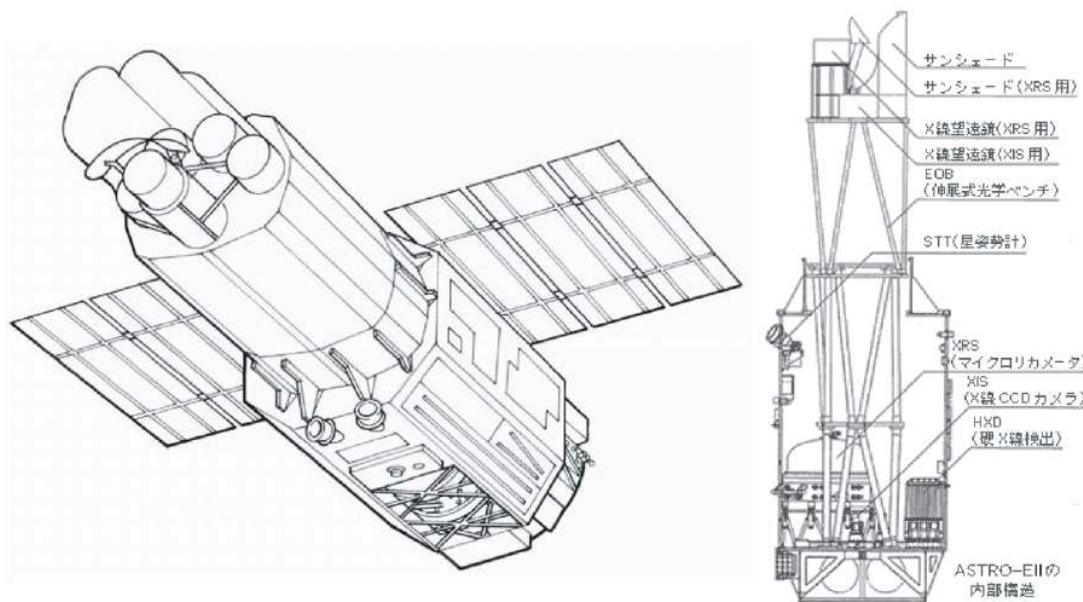


図 3.1: すざく衛星の概観 [13]

3.2 すばくに搭載されている検出器

3.2.1 X線望遠鏡 (X-ray Telescope)

X線は物質中で強く吸収され、屈折率が1よりわずかに小さいという特徴を持つ。そのために、X線の光学系を作る際は屈折レンズが作れず全反射、プラグ反射のみが利用できる。反射鏡には密度の高い金が使われ、全反射は鏡面すれすれの角度の光線に対してのみ起こる。「すばく」のX線望遠鏡(XRT)は、口径40cm、焦点距離4.75mのXRT-I(焦点にXISをおくもの)が4台と口径40cm、焦点距離4.5mのXRT-S(焦点にXRSをおくもの)が1台がある。反射鏡は、アルミ薄板にレプリカ法で鏡面を形成したレプリカミラーを同心円状に並べており、小型超軽量だが大きな有効面積のX線望遠鏡を実現している。

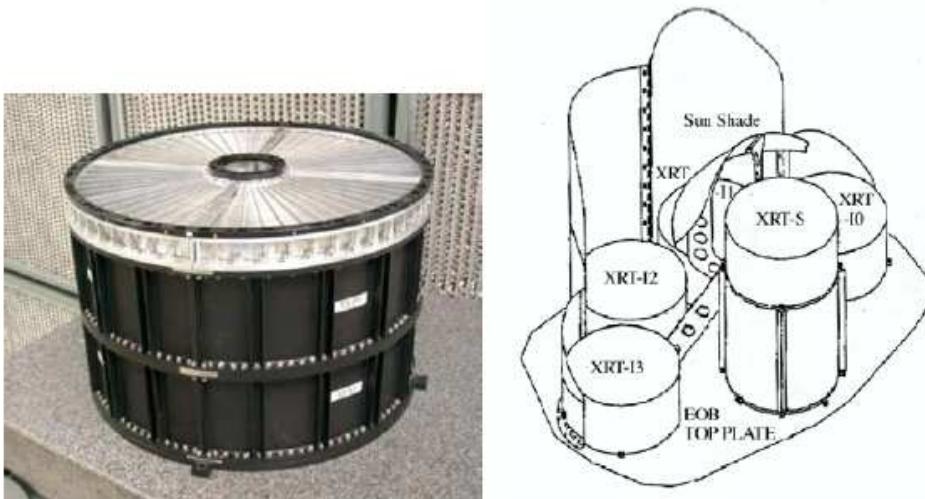


図 3.2: XRT の外観 (左) と配置図 (右)[13]

3.2.2 XIS(X-ray Imaging Spectrometer)

XISはX線CCDカメラで、撮像とスペクトル測定が可能である。0.2-12keVのエネルギー帯域をカバーしており、典型的なエネルギー分解能は130eVである。XISに用いられているCCDはシリコンで出来た半導体検出器に電極が2次元アレイ状に区切り並べた構造となっている。CCD検出部はシリコンで出来ており、CCDにX線が入射するとある確率で光電吸収が起こる。その際に生じた光電子はエネルギーを失うまで周辺のSi原子と衝突を繰り返し、電子・ホールを生成する。生成される電子・ホールの数は入射してきたX線のエネルギーE(ev)に比例するため、およそ $E/3.65$ 個となる(Siの平均電離エネルギーは3.65 eVであるため)。この一連の課程で生じる電子の集まりを正確に検出することで、入射X線のエネルギーEを知ることができる。すばくには、このようなXIS検出器が計4台搭載されており、それぞれXIS0,1,2,3と番号がついている。また、CCDには表面照射型CCD(Frontside Illuminated;FI)と裏面照射型CCD(Backside Illuminated;BI)の2種類に分けられ、XIS0,2,3がFIであり、XIS1がBIである。FIではX線を

電極側から入射するため、低エネルギーの X 線は電極などに吸収されてしまうのに対して、裏面照射型では電極の反対側から入射するため電極への吸収がなく低エネルギーの X 線に対して高い検出効率を得ることができる。なお XIS0,2,3 が FI-CCD、XIS1 が BI-CCD である。なお、4つの検出器のうち XIS2 には、2006 年 11 月 9 日に、Imaging Area に電荷漏れが起こっていることが判明し、以降の観測データでは使用されていない。



図 3.3: XIS の外観 [13]

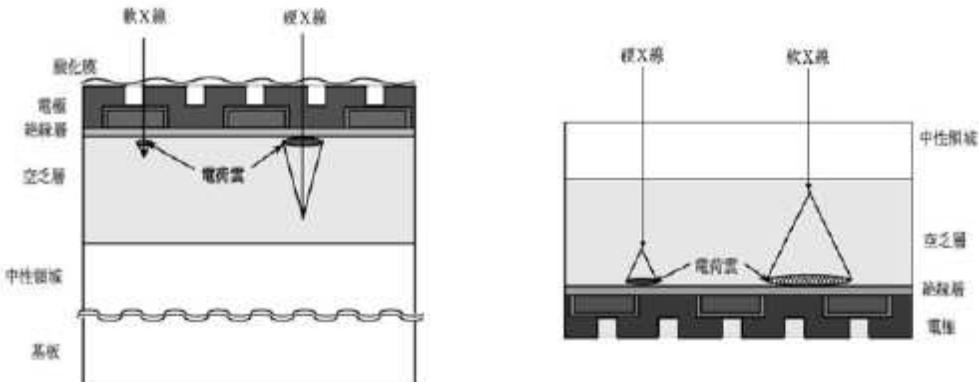


図 3.4: CCD の断面積 表面照射型 CCD(左)と背面照射型 CCD(右)を模式的に示したもの [13]

3.2.3 HXD(Hard X-ray Detector)

HXD は 10-700keV の広いエネルギー範囲の硬 X 線を高い感度で観測することを目的とした検出器である。X 線反射鏡を用いない非イメージング検出器であるため撮像はできない。HXD の概観を図 3.5 に示す。基本となる井戸型フォスイッチカウンターは 16 本あり (Well ユニット)、その周りを BGO 結晶のアンチカウンター 20 本が取り囲んでいる。Well 検出器, Anti 検出器は、共に BGO や GSO といった原子番号の大きい半導体によって構成されている。これは、X 線と物質との相互作用の効率は、原子番号が大きい物質ほど飛躍的に上昇するからであり、バックグラウンドの低減

の面でも、検出効率の向上の面でも都合が良い。Well ユニットの主検出部は PIN 型半導体検出器と GSO シンチレータを上下に重ねた形で構成され(図??)、それぞれがカバーするエネルギー範囲は 10-60keV, 40-600keV である。Anti 検出器は Well 検出器の周辺に並べることにより放射線に対するアクティブシールドの役割を果たし、トランジェント天体の全天モニター(WAM; Wideband All-sky Monitor)として利用される。



図 3.5: HXD の概観 [13]

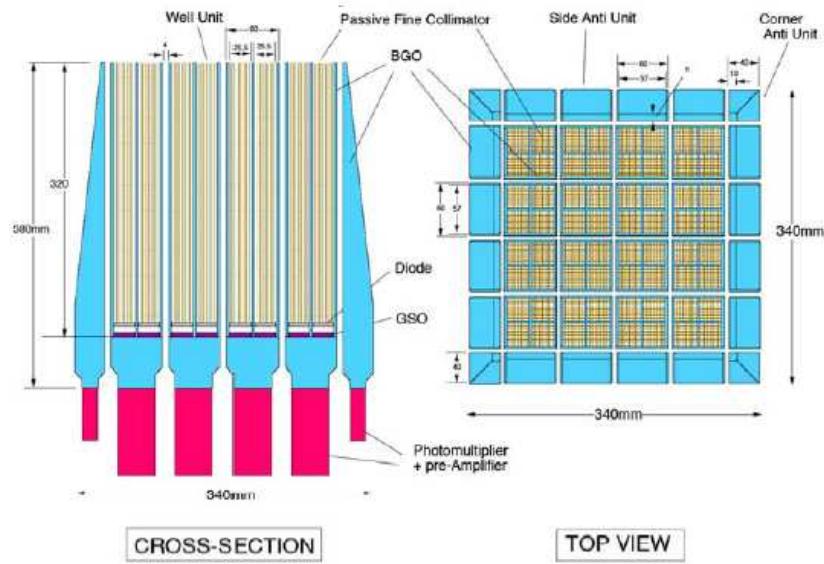


図 3.6: HXD の構造 [13]

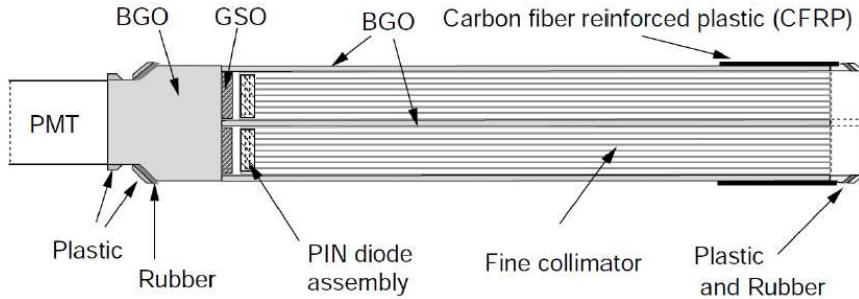


図 3.7: 1 つの Well ユニットの構造。X 線は右から入射する。

表 3.1: 「すざく」に搭載されている観測機器の基本性能 [13]

| | | |
|-----|----------------|--|
| XRT | 焦点距離 | 4.75m |
| | 視野 (FWHM) | 17'@1.5keV, 13'@8keV |
| | Plate scale | 0.72 4arcmin/mm |
| | 有効面積 | 440cm ² @1.5 keV, 250cm ² @8 keV |
| | 角分解能 | 2'(HPD) |
| XIS | 視野 | 17'.8 × 17.'8 |
| | エネルギー帯域 | 0.2-12keV |
| | 有効画素数 | 1024 × 1024 |
| | 1画素のサイズ | 24μ m × 24μ m |
| | エネルギー分解能 | ~130eV@6 keV |
| | 有効面積 (XRT-I込み) | 340cm ² (FI), 390cm ² (BI)@1.5 keV 350cm ² (FI), 100cm ² (BI)@8 keV |
| | 時間分解能 | 8 s(Normal mode), 7.8 ms(P-Sum mode) |
| HXD | 視野 | 34' × 34'(\leq 100 keV), 4.5° × 4.5°(\geq 100 keV) |
| | エネルギー帯域 | 10-600 keV(PIN 10-70 keV, GSO 40-600 keV) |
| | エネルギー分解能 | PIN ~4 keV(FWHM), GSO $7.6/\sqrt{E_{MeV}}$ % (FWHM) |
| | 有効面積 | ~160cm ² @20 keV, ~260cm ² @100 keV |
| | 時間分解能 | 61μs |

3.3 AGN をすぐく衛星で観測する意義

AGN を X 線帯域で観測すると、10 keV 以上の硬 X 線帯域においては、連続成分と反射成分が支配的である。また、連続成分は、10 keV 以下でトーラスなどからの吸収を受けていることが多い、強度を求めるためには 10 keV 以上の観測が必須である。従来の検出器では、10 keV 以上の帯域ではバックグラウンドが非常に多く、天体からの信号を正確に検出することは難しかった。しかし、すぐく衛星の HXD では、徹底したノイズ除去により硬 X 線領域において過去最高の精度で観測することができる。また、10 keV 以下を観測する XIS においても、従来の X 線 CCD に比べバックグラウンドが低く、従来より精度の良い測定が可能となっている。さらに、精度の良い CCD での観測と 10 keV 以上の硬 X 線帯域での同時観測は過去あまり例がなく、すぐく衛星では Seyfert 銀河においてこれまで以上に長い時間での観測が多い。このように、硬 X 線帯域における過去最高感度での観測、XIS と PIN の組合せによる 0.2 - 600 keV という広帯域での観測など、セイファート銀河において、すぐく衛星での観測は非常に意義がある。

第4章 解析方法と解析結果

4.1 観測データ

本研究において、NGC 1365 の解析には、「すざく」衛星により観測された 2008/1/21～1/25, 2010/6/27～6/30, 2010/7/15～7/22 の 3 データを使用している。なお、使用した検出器は XIS, HXD に搭載の PIN のデータである。GSO のデータに関しては、天体が暗く、バックグラウンドが支配的であったため本研究では使用していない。使用データについて、表 4.1 に簡単にまとめる。

| ターゲット | 観測開始日 | 観測時間 | RA(deg) | DEC(deg) | 距離(Z) |
|----------|-----------|---------|---------|----------|---------|
| NGC 1365 | 2008/1/21 | 76.4ks | | | |
| | 2010/6/27 | 111.7ks | 53.4017 | -36.1403 | 0.00556 |
| | 2010/7/15 | 254.5ks | | | |

表 4.1: 解析に用いた NGC 1365 のデータ一覧

4.1.1 データリダクション

本研究で使用したデータファイルは、すざくチームが公開しているデータの中で既にスクリーニングされている cleaned event file を使用した。cleaned event file は対象天体を観測したデータの中から、宇宙線などのバックグラウンドとして判別されたイベントや天体が地球に隠れて見えていない時間帯などの除去が施されたファイルである。データを解析する上で必要となるのが、ソースイベントファイル、バックグラウンドイベントファイル、レスポンスファイルである。XIS,PIN におけるそれぞれのファイルの作成方法について以下で説明する。

XIS のデータリダクション

まず、cleaned event file より得られたデータの XIS のイメージを抽出する。そのイメージの 4 分角の円で切りぬいた内側の部分から抽出されたイベントをソースイベントとし、その 4 分角から外側 5.65 分角のドーナツ状の領域内から抽出されたイベントをバックグラウンド由来の光子イベントとする(図 4.1)。図は、実際に NGC 1365 の cleaned event file からイメージを抽出したものである。それぞれ、白線より内側の領域がソースイベント領域、白線と黄色線の間の領域がバックグラウンド領域とした。ソースイベントには、点源由来の光子とバックグラウンド由来の光子が混在しているので、ソースイベントからバックグラウンドイベントを差し引くことで点源由來のイベントのみのデータを抽出する事ができる。

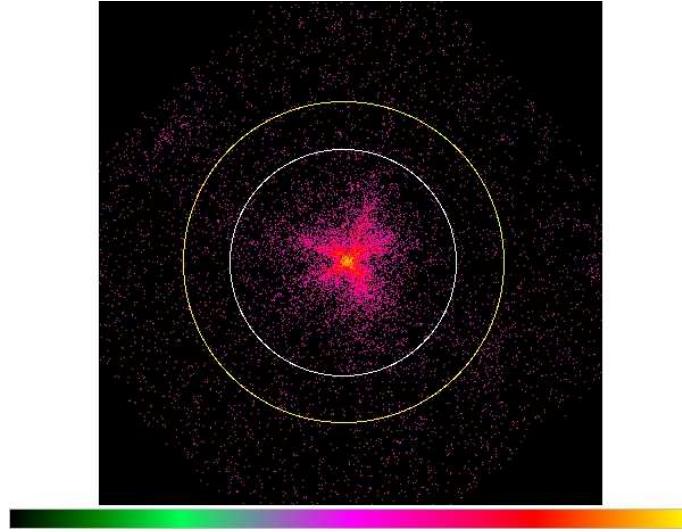


図 4.1: NGC 1365 の XIS image。 解析では、白線より内側をソースイベント領域、白線と黄色線の間の領域をバックグラウンド領域としている。

PIN のデータリダクション

PIN については、cleaned event file に加え、バックグラウンドファイル (Non X-ray Back-ground:NXB)、レスポンスファイルは HXD チームにより公開されているので、その公開ファイルを使用する。バックグラウンドファイルは観測ごとに見積もられており、一方、レスポンスファイルの方は、打ち上げ後から現在までに 10 個のファイルが公開されている。これらは時期によって異なり、天体の観測時期ごとに使い分ける。また HXD における CXB を見積りに関しては、過去の ASCA, Chandra の観測などにより詳細に研究されており、Boldt のモデルをもとに以下の式によって CXB は再現される。

$$\text{CXB}(E) = 9.0 \times 10^{-9} (E/3)^{-0.29} \exp(-E/40) \quad (\text{erg/cm}^2/\text{s}/\text{str}/\text{keV}) \quad (4.1)$$

これらから実際に XSPEC 上で CXB を表 4.2 のようなモデル、パラメータで再現した。再現結果のスペクトルを図 4.2 に示す。

表 4.2: 解析に用いた CXB のモデル

| | |
|--|----------------------|
| const | 1.13 |
| photon-index | 1.29 |
| normalization (photns/cm ⁻² /s/keV) | 8.0×10^{-4} |
| cut-off E (keV) | 1.0×10^{-4} |
| fold E (keV) | 40.0 |

model : const*power-law*highecut[?]

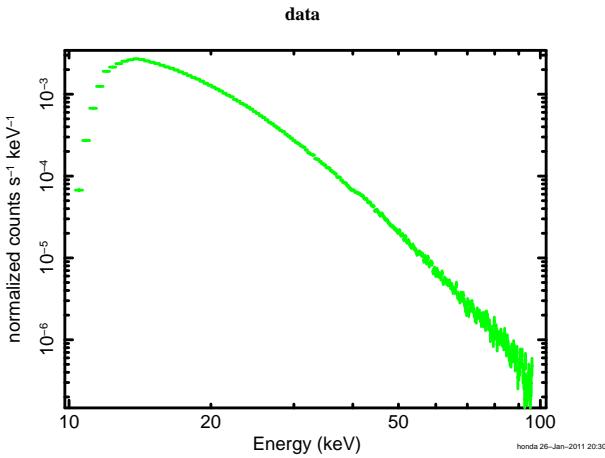


図 4.2: 表 4.2 のパラメータとモデルで再現した CXB のスペクトル

4.1.2 応答関数

天体からの信号を検出を介して得る際には、検出器固有の応答関数 (response function) と呼ばれるものが必要となる。すぐ衛星の解析に関しても当然レスポンス関数は必要となる。1つ目がエネルギー再分配ファイル (Redistribution Matrix File:RMF) である。これは、あるエネルギー光子が入射してきた際に、検出器は、そのエネルギーに対応した一つの波高値を返す。しかし、現実にはある単一の光子が入射した際でも、検出器固有のある確率分布に沿った波高値を返す。この確率分布の情報をもったファイルが RMF ファイルであり、検出チャンネル P とエネルギー E の対応を表す二次元行列関数 $R(P,E)$ で表される。2つ目が検出器の有効面積情報をもった ARF (Ancillary Response File:ARF) ファイルである。X 線が検出器に入射した際、必ずしも event を検出するわけではなく、確率的に検出器をすりぬけてしまう光子も存在し、これらの光子をどれだけもらすことなく検出できるかを、検出器の検出効率という。検出効率は、検出器の形状と入射光子のもうエネルギー、入射角度、入射位置、望遠鏡の結像性能など様々な要因に左右され、検出効率に望遠鏡の幾何的な面積をかけた量を有効面積と呼ぶ。ARF は各エネルギーに対する、有効面積の情報をもち、 $A(E)$ といったベクトル量で表される。すぐ衛星の XIS,PIN 検出器の解析において、レスポンス関数は $RMF \times ARF$ とされる。本研究の様にスペクトル解析する際には、これらのレスポンス関数は必須である。

4.2 解析方法

4.2.1 χ^2 フィッティング

前項のレスポンス関数を用いることにより、モデルスペクトルを $M(E)$ とするとモデルから得られる波高分布 $M(P)$ は、

$$M(P) = \int R(P, E) A(E) M(E) dE \quad (4.2)$$

と表される。実際観測されるスペクトル $D(P)$ は、 $M(P)$ と $D(P)$ の比較を行うことで、スペクトルフィッティングをすることができる。観測スペクトルとモデルスペクトルの比較の際の指標となるのが χ^2 検定である。スペクトル解析ソフトである XSPEC では、以下の様に各エネルギーごとの χ^2 残差を導いている。

$$\chi^2 = \sum_P \left(\frac{D(P) - M(P)}{\sigma(P)} \right)^2 \quad (4.3)$$

ここで $\sigma(P)$ は測定誤差のこと、ここで $\sigma(P)$ は統計誤差 $\sigma_{\text{poisson}}^2$ と系統誤差 σ_{sys}^2 を用いて $\sqrt{\sigma_{\text{poisson}}^2 + \sigma_{\text{sys}}^2}$ と表される。以上から得られた χ^2 と d.o.f(degree of free:自由度) を用いて、モデルの当てはまり具合を表す。この当てはまりの合い具合を、一般的に reduce chi square と呼び、d.o.f を ν とすると以下の様になる。

$$\text{reduced chi square} = \frac{\chi^2}{\nu} \quad (4.4)$$

ここで自由度 ν は $\nu = n - m$ (n:測定数,m:パラメータ数) として表すことができる。 χ^2 検定では、 χ^2/ν の値が 1 に近いほど、モデルがデータを良く再現している。

4.2.2 スペクトルモデル

本研究のフィッティングに用いたスペクトルモデルについて説明する。

power law

本研究では、power law モデルは全体に渡って伸びている連続成分と軟 X 線超過成分を再現するために、採用している。XSPEC 中では、以下の様な式で用いられている。

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

ここで、 Γ は光子指数とよばれる無次元量、規格化定数である K は 1 keV でのフラックス (photon/keV/cm²/s) を与えている。よって、フラックスを求める場合は K ではなく求めたいエネルギー領域でのフラックスを求め直す必要がある。

pexrav

pexrav はカットオフを伴う power law 放射が中性物質に反射されるスペクトルを再現する際に使用される。フリーパラメータは、power law model での Γ :光子指数と E_c カットオフエネルギー, rel_{refl} :reflection factor, 赤方偏移 z , ヘリウムより重い元素の太陽に対するアバンダンス, 鉄のアバンダンス, 傾斜角度の余弦, normalization(power law と同様に 1 keV でのフラックス)がある。このモデルは反射成分を再現するために一般的によく使われる。本研究での解析では、power law の値はセイファート銀河の典型的な 1.8 を仮定し、カットオフエネルギーは、典型的に 100 keV 程度であるが解析範囲にはほぼ影響がないためデフォルト値の 1000 keV をそのまま使用している。天体の距離より赤方偏移は 0.0055、アバンダンスは太陽系アバンダンス、傾斜角度はデフォルト値である 0.45 をそれぞれ設定している。また、 rel_{refl} 値と normalization 値については後述する。

wabs

宇宙空間には、様々な星間物質によって満たされている。そのため、天体から放射された X 線は観測衛星に届くまでに星間物質によってある確率で光電吸収を受ける。その光電吸収をモデル化したものが wabs モデルである。wabs モデルは以下式で表される。

$$A(E) = \exp(-N_H \sigma(E)) \quad (4.6)$$

N_H は水素の柱密度で、視線方向にどれだけの水素が存在するかを表す指標である。 σ は宇宙元素組成比のときの光電吸収断面積である。

zwabs

zwabs は、wabs モデルに宇宙膨張による赤方偏移を考慮したモデルであり、以下の式で表される。

$$A(E) = \exp(-N_H \sigma(E[1+z])) \quad (4.7)$$

ここで z は天体の距離で決まる赤方偏移の指標となる値である。NGC 1365 では、 $z = 0.0055$ となる。

pcfabs

wabs モデルでは、視線方向に存在する吸収体が一様であると仮定したときのモデルであり、宇宙空間において星間物質が一様に存在しているとは考えにくく、物質の密度が領域ごとに異なっていると考えるのが普通である。このような非一様な吸収をモデル化したものが pcfwabs モデルである。pcfawbs モデルは以下の式で表される。

$$A(E) = f \cdot \exp[-N_H \sigma(E)] + (1 - f) \quad (4.8)$$

f は covering fraction と呼ばれる値で 0 から 1 の値をとる無次元量で、吸収体のむらを表す指標である。仮に $f = 0.4$ だとすると、視線方向の 4 割に吸収体が存在することを意味しており、放射の 4 割が星間物質に吸収され、残りの 6 割が吸収されずに観測衛星に到来してくる。すなわち $f = 1$ のときは wabs モデルと同じ振舞をみせる。

zgauss

フィッティングをする際に、輝線や吸収線を再現するモデルとして一般的に gaussian が使用される。zgauss モデルは、それに赤方偏移が考慮されたモデルで、次の式で表される。

$$A(E) = \frac{K}{\sqrt{2\pi}\sigma^2(1+z)} \exp\left[-\frac{(E(1+z) - E_{Line})^2}{2\sigma^2}\right] \quad (4.9)$$

ここで、 E_{line} はラインの中心エネルギー (keV), σ はラインの幅 (keV), K はラインに含まれる全フラックス (photon/cm²s) で表される規格化定数, z は赤方偏移である。

apec

apec モデルは衝突電離平衡にある熱平衡プラズマからの放射モデルであり、光学的に薄く高温なガスからの放射を仮定している。apec モデルは以下の式で表される。

$$L_X = \frac{10^{-14}}{4\pi(D(1+z))^2} \int n_e n_H \varepsilon(T, Z) dV \quad (4.10)$$

D [cm] は天体までの距離、 z は赤方偏移、 n_e , n_H はそれぞれ電子、イオンの数密度 [cm⁻³] である。 $\varepsilon(T, V)$ [erg cm⁻³ s⁻¹] は連続成分/ライン成分の放射率の和で表される (2.X.X 参照)。フリーパラメータは、ガスの温度 kT 、太陽系アバンダンスに対する重元素アバンダンス比 A 、規格定数の 3 つである。本研究では、軟 X 線帯域に現れるラインを伴う成分を再現するために用いた。ガスの温度 0.7 keV, アバンダンス 0.3 solar を仮定している。

4.3 ライトカーブ

本研究では、日本X線天文衛星さざくのFI-CCDを使用しているXIS0,3とBI-CCDを使用しているXIS1、またHXDに搭載されたPINの検出器のデータを解析に使用している。エネルギー帯域はそれぞれ0.2keV-12keV,10-70keVである。また、HXDに搭載のGSOのデータに関しては解析天体が暗く、バックグラウンドが支配的なため今回の解析では使用していない。解析には2008/1/21～1/25,2010/6/27～6/30,2010/7/15～7/22の3時期のNGC 1365のデータを使用した。図4.3は、上から2008/1, 2010/6, 2010/7の順番に並んでいる。それぞれ左側がXIS(0.8 - 10 keV)のライトカーブで、右側がPIN(15 - 45 keV)のライトカーブである。横軸が時間(s), 縦軸がcount rate(c/s)で、1ビンあたり10000sまとめである。XISのライトカーブは、XIS0,1,3のカウントを全て総和したものであり、すでにバックグラウンドの寄与は差し引いてある。PINのライトカーブは、上図の赤、緑はそれぞれイベントデータとバックグラウンドのライトカーブで、下図の青がイベントデータからバックグラウンドを差し引いたNGC 1365のみによるライトカーブである。先行研究において、この天体は周辺でのジオメトリ構成が非常に複雑であり、トーラスなどの吸収体による光の吸収量が激しく変動することがいわれてきた。吸収体により吸収が効いてくるXIS検出器の低エネルギー側(3-6.4keV)と吸収の寄与があまり効いてこない高エネルギー側(6.4keV-10keV)のそれぞれのライトカーブと互いの比が、図4.4である。データは上から2008/1,2010/6,2010/7の順番に並んでおり、こちらのデータも1ビンあたり10000sである。図は、それぞれ黒：3 - 6.4 keVのライトカーブ、赤：6.4 - 10 keVのライトカーブ、緑：6.4 - 10 keV/3 - 6.4 keVを表している。カーブの変動自体は低エネルギー側と高エネルギー側で同様にみえる。また、比に関してもほぼ一定であり、変動自体は同傾向といえる。

スペクトル解析を行うにあたり、パラメータ変動をより詳細に調べていくためにそれぞれの観測ごとに低カウントと高カウントの時期に分けることにする。そのため、スペクトル解析は、合計6観測について行う。また下記のそれぞれの観測をobs1～obs6として本論文では扱う。

- 2008/1/21～1/25
obs1 : 5×10^4 - 1.5×10^4 , 2.5×10^4 - 3.2×10^4
obs2 : 0 - 5×10^4 , 1.5×10^4 - 2.5×10^4
- 2010/6/27～6/30
obs3 : 0 - 0.7×10^5 , 1.6×10^5 - 2.5×10^5
obs4 : 0.7×10^5 - 1.6×10^5 , 2.5×10^4 - 3.5×10^4
- 2010/7/15～7/22
obs5 : 0 - 1.6×10^5 , 2.8×10^5 - 4.0×10^5
obs6 : 1.6×10^5 - 2.8×10^5 , 4.0×10^5 - 5.6×10^5

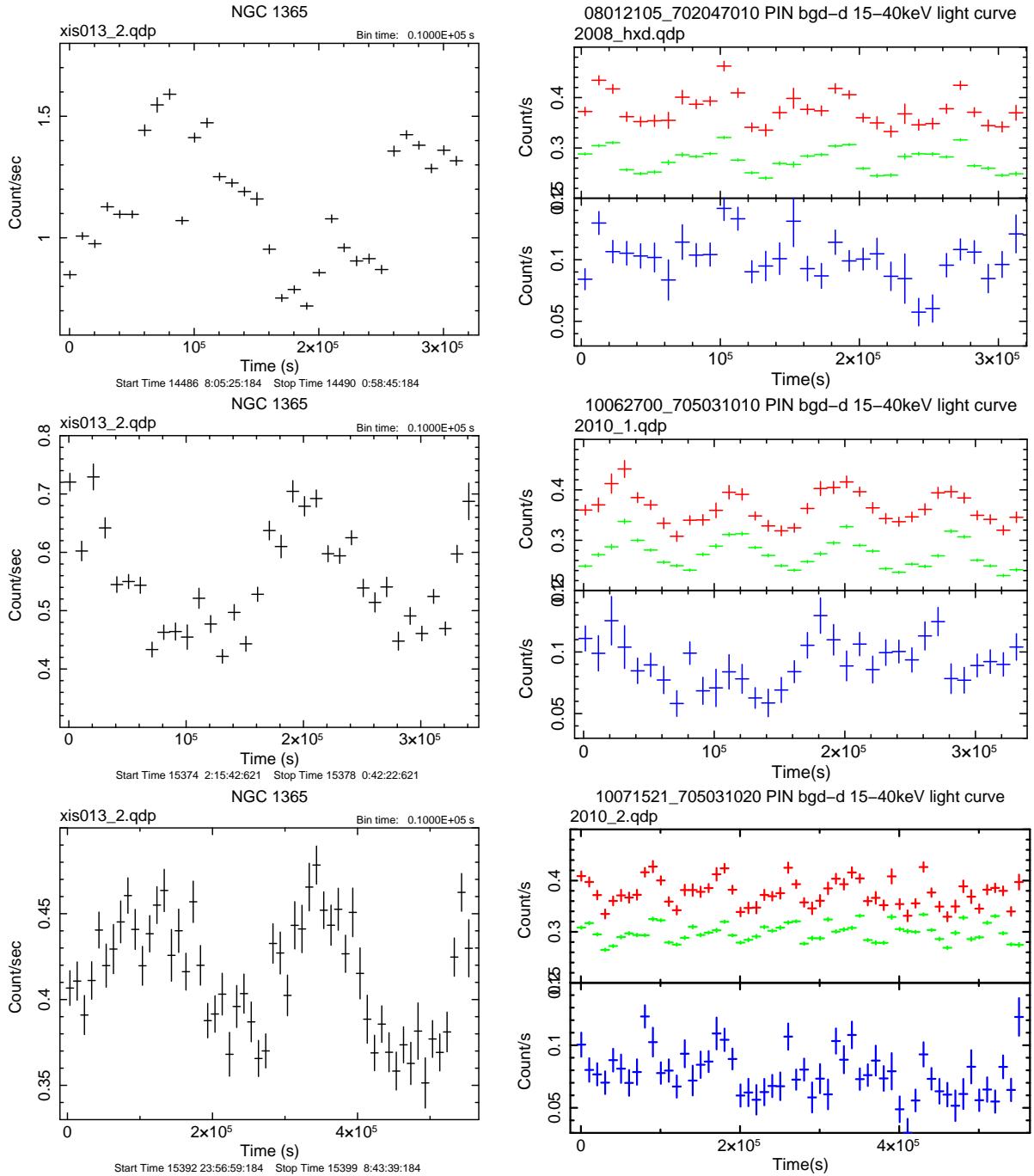


図 4.3: 上からそれぞれ 2008/1 , 2010/6 , 2010/7 のライトカーブである。左側が XIS(0.8 - 10keV), 右側が PIN(15 - 45 keV) のデータである。XIS はバックグラウンドを差し引いたもので、PIN は上図の赤、緑がそれぞれイベントデータ、バックグラウンドのライトカーブである。下図は、イベントデータからバックグラウンドを差し引いたライトカーブである。

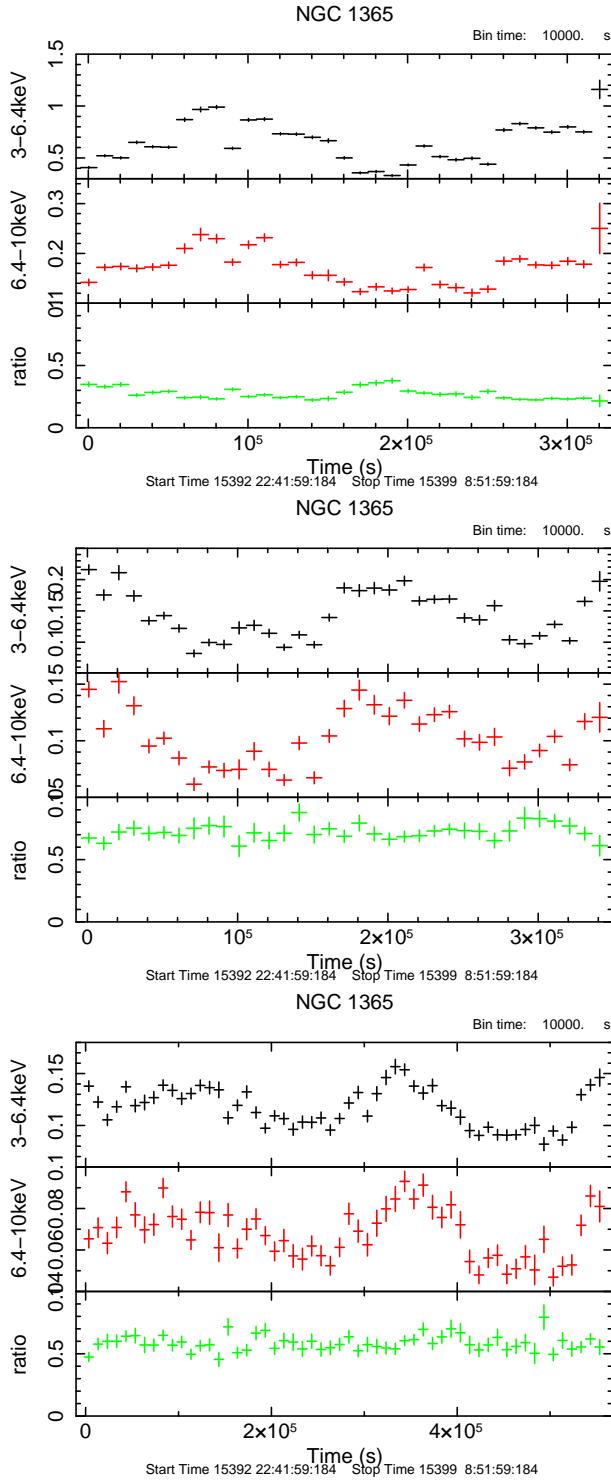


図 4.4: エネルギー領域ごとにおけるライトカーブとその比。上から 2008/1, 2010/6, 2010/7 の順番である。データはそれぞれ、黒：3 - 6.4 keV のライトカーブ、赤：6.4 - 10 keV のライトカーブ、緑：6.4 - 10 keV/3 - 6.4 keV を表している。

4.4 スペクトル解析

obs1 - obs6 のスペクトルを比較したものが図である。横軸はエネルギー、縦軸は flux である。スペクトルはそれぞれ上から obs1 から obs6 の順になっており、スペクトルをみると 2keV 以下, 10keV 以上ではスペクトルの変動はあまりみられない。一方、2keV - 7keV の領域では激しく変動しているのが分かる。これは、AGN 天体周辺のジオメトリー変化によりスペクトルが変動しているのだと考えられ、0.8 - 50 keV の広帯域な X 線スペクトル解析をすることによりその物理に迫る。

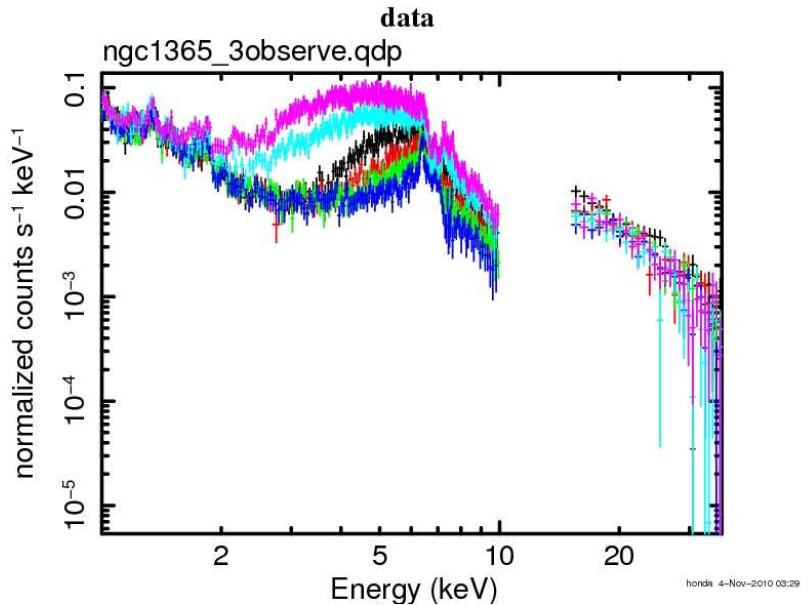


図 4.5: obs1 - obs6 のスペクトルの比較。上から obs1,obs2,obs3,obs4,obs5,obs6 である。

4.4.1 base model によるフィッティング

まず、解析天体 NGC 1365 が属しているセイファート銀河の X 線スペクトルには、以下の base となる 4 つの放射成分がある。

- エネルギー (E) のべき関数 ($E^{-\alpha}$) として全体に渡ってのびている連続成分
- 上の 1 次放射が周辺物質に反射して届く 2 次的放射 (反射成分)
- 冷たい物質からの反射により現れる鉄輝線 (反射成分と起源は同一と考えられる)
- 軟 X 線領域 (約 2 keV 以下) で見られる超過成分

実際に使用したスペクトルモデルが以下である。

$$\text{base model} = \text{constant} * \text{wabs} * (\text{zwabs} * \text{powerlaw} + \text{zgauss} + \text{pexrav} + \text{zwabs} * \text{powerlaw})$$

powerlaw,pexrav,zgauss のモデルの説明については 4.2.2 で述べた通りであり、1 つ目の powerlaw は全体に渡ってのびる連続成分、2 つ目の powerlaw は軟 X 線超過成分、pexrav は 2 次的放射である反射成分、zgauss は鉄の K α 線をそれぞれ再現している。wabs は我々の銀河での吸収、またそれ自身 powerlaw に掛かっている zwabs は観測対象 AGN・その母銀河でうける吸収の寄与

を再現している。また、天体付近でうける吸収を再現している zwabs には赤方偏移の寄与も考慮できる。constant は XIS、PIN 間の normalization の違いを考慮するために導入する値であり、今回は XIS:PIN=1:1.13 と固定している。この base のモデルによる 6 観測においてのフィッティング図が、図 4.6,4.7,4.8 で、求まったパラメータが表 4.3 である。

表 4.3: base model によるフィッティング時のパラメータ。

| | obs1 | obs2 | obs3 |
|--|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|
| powerlaw1 wabs(10^{22} cm^3) | 12(11,13) | 15(14,16) | 46(42,53) |
| powerlaw1 index | 2.25(2.24,2.28) | 2.24(2.22,2.26) | 2.59(2.45,2.74) |
| powerlaw1 flux(15-40 keV) | 5.98E-12(4.45E-12,6.10E-12) | 1.28E-11(1.27E-11,1.30E-11) | 6.00E-12(4.45E-12,6.10e-12) |
| powerlaw2 wabs | 1.55E-8(0,4.68E-03) | 0(0,4.54E-03) | 9.0E-02(1.8E-2,19.0E-2) |
| powerlaw2 index | 2.71(2.60,2.81) | 2.97(2.90,3.08) | 3.38(2.94,4.06) |
| powerlaw2 flux(1 keV) | 4.52E-4(4.44E-4,4.68E-4) | 4.84E-4(4.75E-4,4.98E-4) | 4.76E-4(3.79E-4,8.74E-4) |
| rel_{refl} | 1.9(1.6,2.0) | 0.9(0.8,1.0) | 0.6(0.5,0.7) |
| Fe norm | 2.39E-5(1.72E-5,2.65E-5) | 2.00E-5(1.60E-05,2.32E-5) | 1.96E-5(1.67E-5,2.27E-5) |
| χ^2/dof | 2.2 | 3.3 | 1.9 |
| | obs4 | obs5 | obs6 |
| powerlaw1 wabs(10^{22} cm^3) | 48(46,50) | 87(84,90) | 103(98,108) |
| powerlaw1 index | 1.82(1.81,1.88) | 1.97(1.94,2.00) | 1.88(1.85,1.93) |
| powerlaw1 flux(15-40 keV) | 1.19E-11(1.14E-11,1.22E-11) | 1.05E-11(0.99E-1,1.10E-11) | 0.98E-11(0.91E-11,1.06E-11) |
| powerlaw2 wabs | 0(0,5.9E-3) | 0(0,9.5E-3) | 0(0,1.3E-2) |
| powerlaw2 index | 3.17(3.09,3.30) | 2.75(2.67,2.82) | 2.62(2.54,2.70) |
| powerlaw2 flux(1 keV) | 4.34E-4(4.25E-4,4.47E-4) | 3.70E-4(3.63E-4,3.80E-4) | 3.64E-4(3.56E-4,3.74E-4) |
| rel_{refl} | 2.0(2.00,1.9) | 1.9(1.7,2.0) | 1.9(1.8,2.0) |
| Fe norm | 1.62E-5(1.33E-5,1.84E-5) | 1.57E-5(1.42E-5,1.72E-5) | 1.48E-5(1.31E-5,1.63E-5) |
| χ^2/dof | 1.3 | 1.8 | 1.6 |

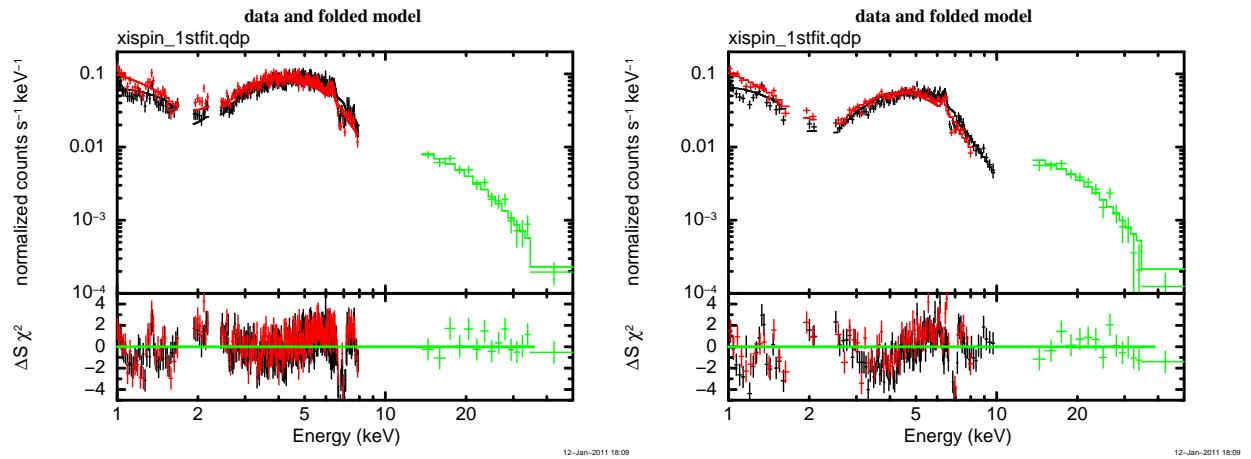


図 4.6: 2007/1/21-1/25 観測。左から obs1,obs2

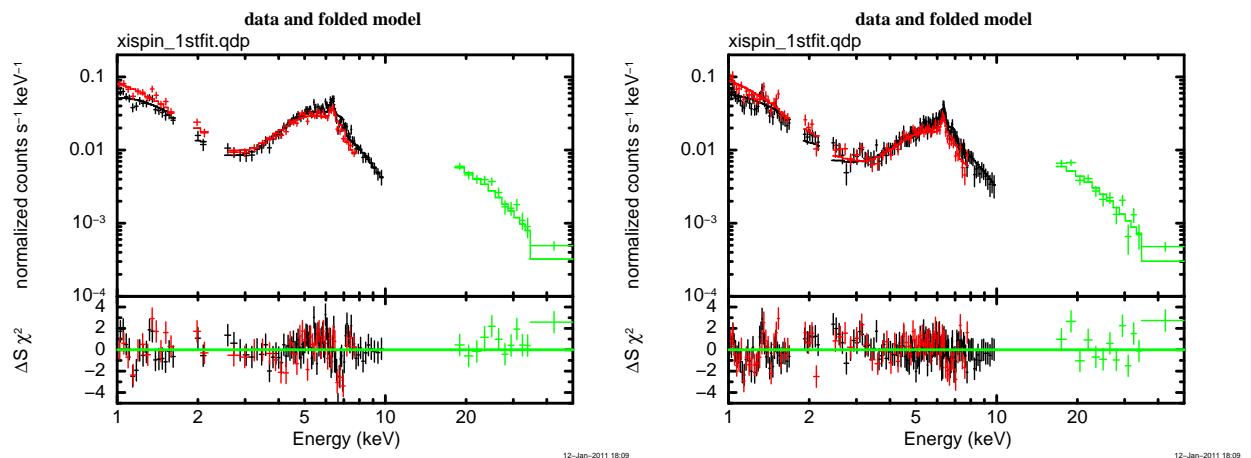


図 4.7: 2010/6/27-6/30 観測。左から obs3,obs4

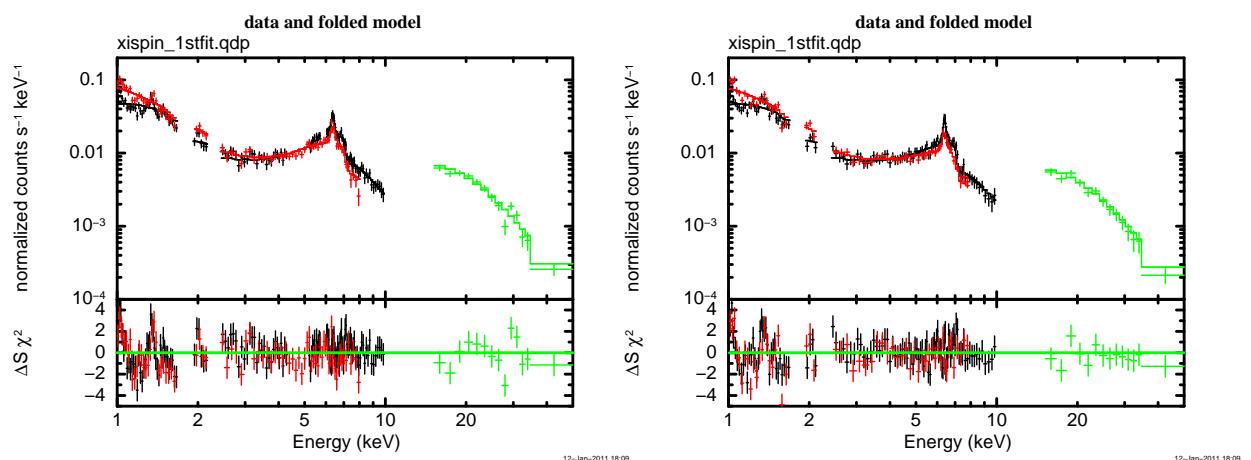


図 4.8: 2010/7/15-7/22 観測。左から obs5,obs6

4.4.2 鉄輝線と吸収線のパラメータ決定

前項において典型的な AGN の base model でのフィッティングを行ったが 6 keV から 9 keV の領域において残差が生じている。図 4.9 は、2007 年の obs1 のスペクトルを line が現れるエネルギー帯を除いてフィッティングしたものである。黒がデータで緑がモデルである。line 成分がくっきりと残差となって現れているのが分かる。これらは過去 XMM-Newton でも観測 [12] されたものと同様に、AGN に付随した降着円盤内側付近 ($\sim 10^{14}$ cm) の hot gas が吸収体に起因する $Fe-K\alpha$, $K\beta$ の line であると考えられる。hot gas の起源についてはまだ決定的な結論には至ってはいないが、考えられる可能性として局所的な不安定さから生じる disk からの out flow によるものなどの議論がなされてきている。out flow の速度のオーダーはおよそ数 10^{-3} kms $^{-1}$ であると考えられており、out flow の速度により line の blue shift/red shift の影響に変化が見られる。この項では観測ごとの line のエネルギー、強度などのパラメータを決定する。

決定方法として、line が観測される 5 keV - 9 keV 帯域のみについて、連続成分を再現するための powerlaw、line はそれぞれ 4 つの gaussian を入れ再現した。また、6.4 keV 付近に見られる中性鉄による $K\alpha$ 線についても吸収線を精度良くフィッティングするため、gaussian で再現している。図は 2008 の 1 観測、2010 の 2 観測の計 3 観測におけるそれぞれの 5 keV - 9 keV でのフィット結果である。また、フィットにより求まった 4 本の吸収線と中性鉄の $K\alpha$ のエネルギーと強度が表 4.4 である。前項での base model でのフィットに比べ、6 keV - 9 keV でのズレがなくなったことが確認できる。中性鉄 $K\alpha$ 線については、3 観測すべてにおいて誤差の範囲内で同じ強度をもつものが観測されている。一方吸収線については、少なくとも 2 本の He-like の $K\alpha$ $K\beta$ 線の強度は変動しているが、H-like の強度が弱く、はっきりと観測されていない line もあったので、理論的なエネルギー値に ± 0.3 keV の上限をつけてフィットを行っている。また、観測ごとに吸収線のエネルギーも異なっており、吸収体の速度が $1000 \sim 1000$ kms $^{-1}$ から ~ 5000 kms $^{-1}$ の範囲で変化している。この得られたラインのパラメータを用いて次項からフィットを行う。

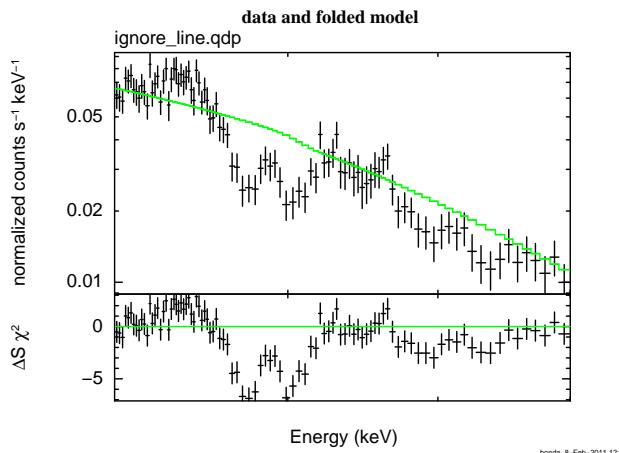


図 4.9: line のエネルギー帯を除いてフィッティングしたときの図。黒がデータ、緑がモデルである。line 成分が残差となって現れているのが分かる。

表 4.4: 吸收線フィッティングパラメータ

| | 2008 年観測 | 2010 年 6 月観測 | 2010 年 7 月観測 |
|-------------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|
| 輝線 | | | |
| Fe- $K\alpha$ Energy | 6.38(6.36,6.42) | 6.39(6.35,6.52) | 6.41(6.39,6.42) |
| Fe- $K\alpha$ norm | 1.87E-05(1.32e-05,2.09e-05) | 1.78E-05(1.52e-05,2.14e-05) | 1.41E-05(1.22e-05,1.55e-05) |
| 吸収線 | | | |
| H-like $K\alpha$ Energy(keV) | 6.79(6.78,6.80) | 6.68(6.64,6.71) | 6.70(6.50,6.74) |
| H-like $K\alpha$ 等価幅(eV) | 127(114,137) | 61(57,90) | 28(17,44) |
| He-like $K\alpha$ Energy(keV) | 7.05(7.04,7.07) | 6.98(6.93,7.03) | 7.00(6.8,7.15) |
| He-like $K\alpha$ 等価幅(eV) | 128(111,140) | 60(43,94) | 8(0,32) |
| H-like $K\beta$ Energy(keV) | 7.94(7.90,7.99) | 7.88(7.77,7.99) | 7.96(7.85,8.05) |
| H-like $K\beta$ 等価幅(eV) | 66(44,85) | 77(59,142) | 53(31,109) |
| He-like $K\beta$ Energy(keV) | 8.35(8.30,8.42) | 8.35(8.21,8.46) | 8.44(8.30,8.75) |
| He-like $K\beta$ 等価幅(eV) | 84(53,111) | 83(42,143) | 40(0,79) |

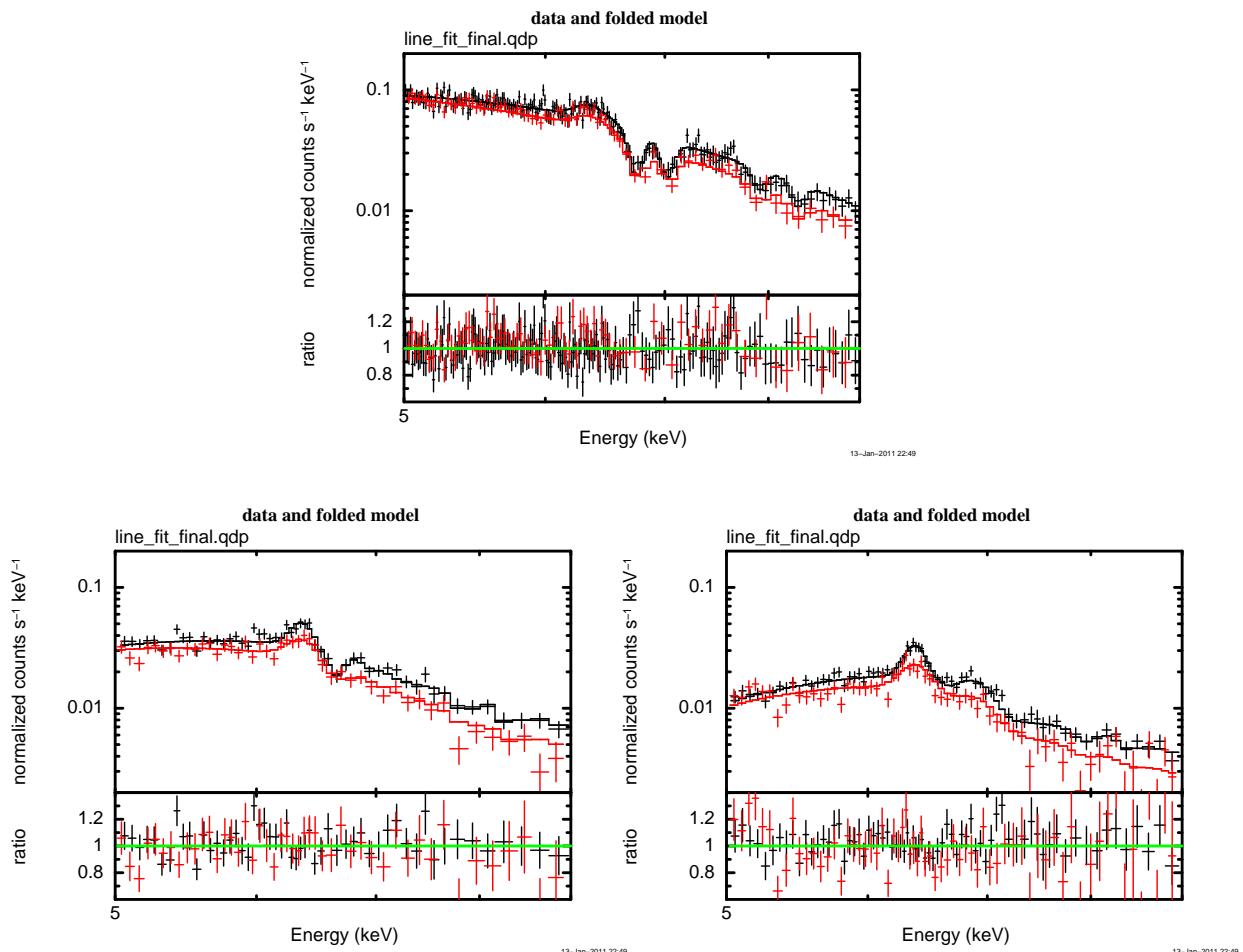


図 4.10: 6-9 keV における鉄輝線と吸収線のフィット 上:2008 年観測, 左下:2010 年 6 月観測 , 右下:2010 年 7 月観測

4.4.3 反射成分スペクトルの決定

4.4.1 における base model でのフィットでは、反射成分 (pexrav) のパラメータにおいて反射率を free にしてフィッティングを行っており、観測ごとに反射率が観測ごとに大きくばらついていた。しかし、同天体において、反射成分のスペクトルの形が変動することは考えづらく、反射成分のスペクトルを観測時期ごとで一致させる必要がある。

反射成分を決定するにあたり、本研究では 6.4 keV 付近に観測される鉄輝線に着目した。そもそも、反射成分とは連続成分として観測されている光が視線方向と異なった方向に向かい、それが中心核から離れたトーラスや降着円盤などの冷たい物質に反射され到来してくるものを仮定している。中性鉄輝線も中心核から離れた冷たい物質により反射され観測されている。よって鉄輝線と反射成分は同起源であり、反射体における鉄の存在量が不变であるならば、これらの flux 比は各観測ごとで一定になる必要がある。normalization 比の決定を行うために、下のモデルでフィッティングを行った。

```
model = constant*wabs*(zwabs*powerlaw + zgauss + 4 zgauss + zwabs*pexrav +
zwabs*powerlaw)
```

base model では、反射成分である pexrav に吸収をかけていなかったが、実際は反射成分も天体付近での吸収をうけていると考えられ、pexrav に zwabs をかけている。さらに、4 本の吸収線を再現する zgauss も base model に加えており、吸収線のパラメータは前項で求めた値に固定している。表 4.5 はそれぞれの観測で求めた鉄輝線と反射成分の normalization 比である。reflection factor を 1 に固定し、pexrav の normalization と鉄輝線の normalization 比をここでは求めた。2010 年の観測の obs3 - obs6 では normalization 比が $\approx 1.3 \times 10^{-3}$ で決定しているが、2008 観測の obs1,obs2 だけ $\approx 3.5 \times 10^{-3}$ と他の観測時期とは違う傾向をみせている。また、反射成分に対する等価幅は各観測で 0.7 - 1.0 keV で求まっており、ソーラーアバンダンス程度と納得のいく値である。2010 年の観測では、連続成分が暗く、鉄輝線との分離がしやすいために、本研究では 2010 観測での normalization 比を採用して解析を進める。

表 4.5: 観測ごとにおける Fe-K α と pexrav の norm ratio

| | norm ratio |
|------|-----------------------|
| obs1 | 3.50×10^{-3} |
| obs2 | 3.27×10^{-3} |
| obs3 | 1.27×10^{-3} |
| obs4 | 1.29×10^{-3} |
| obs5 | 1.31×10^{-3} |
| obs6 | 1.32×10^{-3} |

4.4.4 決定した反射成分でのフィッティング

前項で決定した輝線・吸収線、反射成分のパラメータを用いて最終的なフィッティングを行う。フィッティングモデルが以下である。

```
model = constant*wabs*(zwabs*powerlaw + zgauss + 4 zgauss + zwabs*pexrav +
zwabs*powerlaw + apec)
```

base model のフィッティングでみられていた 3 keV 以下の細かな line 成分を再現するために、4.2.2 で紹介した apec モデルを導入している。それぞれのフィッティング結果が図 4.11 で、求まつたパラメータが表 4.6 である。

3 keV 以下に現れる軟 X 線超過成分に関しては flux はエラーの範囲内で一致しており、変動はないものといえる。一方、連続成分に関しては、power-law のべきが各観測ごとで大きく異なっている。同天体においてこれほどのべきの変動は考えにくい。また、本来 pexrav モデルでのパラメータのべきは、反射される連続成分のべきと一致する必要がある。しかし、表 4.6 のフィッティング結果をみると、pexrav のべきをセイファート銀河の典型的なべき 1.8 を仮定しているのに対して、power-law のべきは大きい値で求まっている。そのため、反射成分のべきを変化させて、各観測において power-law と反射成分のべきの値が一致するように、反射成分のべきを変化させて、それぞれの観測において、連続成分とのべきが ± 0.3 以内に収まるようにする。その際、6.4 keV における反射成分と鉄輝線との比は 4.4.3 で求めた値とズレてしまうので、6.4 keV における反射成分の強度は変動しないようにフィッティングする。例えば、反射成分のべきを 2.0 にしてフィッティングする際には、6.4 keV での鉄ラインと反射成分の normalization の比が変わってしまうため、power-law の式 (式 4.5 参照) より、反射成分の normalization を $(\frac{6\text{keV}}{1\text{keV}})^{2.0-1.8}$ 倍する。

その結果、反射成分 2.0 でそれぞれの観測における連続成分のべきが 2 ± 0.3 以内に収まった。図 4.12 がモデルとデータとその残差で、図 4.13 が νF_ν スペクトルの図である。それぞれ青が連続成分、ピンクが反射成分、紫が軟 X 線超過成分、水色が鉄輝線のモデルで、5 keV - 9 keV でモデルが下がって見えるのは吸収線を再現しているからである。表 4.7 はフィッティング時のパラメータである。反射成分のべき 1.8 でのフィットでは、obs5, obs6 で連続成分のべきが大きくなっていたが、反射成分のべきを 2.0 にすることで obs1 - obs6 のすべての観測において連続成分のべきは 2.0 ± 2 に決まった。

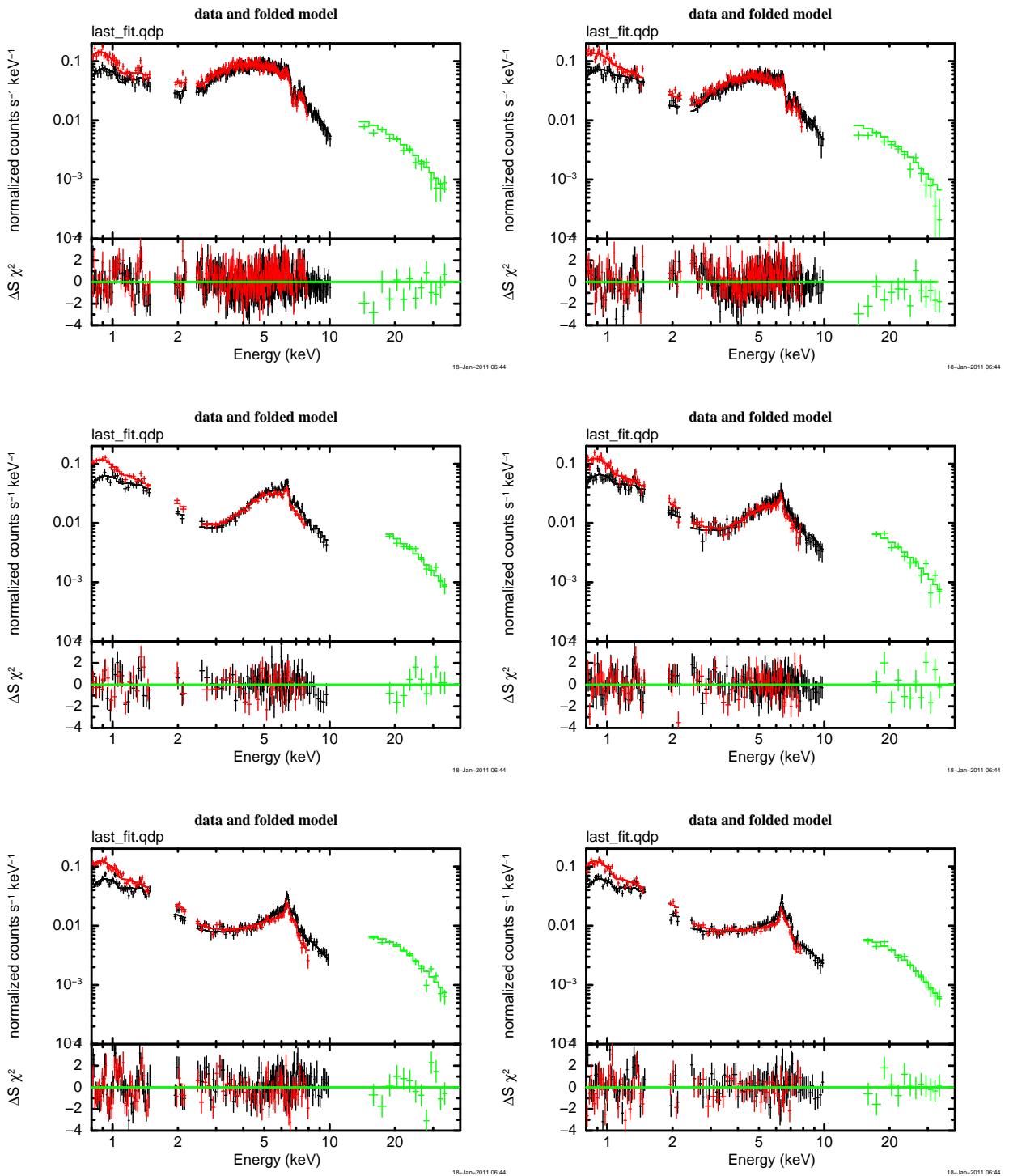


図 4.11: 反射成分のべきを 1.8 にしたときのフィッティング図。上から左→右の順で obs1,obs2,· · ·,obs6 の順である。上図は、モデルとデータで下図はモデルからの残差。

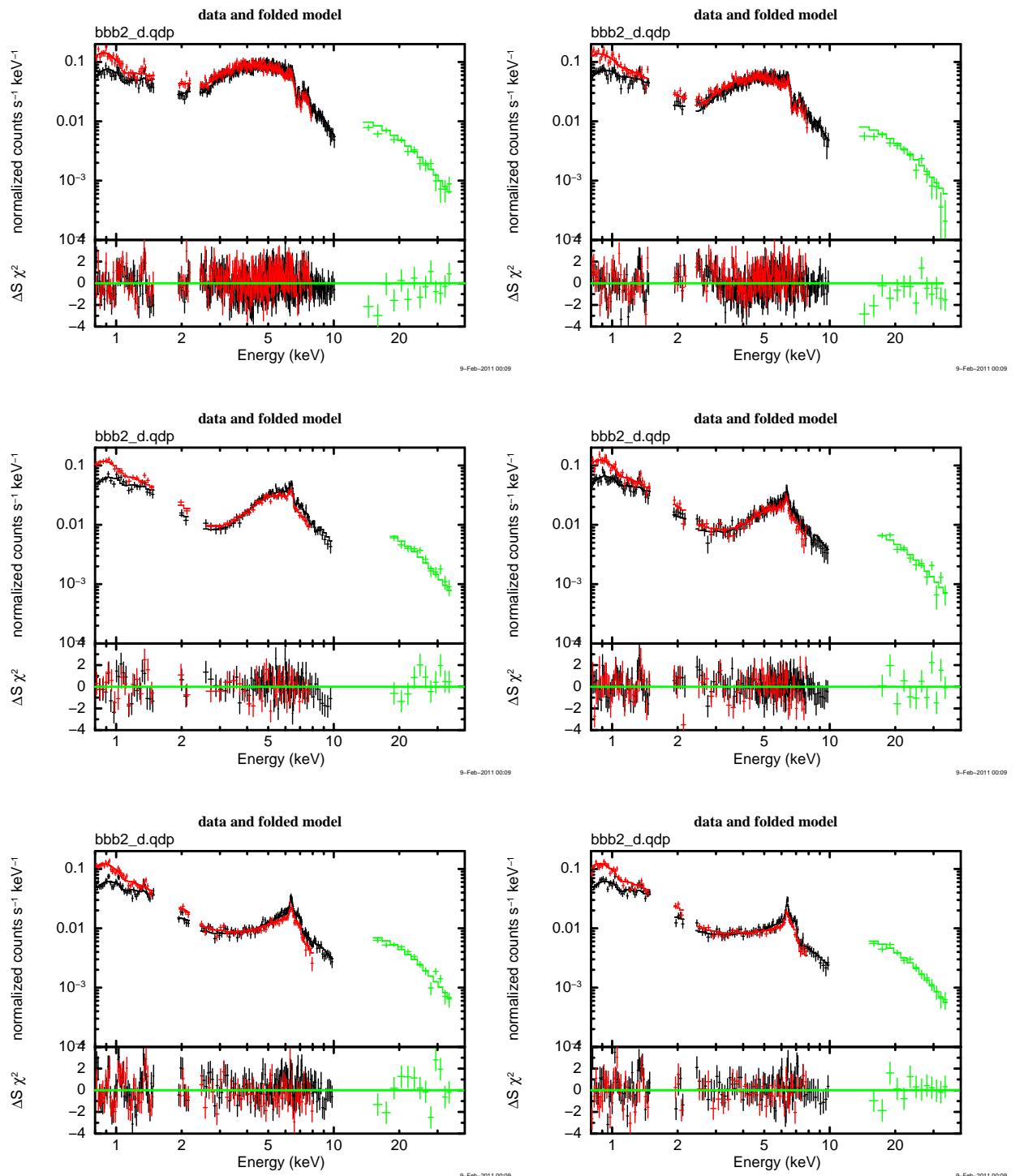


図 4.12: 反射成分のべきを 2.0 にしたときのフィッティングの図。上図はデータとモデル下図はモデルとの残差。

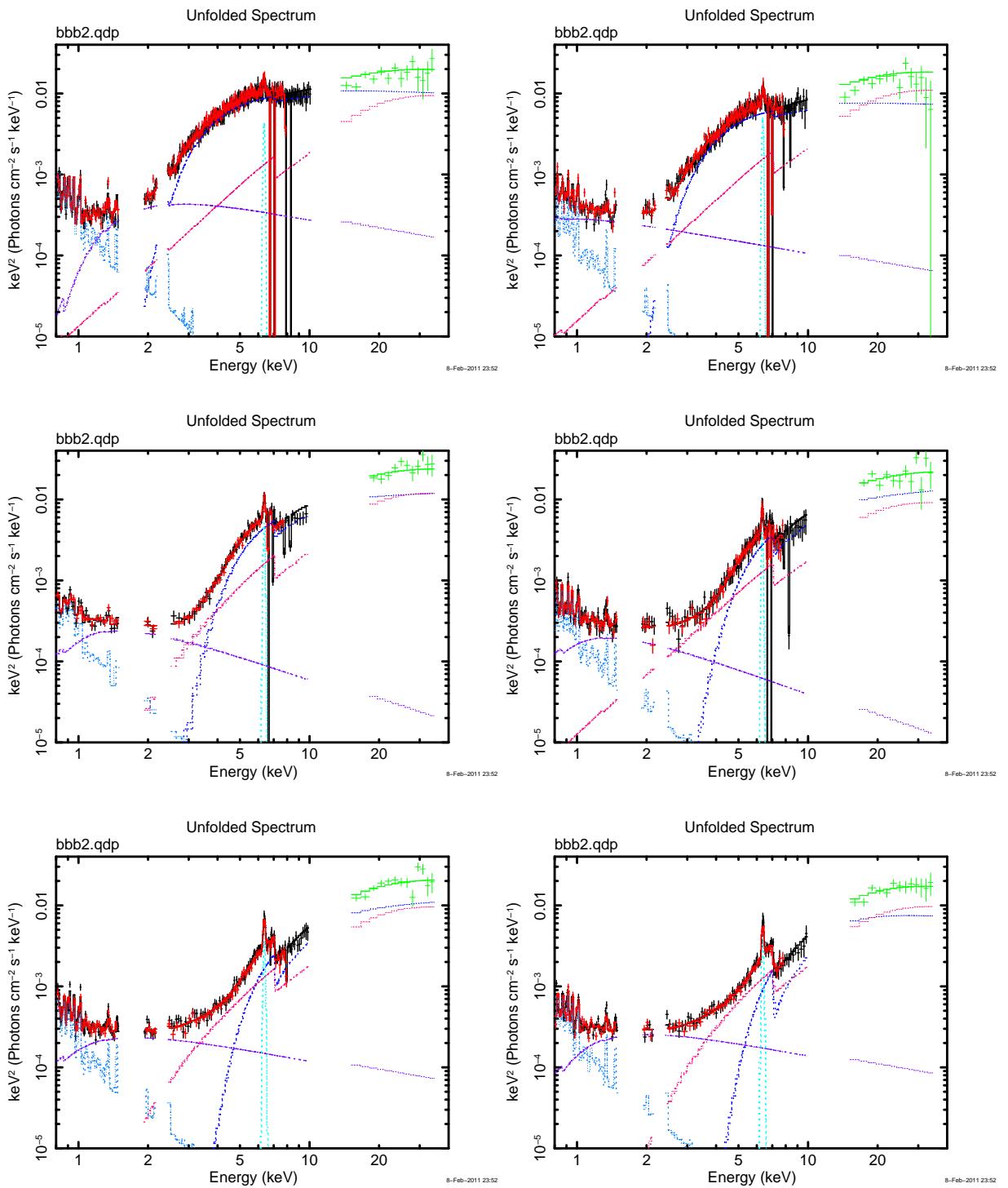


図 4.13: 反射成分のべきを 2.0 にしたときのフィッティングの様子を $\nu F \nu$ で表した図。それぞれ青が連続成分、ピンクが反射成分、紫が軟 X 線超過成分、水色が鉄輝線、5 keV - 9 keV でモデルが下がって見えるのは吸収線である。

表 4.6: 反射成分のべきを 1.8 にしたときの各観測のパラメータ。

| | obs1 | obs2 | obs3 | obs4 | obs5 | obs6 |
|--|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|
| powerlaw1 wabs(10^{22} cm^3) | 14.1(13.7,14.6) | 16.4(16.0,16.9) | 44.8(42.9,47.0) | 59.3(55.7,63.7) | 101.5(90.2,115.3) | 156.7(126.0,191.7) |
| powerlaw1 index | 2.19(2.16,2.27) | 2.05(2.03,2.13) | 2.08(2.02,2.13) | 1.96(1.93,1.99) | 2.47(2.34,2.70) | 2.88(2.36,3.42) |
| powerlaw1 flux(15-40 keV) | 1.34e-11(1.28e-11,1.52e-11) | 1.14e-11(1.11e-11,1.18e-11) | 1.28e-11(1.19e-11,1.45e-11) | 1.15e-11(0.94e-11,1.40e-11) | 0.51e-11(0.39e-11,0.83e-11) | 0.55e-11(0.21e-11,2.97e-11) |
| powerlaw2 wabs | 1.21(1.00,1.31) | 0.062(0.035,0.10) | 0.377625(0.19,0.84) | 0.36(0.24,0.71) | 0.49(0.39,0.61) | 0.45(0.28,0.90) |
| powerlaw2 index | 2.51(0,2.67) | 2.50(1.36,2.53) | 3.08(2.88,3.23) | 2.92(2.53,3.06) | 2.50(0,2.69) | 2.50() |
| powerlaw2 flux(1 keV) | 3.5E-4(3.3E-4,3.6E-4) | 3.6E-4(3.4E-4,4.6E-4) | 4.6E-4(3.2E-4,12.0E-4) | 4.0E-4(2.7E-4,4.4E-4) | 4.4E-4(2.7E-4,4.5E-4) | 4.8E-4(4.1E-4,5.3E-4) |
| Fe norm | 1.11E-05(9.40E-06,1.25E-05) | 1.17E-05(1.02E-05,1.29E-05) | 1.58E-05(1.40E-05,1.67E-05) | 1.34E-05(1.18E-05,1.51E-05) | 1.37E-05(1.25E-05,1.49E-05) | 1.30E-05(1.21E-05,1.48E-05) |
| χ^2/dof | 1.13 | 1.30 | 1.08 | 1.02 | 1.51 | 1.39 |

表 4.7: 反射成分のべきを 2.0 にしたときの各観測のパラメータ。

| | obs1 | obs2 | obs3 | obs4 | obs5 | obs6 |
|--|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|
| powerlaw1 wabs(10^{22} cm^3) | 13.5(13.1,13.8) | 17.0(16.5,17.4) | 44.0(42.2,46.3) | 59.6(54.2,63.4) | 90.0(81.0,99.3) | 135.2(123.3,160.4) |
| powerlaw1 index | 2.11(2.06,2.25) | 2.09(2.05,2.16) | 1.93(1.84,2.02) | 1.77(1.58,1.84) | 1.85(1.69,2.03) | 2.19(1.91,2.67) |
| powerlaw1 flux(15-40 keV) | 1.65e-11(1.61e-11,2.17e-11) | 1.18e-11(1.13e-11,1.27e-11) | 1.77e-11(1.41e-11,1.82e-11) | 1.79e-11(1.63e-11,2.03e-11) | 1.55e-11(9.33e-12,2.50e-11) | 1.13e-11(4.31e-12,2.66e-11) |
| powerlaw2 wabs | 1.09(0.92,1.23) | 0.059(0.017,0.085) | 0.43(0.30,0.93) | 0.36(0.051,0.84) | 0.34(0.12,0.58) | 0.47(0.34,0.76) |
| powerlaw2 index | 2.50(0,2.68) | 2.50(0,2.56) | 2.93(1.65,5.75) | 3.00(2.33,3.33) | 2.50() | 2.50() |
| powerlaw2 flux(1 keV) | 8.73E-04(7.67E-04,10.8E-04) | 3.35E-04(3.13E-04,3.67E-04) | 5.09E-04(2.96E-04,1.84E-04) | 3.96E-04(3.40E-04,7.28E-04) | 3.77E-04(2.76E-04,5.27E-04) | 4.40E-04(3.84E-04,6.89E-04) |
| Fe norm | 1.33E-05(1.14E-05,1.50E-05) | 1.55E-05(1.39E-05,1.73E-05) | 1.69E-05(1.48E-05,1.97E-05) | 1.29E-05(1.15E-05,1.50E-05) | 1.35E-05(1.22E-05,1.52E-05) | 1.37E-05(1.22E-05,1.48E-05) |
| χ^2/dof | 1.10 | 1.22 | 1.13 | 1.03 | 1.45 | 1.39 |

4.4.5 細かな時間分解によるスペクトル

本項では、より詳しいパラメータ変動を検証するために、変動の小さい2010/7の観測をのぞく2008/1と2010/6の観測をさらに細かく4等分してスペクトル解析を行う。観測時間はそれぞれ、図4.14のように分割した。各観測において、それぞれ時系列順に観測1,2,3,4とする。分割は比較的に明るい時期と暗い時期をライトカーブから判断して行い、それぞれの時期においてスペクトル解析を行った。前項の解析で、すでに反射成分・軟X線超過成分のスペクトルの形は決まっており、ここでは連続成分の変動を見るために、フリーパラメータは連続成分の吸収とnormalizationだけにして、反射成分・軟X線超過成分のスペクトルとpower-lawのべきは固定してある。表4.8がそれぞれのフィッティングパラメータである。切り分けたライトカーブと比較してパラメータ変動をみると、吸収量の変動によって天体自身の明るさが大きく変動しているのが分かる。また、中心核から放射される連続成分自身も時間変動している。詳しいパラメータ変動については、次項で述べる。

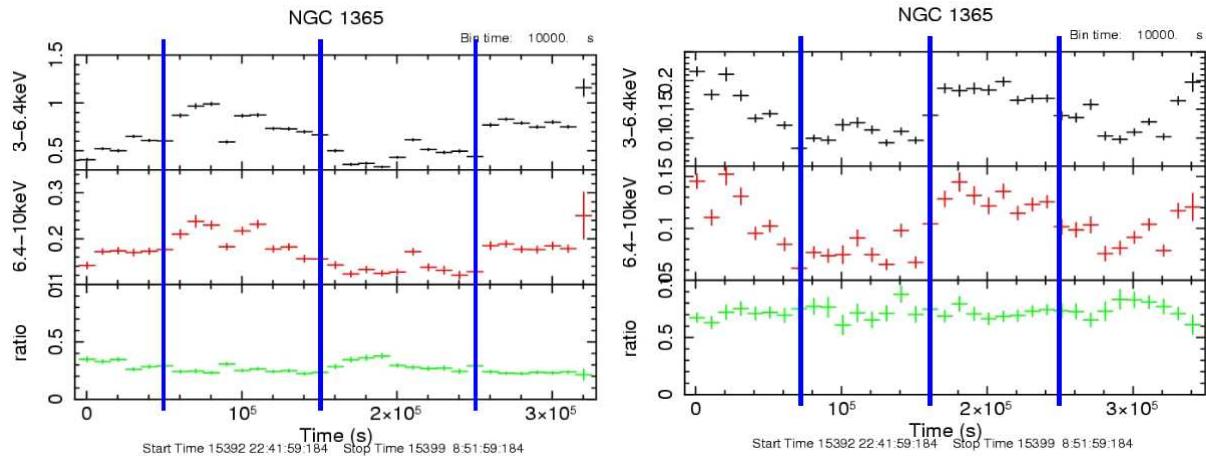


図 4.14: 2007/1, 2010/6 データの時間分解の様子。左:2007/1, 右:2010/6, それぞれ4分割にしており、時期の早い方から観測1,2,3,4とする。

- 2008/1

- 観測 1 : 0 - 5×10^4 sec
- 観測 2 : 5×10^4 - 1.5×10^4 sec
- 観測 3 : 1.5×10^4 - 2.5×10^4 sec
- 観測 4 : 2.5×10^4 - 3.2×10^4 sec

- 2010/6

- 観測 1 : 0 - 0.7×10^5 sec
- 観測 2 : 0.7×10^5 - 1.6×10^5 sec
- 観測 3 : 1.6×10^5 - 2.5×10^5 sec
- 観測 4 : 2.5×10^5 - 3.5×10^5 sec

表 4.8: 連続成分の吸収 ·normalization 以外を固定してフィッティングしたときのパラメータ。

| 2008/1 | 観測 1 | 観測 2 | 観測 3 | 観測 4 |
|---|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|-----------------------------|
| powerlaw1 wabs(10^{22}cm^3) | 17.8(17.0,18.6) | 15.5(15.1,15.9) | 16.6(16.0,17.3) | 10.5(10.1,10.9) |
| powerlaw1 flux(15-40 keV) | 1.49e-11(1.42e-11,1.58e-11) | 1.80e-11(1.76e-11,1.84e-11) | 1.05e-11(1.01e-11,1.08e-11) | 1.46e-11(1.42e-11,1.50e-11) |
| 2010/6 | 観測 1 | 観測 2 | 観測 3 | 観測 4 |
| powerlaw1 wabs(10^{22}cm^3) | 42.6(39.4,46.0) | 56.8(51.9,62.2) | 45.2(43.0,47.5) | 60.7(55.9,65.7) |
| powerlaw1 flux(15-40 keV) | 1.73e-11(1.57e-11,1.90e-11) | 1.50e-11(1.32e-11,1.69e-11) | 1.82e-11(1.71e-11,1.94e-11) | 2.12e-11(1.89e-11,2.37e-11) |

4.4.6 パラメータ変動

フィッティングで求まったパラメータを、グラフにまとめたものが下図である。

図 4.15 が吸収量の変化をプロットしたもので、横軸が 2008/1 データを 4 分割、2010/6 データを 4 分割、2010/7 データを 2 分割したそれぞれの値である。縦軸は吸収量(水素の柱密度)で、単位は 10^{22} cm^{-2} である。そして、図 4.16 は連続成分の flux 変動の図である。横軸は、吸収量のプロットと同じで、縦軸は flux で単位は $\text{ergs/cm}^2/\text{s}$ である。

吸収量が減ると、NGC 1365 が X 線で明るくなることがライトカーブと見比べることで分かる。これは先行研究でもいわれてきたことで [11]、本研究でも同様な傾向がみられた。

一方、連続成分の flux のプロットを見ると、2010/6 の最後の観測時期だけ飛びぬけてしまっているが、X 線の明るさが変化するのと同期して連続成分の flux も変動している。この結果から、NGC 1365 の中心各自身の明るさも $\sim 10^4$ 秒の time scale で変動しているといえる。

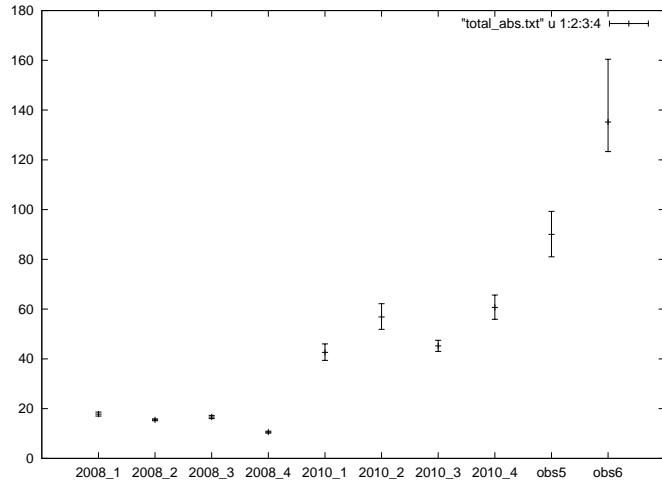


図 4.15: 各観測間での吸収量の変化。左から 2008/1 の 4 データ、2010/6 の 4 データ、2010/7 の 2 データのそれぞれの観測での吸収量がプロットしてある。縦軸は吸収量(柱密度)で単位は 10^{22} cm^{-2} である。

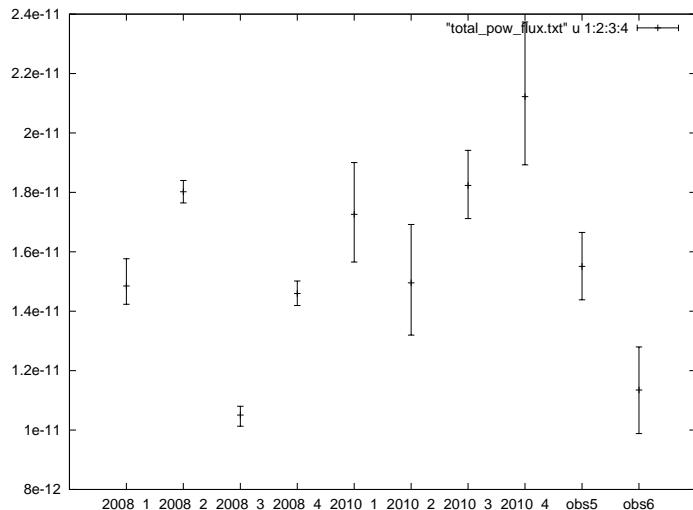


図 4.16: 各観測間での連続成分の flux の変化。縦軸は flux で単位は $\text{ergs/cm}^2/\text{s}$ である。

第5章　まとめと今後

本研究では NGC 1365 のスペクトル解析により以下のことが明らかになった。

- AGN からの直接成分は、10000 秒スケールで flux 変動しており、放射領域と中心ブラックホールの質量に制限をかけることができた。
- 反射成分は 3 観測で変動しておらず、AGN に一般的に存在していると考えられているトーラスが、NGC 1365 においても反射体として存在している。

これまで、NGC 1365 の X 線光度 は周辺物質が複雑に存在していることで、吸収量が短い time scale で大きく変動していることがいわれてきた [11]。本研究で解析を行った 2007,2010 年のデータに関しても同様に吸収量の変動が激しく起こっていることが明らかになった。しかし、実際には直接成分自身も光度変動していることが分かった。これは、硬 X 線帯域においてすぐ衛星の精度良いデータを解析したこと、また中性鉄輝線 $K\alpha$ 線から反射成分をきちんと見積って、直接成分との分離をはかったことで今回新たに明らかになったことである。直接成分の変動スケールは 10000 秒ほどで、これは直接成分が中心付近の狭い領域からの放射である事を示唆しており、中心ブラックホールの質量は AGN の経験的観測から 10^7 太陽質量程度であると予想される。また、反射成分は 3 観測でほぼ変動しておらず、NGC 1365 においても一般的な AGN に存在しているトーラスが存在していると考えられる。今回の観測において、2008 年の観測では 6 - 9 keV に現れる電離鉄 line の強度が弱い時期があり、line の変動解析を行うことが出来なかった。line の等価幅は、line を作りだす吸収体が、中心核まわりをケプラー回転するために生じるものであり、吸収体の中心核からの距離で等価幅は決定される。すなわち、line の詳細な解析により吸収体の位置が分かる。過去研究では、この等価幅変動についても議論されているが結論には至っておらず、今回分かった中心核の明るさの変動が、吸収体を放射圧で外に飛ばしている可能性も考えられる。今後、すぐ衛星または 2014 年に打ち上げ予定である ASTRO-H などによって、NGC 1365 の更なる観測が行われることで、AGN 周辺の物質構造の物理的解明につながることが期待される。

謝辞

この3年間、研究室のみなさまには大変お世話になりました。特に深沢先生には、本論文の作成において、丁寧な御指導をしていただきました。また、私が精神的に病んでしまったときも優しく話を聞いていただき、私の事をいつも気にかけていただきました。心配かけてすいませんでした。本当に感謝しております。ひろたかさんには、右も左も分からなかった研究室に入りたての私に、すぐ解析の基本から教えていただきました。M1のときの秋の学会では、寝る間も惜しんで私の解析につき合っていただきありがとうございました。また、大杉先生、吉田先生、水野先生、川端先生、植村先生、片桐先生には、ゼミ・コロキウムなどで親身になって御指導していただきました。感謝しております。そして、研究生活を共にした学生のみなさんにも大変な感謝をしております。みなさま、3年間本当にありがとうございました。

参考文献

- [1] http://www.hep.konan-u.ac.jp/research/AugerJapan/PRagnJapan/about_AGN_J.html
- [2] <http://www.astr.ua.edu/keel/agn/spectra.html>
- [3] http://xmm.esac.esa.int/external/xmm_science/x-ray-symposium/221247_acf_agn.pdf
A.C.Fabian, 2005, The X-ray Universe 2005 Symposium
- [4] Perola & Matt et al ,2002 , A & A , 389 , 802
- [5] Risaliti et al , 2002 , A & A , 386 , 379
- [6] <http://www.silk.pref.kyoto.jp/oriki/index-d/d1001/plated/2010-01plated.html>
- [7] Kaastra et al,2000 , A & A , 354 , 83
- [8] <http://www.nhao.jp/ ozaki/study/galaxies/galaxy.html>
- [9] Risaliti et al , 2010 , MNRAS , 406L , 20R
- [10] Risaliti et al , 2009 , APJ , 705L , 1R
- [11] Risaliti et al , 2007 , ASPC , 373 , 458R
- [12] Risaliti et al , 2005 , Apj , 630L , 129R
- [13] 「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
- [14] シリーズ現代の天文学 ブラックホールと高エネルギー現象 , 日本評論社
- [15] 活動する宇宙 - 天体活動現象の物理 - 袞華房
- [16] 水野基裕 広島大学 卒業論文 2010
- [17] 白井裕久 広島大学 修士論文 2009
- [18] 山崎智紀 広島大学 修士論文 2008