X線天文衛星「すざく」における 活動銀河核(AGN)の時間変動解析

B034350 笹田真人

広島大学理学部物理科学科 高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

2007年2月28日

概 要

この宇宙には活動銀河核 (AGN) があり、太陽質量の 10⁵⁻⁹ 倍の質量を持つような大質量ブ ラックホールがほぼ全ての銀河の中心に存在している。それにより活動銀河核はとても明 るく光っているのだが、AGN の特徴としてその中の一部は明るさが変動し、数日スケー ルで光度が数倍も変わることがある。今回の解析ではこの時間変動についてを、2005 年 打ち上げの日本の5番目 X 線衛星「すざく」で解析する。時間変動のタイムスケールの 違いによって活動銀河核の放射を天体から直接放射される成分と他の物質に反射してから 観測する成分とに分離し、その振舞いを解析しようと試みる。

これまでも活動銀河核の時間変動を硬 X 線領域で観測しようという試みがされて来た が、X 線量が少なく、バックグラウンドに埋もれてしまうために正確な解析を行うのが難 しかった。しかし「すざく」では徹底して低バックグラウンド化を行うことにより、硬 X 線領域で詳細な観測ができるようになった。

今回「すざく」のデータを使用するにあたり、HXD-PINの領域である10~60keVでは バックグラウンドモデルを正確に再現できないことに起因して、偽変動が見えてしまう。 時間変動解析を行う上でこの偽の変動の正確な見積もりが重要となってくるので、今回の 研究ではこのHXD-PIN領域でのバックグラウンドの不定性についても検証していく。

目 次

第1章	序論	5
第2章	活動銀河核 (AGN) とは	7
2.1	AGN の種類	7
	2.1.1 Seyfert 銀河	9
	2.1.2 電波銀河	9
	2.1.3 ブレーザー	9
	2.1.4 クエーサー	9
2.2	AGN の統一モデル..................................	11
	2.2.1 降着円盤	11
	2.2.2 統一モデルによる分類	11
2.3	巨大ブラックホールの質量についての観測方法	13
	2.3.1 Power Spectrum Density (PSD)	13
	2.3.2 ガスの運動	13
	2.3.3 Reverberation mapping	14
	2.3.4 bulge 質量	14
	2.3.5 星の速度分散	15
2.4	AGN からの放射と時間変動...............................	16
	2.4.1 AGN の X 線放射メカニズム	16
	2.4.2 時間変動のタイムスケールと研究目的	17
第3章	X線天文衛星「すざく」	19
3.1	概要	19
3.2	X線CCDカメラ:XIS	20
3.3	硬 X 線検出器:HXD	20
	3.3.1 HXD 装置のセンサ部	22
第4章	「すざく」HXD-PINの	
	バックグラウンドモデルの不定性	23
4.1	PINのBGD成分	23
	4.1.1 宇宙 X 線背景放射 (CXB)	23
	4.1.2 Non X-ray Background(NXB)	24
4.2	PIN BGD モデルの構築	27
	4.2.1 bgd-a 作成方法	27
	4.2.2 bgd-d 作成方法	28
4.3	BGD 不定性の検証	30
	4.3.1 ライトカープ	30
	4.3.2 ライトカーブの系統誤差	34

第5章	データ解析	36				
5.1	観測天体について	36				
5.2	解析手法					
5.3	AGN の解析結果					
	5.3.1 AGN のライトカーブの作成	39				
	5.3.2 r.m.s	42				
	5.3.3 r.m.s. の時間 bin による推移	45				
	5.3.4 flux-flux 相関	45				
	5.3.5 flux-flux 相関図での r.m.s	48				
	5.3.6 ライトカーブの r.m.s. と flux-flux 相関	48				
5.4	各天体に対しての考察とまとめ	52				
第6章	まとめ	53				
61		53				
0.1	7 仅27 小皮 ・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	55				

図目次

1.1	電磁波の種類 [9]	5
 2.1 2.2 2.3 2.4 2.5 	AGN の種類の略図	8 12 14 16 17
 3.1 3.2 3.3 3.4 3.5 	X 線天文衛星「すざく」の検出部と概観 [9]	19 20 21 21 22
4.1 4.2 4.3 4.4 4.5 4.6 4.7 4.8 4.9 4.10 4.11 4.12 4.13 4.14	「あすか」で撮ったかみのけ座方向の空域の画像 [9]	24 25 26 27 27 28 29 31 32 32 33 33 34
5.1 5.2 5.3	MCG-6-30-15 での r.m.s 法 MCG-6-30-15 での flux-flux crrelation	38 38 40
5.4 5.5 5.6 5.7	今回解析した AGN について (MCG-6-30-15) のライトカーブ 各 AGN での r.m.s NGC4388 について各時間 bin での r.m.s 各 AGN の r.m.s. での時間 bin による推移	41 43 44 46
5.8 5.9	合 AGN CO nux-nux plot	47 50

5.10	15-25keV でのライトカーブの r.m.s. と flux-flux plot による変動のしやすさ	
	との相関	51
5.11	4-9keV でのライトカーブの r.m.s. と flux-flux plot による変動のしやすさと	
	の相関	51

第1章 序論

夜、私たちが顔をあげるとたくさんの星たちが迎えてくれる。それらの星には様々な色 があり、白く光るものもあれば赤っぽく光る星もある。私たちの目は可視光と呼ばれる 380nm~770nm ほどの波長の光に反応して色として識別する。しかし光は可視光だけでは ない。光とは電磁波であり、3×10⁸m/s の速度を持つ光子の集まりのことである。赤外線 や紫外線などの言葉はご存知だろうと思うが、そういった目に見えない波長領域の光も当 然存在している。本研究ではこの電磁波の中でも高エネルギー領域である X 線で解析を 行う。



図 1.1: 電磁波の種類 [9]

X線とは波長が0.01~1nmの電磁波であり、光子1つあたりのエネルギー量は大体0.1~100keV ほどである。X線の領域では高いエネルギーを持っている天体からの放射を見ることがで きる。例えば、太陽の表面温度は6×10³Kであり、黒体輻射によって可視領域の光を主に 放射している。しかし、X線のような高エネルギー領域では太陽の表面温度よりさらに高 い10⁶⁻⁸K程の温度の物質から放射されていることになる。このようにX線で宇宙を観測 するとより高いエネルギーの天体の特徴を知ることができる。

その中でも活動銀河核 (AGN) と呼ばれる天体が存在し、この広い宇宙の中でも大きな エネルギーを放出している。AGN は銀河中心の狭い領域から銀河全体に匹敵するエネル ギーかそれ以上のエネルギーを出している天体であり、その放射光度は~10³⁸⁻⁴⁷ erg/s 程 にも達する。この放射は太陽の放射光度の1兆倍以上もあり、この AGN の放射がいかに 大きいかがわかるだろう。さらにこの AGN の特徴のひとつとして時間変動の激しさが挙 げられる。1日や1週間などの周期で放射光度を数倍も変化させるものもある。本研究で はこの時間変動という特徴を用いて AGN の解析を行っていく。

AGN は 1943 年に Carl Seyfert によって初めて観測された。Seyfert はいくつかの銀河が 非常に明るい中心核を持つことを発見し、さらにこの銀河は幅の広い輝線を持っていたの で、当時では全く常識外れの天体であった。今日、この天体は Seyfert 銀河と呼ばれ AGN のひとつに数えられている。その後様々な種類の AGN が見つかり、クエーサーや電波銀 河といった大きなエネルギーを持った AGN などもたくさんみつかった。

AGN は様々な波長で観測されるが、特に X 線やガンマ線は銀河の中心である巨大ブラックホール近傍から放射されるので、ブラックホール周辺に関する情報を得やすいのである。 日本でも AGN をはじめとする高エネルギー天体を観測するために「ぎんが」や「あす か」などの様々な X 線天文衛星が打ち上げられていった。そして 2005 年 7 月に M-V ロ ケットによって日本で 5 番目の X 線天文衛星「すざく」の打ち上げに成功した。本研究で は軟 X 線領域で最高の感度である天文衛星「すざく」を用いて、AGN の時間変動解析を 行う。

第2章 活動銀河核(AGN)とは

この宇宙には様々な天体が存在する。我々の銀河のようにとても穏やかで、安定して いる銀河もあるが、一方では太陽系程度の小さな領域から莫大なエネルギーを放出して いる天体を中心核に持つ銀河も存在している。このような中心を活動銀河核(AGN:Active Galactic Nuclei)といい、我々の銀河のような普通の銀河とは異なった振舞いをする。

2.1 AGNの種類

なぜ AGN はこのように大量のエネルギーを放射することができるのであろうか。AGN の中心には太陽の質量の10⁵⁻⁹ 倍の巨大なブラックホールがあり、これによって様々な現 象が起こっていると考えられている。放射エネルギーはこの巨大ブラックホールに物質が 落ち込み、重力エネルギーを解放することで得られる。AGN は安定している普通の銀河 と違い、明るさが激しく時間変動をする。さらにブラックホールの周りには降着円盤が形 成されており、AGN の中には軸方向からジェットが噴き出しているものもある。

AGN は電波領域から 線領域までの幅広い波長領域で輝いていが、このスペクトルを 取ると AGN の特徴がわかる。その特徴は様々で、特徴ごとに AGN の種類として分類さ れている。その特徴の違いとして

- 時間変動のタイムスケール
- 電波領域で大きな放射をしているか
- スペクトルの輝線に広いものがあるか
- 非常に遠くに AGN があるか、近傍にあるか
- 光度が高いか低いか

などがある。これらの特徴の違いにより、Seyfert銀河、電波銀河、ブレーザー、Quasarなどの種類に分類することができる。



図 2.1: AGN の種類の略図

2.1.1 Seyfert 銀河

AGNは1943年にCarl Seyfertによって初めて見つけられ、発見者の名前に因んでSeyfert 銀河と名付けられた。Seyfert銀河の特徴としては、電波領域ではそんなに明るくは輝い ていなくて、比較的近傍(つまり最近の宇宙)にあるAGNのことである。

Seyfert 銀河には1型と2型が存在する。I型の特徴はスペクトルの輝線が広いものと狭 いものの両方存在することであり、逆にII型は輝線が狭いものしか存在しないなどの違い がある。なぜこのような違いがあるのかというと、今ある最も有力な説では放射領域の違 いが原因であると考えられている。スペクトルが広くなる理由としては放射物質が運動し ていることによるドップラー効果によって光の波長が変化するためである。数 1000km/s で運動している物質が存在する領域を Broad Line Region:BLR といい、広い輝線があるこ とにより非常に速く運動をしている物質が AGN の近傍に存在しているという直接的な証 拠となる。そして II 型では数 100km/s の比較的遅い物質からの放射のみを観測していて、 この物質のある領域を Narrow Line Region:NLR という。

2.1.2 電波銀河

一方、Seyfert 銀河とは違い、強力なジェットを放出して強い電波源として電波銀河は観 測される。そしてこの電波銀河でも同様に1型と2型に分けられる。前者を幅の広い輝線 をもつ電波銀河として BLRG: broad line radio galaxy といい、後者の狭い輝線しかもたな いものを NLRG: narrow line radio galaxy という。また NLRG では光度が低いものと高い ものにわけることができて、前者をファナロフ・ライリーI型(FRI)、後者をファナロフ・ ライリー II型(FRII) という。

2.1.3 ブレーザー

上で述べたように AGN にはジェットを軸方向に噴出するものがある。ジェットとは中 心天体から双方向に噴き出している細く絞られたプラズマの噴流のことである。このプラ ズマの速度は光速近くまであり、その加速機構はよくわかっていないが、巨大なブラック ホールと周りの降着円盤の作用によって引き起こされると考えられている。ブレーザーと はそのような AGN のジェットを真っ正面から観測している天体ではないかと推測される。 そのため光度も他の AGN に比べて高く、スペクトルではジェットによるべき型の強い放 射に埋もれて輝線がほとんど見えないなどの特徴がある。このブレーザーには BL Lac 天 体や、OVV QSOs などがある。

2.1.4 クエーサー

クエーサーは 1963 年にシュミットによって発見された。シュミットは電波源 3C273 に ついて水素のバルマー系列と MgII 2798 のそれぞれの波長を 16 %赤方偏移させると可 視光スペクトル中の顕著な輝線に重なることを見出した。これの意味するところは、こ の天体はかなりの遠方に存在するということである。このような大きな赤方偏移をする 天体を QSO あるいはクエーサー (Quasar) と呼んでいる。この QSO は Quasi-Stellar Object の略であり、準恒星状天体と訳される。クエーサーは準恒星状電波源 (quasi-stellar radio source) である。 このように遠方に存在する天体を考えたとき、その放射エネルギーが問題になる。見かけの放射エネルギーは他の天体と変わらないのにその距離が違うときには遠くにある天体の放射エネルギーが大きいことを意味している。さらに遠方にあることは昔のクエーサーを見ていることなので、クエーサーを調べることで初期の銀河についてわかるのではないかと期待されている。

2.2 AGNの統一モデル

さてこれまで様々な種類のAGNを紹介してきたが、現在ではこれら様々なAGNはひとつのAGNを違う角度から観測しているのではないかと考えられている。この考えをAGNの統一モデルという。なぜこのように考えられるのだろうか?

2.2.1 降着円盤

AGN は強烈な放射をして光っている。この光はどのようにして発生しているのであろうか? 光るということには様々な原因が存在する。例えば、化学反応を起こして輝くこともあれば、燃焼して輝くこともある。あるいは太陽のように核融合を起こしてエネルギーを放射することもあるだろう。では中心天体にブラックホールを持つ AGN はどのようにして輝いているのだろうか? AGN の放射は核融合で説明ができないくらい莫大なものである。ブラックホールの他とは違う特徴として、その巨大な重力である。この重力によって物質が落ち込むことによって重力エネルギーが解放され輝くのである。

ではブラックホールに物質が落ちる時、どのようなことが起こるのであろうか?通常、 物質は運動しているので重力によって落ちるときには角運動量を持ったまま落ち込んでい く。それにより、ガスは天体にまっすぐに落ちずにその周りを回ってガスの円盤を作って いく。このようなガス円盤を降着円盤(accretion disc)といい、この降着円盤からの放射に よって輝いていると考えられる。降着円盤では、そのときの円盤の半径ごとでのガス速度 は同じではない。なぜならブラックホールに落ち込むほど大きな速度が得られるため内側 のガスの速度の方が速くなるのである。このような半径ごとに回転速度が異なる回転を差 動回転というが、この差動回転を行っているガスでは粘性の働きが重要になってくる。粘 性では速度の速い物質と遅い物質が接している場合、摩擦によって速い物質は減速され遅 い物質は加速され、同じ速度になろうとする。このことによって摩擦がガスに起こるので ある。知っての通り摩擦が起こると運動エネルギーが熱エネルギーに変化する。この場合 でもそれは同じで大きな運動エネルギーを持った物質が摩擦によって減速され、運動エネ ルギーも熱エネルギーに変化するのである。この熱によって輝いていると考えられる。

2.2.2 統一モデルによる分類

どのようなモデルが考えられているのかを考えてみよう。では初めに Seyfert のところ で述べた BLR や NLR との関係を考えてみよう。BLR では広い輝線を出すので BLR での 物質は速度が速い。すると大きな遠心力につり合うほど重力が強くないといけないので、 必然的に中心天体の近くになければならないことがわかる。逆に NLR は狭い輝線を出す のでそんなに物質は速く運動していない。ここからわかることは NLR は BLR より中心 から遠く離れたところに分布するということである。よって中心付近には BLR が存在し、 それより離れたところで NLR が存在しているのである。

また、様々な観測から降着円盤の外側には図のような分子雲トーラスというドーナツ状の濃い物質が存在すると言われている。このトーラスは中心からの放射を散乱吸収してしまう。I型は、図で上の方向から見ていると考えられ、この場合 BLR も NLR も中心も直接見える。一方、II型は横の方向から見ているため中心や BLR の放射はトーラスに遮られて見えず NLR のみ観測される。これは Seyfert 銀河・電波銀河について共通である。またジェットを伴うときに真上から見ているときにはブレーザーとして観測される。



図 2.2: 活動銀河核の統一モデル 中心に巨大ブラックホールと降着円盤があり、その近辺に BLR が存在している。その外側にはトーラスが 存在して、BLR からの放射を遮っている。上下には NLR が存在していて、ここからの放射はほぼどの角度 からでも観測することができる。降着円盤の軸方向にはジェットがあり、ブレーザーはこの方向から見てい る。矢印の方向からの観測が I 型か II 型かをわける [1]

2.3 巨大ブラックホールの質量についての観測方法

AGN の中心に存在すると言われている巨大ブラックホールの質量はどのように測定しているのだろうか? 質量推定方法の例をあげる。

2.3.1 Power Spectrum Density (PSD)

これは AGN の時間変動のタイムスケールが中心天体の質量に比例しているという仮定 のもとで行われる。なぜこのような仮定を置くことができるのかというと、中心天体はブ ラックホールと考えられているが、その半径はシュワルツシルド半径 rg で決まり、

$$r_g = \frac{2GM}{c^2} \tag{2.1}$$

となる。ここでGは万有引力定数、Mは中心天体の質量、cは光速である。つまりブラックホールの半径は中心天体質量に比例して大きくなっていく。ブラックホールの半径内では光すら落ち込んでしまい、どんな情報も伝わってこない。つまり活動は半径外で起きている。情報が伝わる速さは光速を超えないので、中心からの変化は r_g/c 以下では伝わらない。そのためにその変動のタイムスケールはシュワルツシルド半径に比例、つまりは中心質量に比例するのである。

こうして中心質量にタイムスケールが比例していると仮定すると、そのタイムスケール を天体のライトカーブから推定することにより中心質量を推定することができる。そのパ ワースペクトル (PSD)の計算方法は、

$$\mathcal{P}(f) = \frac{a^2(f) + b^2(f) - (\frac{1}{n})[\sigma_{stat}^2 + \sigma_{sys}^2(f)]T}{(\bar{s})^2}$$
(2.2)

$$a(f) = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^{n-1} s_j \cos(2\pi f t_j)$$
(2.3)

$$b(f) = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^{n-1} s_j \sin(2\pi f t_j)$$
(2.4)

で表される。ここで s_j はライトカーブの各点の値 (counts s⁻¹)、そのときの時間を t_j とする。この jとはライトカーブの各点の個数 n での j 番目ということである。各点の時間の幅 は T(s)、 \bar{s} は各点の平均値 (counts s⁻¹) である。 σ_{stat} はライトカーブの統計誤差で σ_{sys} は バックグラウンドからの差し引きのときの誤差である。周波数 f を f = k/T (k = 1, 2, ...n/2) と定義すると、 $\mathcal{P}(f)$ は周波数 f における変動の大きさを表す関数を表す。その関数の形を決める特徴的な周波数より、中心天体の質量を推定する。

2.3.2 ガスの運動

銀河の中には、水素の雲があちこちに存在し、銀河の中心付近のものは回転している。 この雲からは、水素原子の基底状態へ電子が落ちるとき出る波長21cmの電磁波が放射さ れる。しかし、銀河中の水素の雲は中心天体の重力によりケプラー運動をしているので、 その水素の速度によってドップラーシフトを起こす。するとそのスペクトルから水素の速 度を計算することができ、さらにはその水素の速度からケプラー運動により中心天体の質 量を推定することができる。その計算式は、

$$M = \frac{rv^2}{G}$$
(2.5)

というように表される。rは中心からの距離、vは速度である。よって望遠鏡によりガスのrとvの両方を決める必要がある。



図 2.3: ケプラー運動の概念図 [5]

2.3.3 Reverberation mapping

これもガスの運動からの測定と同じように、ケプラー運動により質量を決定する方法だ が、ガスがブラックホール近くになると、望遠鏡で分解できないので、中心からの距離が わからない。そのために、中心天体近傍から放射される直接連続成分に比べて、ガスで吸 収・反射された輝線成分の方が遅れてやって来ることを利用する。つまり、その光路差か ら半径rを推定するのである。

2.3.4 bulge 質量

このような方法で中心天体質量を推定していくと、様々な相関があることがわかってきた。その中に、中心天体質量とbulge 質量は比例するという関係がある。銀河には大きく分けて楕円銀河と渦巻銀河に分けられるのだが、その中の渦巻銀河の中心部には小楕円銀河とみなせる bulge が存在している。この bulge の質量は近赤外線観測領域の K-band でその明るさを測ることで推定することができる。すると、ブラックホール質量 *M*_{BH} とバルジ質量 *M*_{bulge} の間には

$$M_{BH} \propto 0.005 \cdot M_{bulge} \tag{2.6}$$

のような関係があることがわかってきた。この関係を利用すると、バルジの近赤外線での 明るさより、中心天体の質量を推定することができる。

2.3.5 星の速度分散

銀河の中心近くの星は個々には望遠鏡で分解できないので、得られるスペクトルは星の 集合によるものになる。そのスペクトル中の吸収線は星の運動によるドップラー効果がま ちまちであるために幅が広がって見えるので、その幅より星の運動速度の分散を得ること ができる。この星の速度分散と中心のブラックホールの質量には相関があることがわかっ て来たので、この関係を用いて星の速度分散よりブラックホールの質量を推定する。

2.4 AGNからの放射と時間変動

AGN の特徴の大きなひとつとして明るさの時間変動が激しいということがあげられる。



図 2.4: IRAS13224-3809のX線の時間変動[9]

図 2.4 はある AGN IRAS13224-3809 のライトカーブを示している。図を見ると一日のうちに明るさがかなり変動していることがわかる。本研究ではこのような時間変動についてを主に述べているので、この AGN の時間変動について説明をする。

2.4.1 AGNのX線放射メカニズム

AGN からの X 線放射は単一の放射メカニズムによって起こっている訳ではない。つま り、AGN のスペクトルは、様々な成分の合わさったものとして表されるのである。今考 えられている放射成分を紹介しよう。基本的には

- (i) power-law 成分
- (ii) 反射成分
- (iii) ジェット成分

で主に構成されていると考えられている。

(i) 降着円盤からの放射によって我々が観測している X 線が出ているわけではない。降 着円盤の温度からの黒体輻射は AGN の場合大体 ~数 10eV 程であり、紫外領域に出るた め我々の銀河の星間ガスによって吸収されてしまって見えない。一方、その降着円盤の まわりに熱くて不均一に分布したコロナがあり、コロナは光学的に薄いプラズマ (kT ~ 100keV) からなっている。このプラズマに低エネルギーの光子が入ると逆コンプトン散乱 して X 線が観測されるのである。

ここで逆コンプトン散乱について説明する。逆コンプトン散乱とはプラズマなどの高エ ネルギーの粒子が光子を散乱したとき、光子にエネルギーを与えて高エネルギー光子が発 生することである。この逆コンプトン散乱ではプラズマ、光子両方のエネルギーとそれら の散乱角度によって、与えられるエネルギーは異なってくる。つまりプラズマと光子のエ ネルギーは決まっていたとしても散乱角度によってエネルギーがかわってくる。典型的に



図 2.5: AGN のスペクトルの全成分と予想される反射成分。基本的な成分は power-law 成 分である。[5]

は特徴のないべき型 (power-law) のスペクトルでプラズマの温度数 100keV 付近でカット オフがある。

(ii) 次にこのプラズマからの放射は四方八方へ行われるので観測者側だけに放射される のではなく降着円盤やトーラスに向けてもされる。こうした周辺物質に放射された X 線 は周辺物質の物質と相互作用してトムソン散乱あるいはその物質特有のエネルギーの X 線として放射される。鉄輝線を例に取ってみると、鉄の原子がありそこに X 線が入って くると光電効果似よって K 殻の電子を弾き出してしまう。するとL 殻からの電子が K 殻 に落ちてくる。このとき電子の準位が落ちるのでその差分のエネルギーを X 線として出 す。これを蛍光 X 線と呼ぶ。これが AGN のスペクトルでもよく見られる鉄輝線の放射メ カニズムである。このようにして周辺物質から反射した X 線が観測される。

(iii) AGN はジェットを伴っている。このジェットであるプラズマ流からも放射が行われ ていると考えられているが、その放射メカニズムについてはシンクロトロン放射あるいは 逆コンプトン散乱が考えられている。ジェットの強い電波銀河やブレーザーで観測される。

2.4.2 時間変動のタイムスケールと研究目的

このように AGN からの放射スペクトルは様々な成分の重ね合わせである。放射強度が 変化する理由としては質量降着率の変化あるいは放射物体のジオメトリの変化があり、そ れによって放射成分の割り合いにも変化があると考えられる。つまり、様々な成分は同じ タイムスケールで変動しているわけではない。放射機構の違いから、成分毎の変動タイム スケールは違うのである。(i)の power-law 成分は、AGN からの放射を直接観測している ので、質量降着率の変化などによって直接的に変化すると考えられる。次に(ii)の反射成 分については1回反射物体を経由する、つまりトーラスなどに反射したあと観測されてい ると考えると、その変動はなまされて変動しにくくなる。よって power-law 成分に比べて 反射成分は変動しにくいと考えられるのである。(iii)のジェット成分の時間変動のタイム スケールについてはよくわかっていないが、(i)の成分に比べて少し長めと言われている。

このように各成分は各々が異なった時間変動のタイムスケールを持っているので、その 違いを用いて放射成分ごとに分解することができるのである。ひとつの例としては、放射 強度が低いとき (Low Flux) と高いとき (High Flux) の差分スペクトルを取ると、変動する 成分のスペクトルが取れるのである。このとき、Low Flux と High Flux を正確に見極め るために「すざく」の低バックグラウンド観測は有利となる。差分スペクトルに限らず、 AGN の短期変動についての解析をするうえで「すざく」は有効である。

今回の時間変動解析の特徴は変動のしやすさを調べ、エネルギー帯域毎に分けて各成分 を表すことができる。これまで主に行われてきたスペクトル解析だけではモデルの分離 が完全でない可能性があるのだが、変動からの解析ではスペクトル解析とは独立な方法 で放射成分を分離することができるのである。本研究ではX線天文衛星「すざく」HXD を用いて、初めて低バックグラウンド状態で10~60keVのエネルギー帯域による時間変動 解析を行う。そのためには、天体とともに観測されるバックグラウンドの時間変動をきち んと差し引くことが重要であり、AGNの解析の前にバックグラウンド差し引きの評価を 行った。

第3章 X線天文衛星「すざく」

3.1 概要

1章で書いたように、X線天文衛星「すざく」は2005年7月に打ち上げられ、今も順 調に軌道を回っている。この衛星は日本のX線天文衛星として「あすか」につづく5機 目にあたり、X線望遠鏡と3種類のX線検出器を搭載している。

この「すざく」の最大の特徴は多波長観測が可能、つまり広いエネルギー帯域での観 測が可能であり、その帯域は0.2~600keVにも及ぶ。これにより熱的な放射領域である~ 10keVだけではなく、非熱的放射領域である10keV~でも観測でき、それらの共存する領 域での観測が可能になる。

そしてもうひとつ大きな特徴としては極めて低いバックグランドを実現しているという ことである。これは高度550kmという低高度の軌道を回ることにより、宇宙からの荷電 粒子を地磁気によってガードできるためと、アクティブシールドを用いて視野外 X 線や 荷電粒子などのバックグラウンドを極めて低くしているためである。

このような特徴をもつ「すざく」によって、さらなる X 線天文学における宇宙の解明が 期待されている。



図 3.1: X 線天文衛星「すざく」の検出部と概観 [9]

「すざく」に搭載されている機器として5つの軟X線検出器と1つの硬X線望遠鏡が ある。主な検出器としては、X線CCDカメラ(XIS)、硬X線検出器(HXD)、X線望遠鏡 (XRT)、高分解能X線分光器(XRS)などがある。

3.2 X線CCDカメラ:XIS



図 3.2: XIS の写真と概略図 [18]

XIS は X 線光子計数型の冷却 CCD カメラで、X 線の検出効率を高めた装置である。外見的には同じもの4 台からなりそれぞれが1つの CCD を使う。それにより撮像・分光が可能になる。使用している素子には2種類あり、前面照射型 (FI)素子が3 個で裏面照射型 (BI)素子が1 個である。観測可能なエネルギー範囲は0.2~12keV である。FI は空乏層が厚いので高エネルギー側の感度が高い。一方、BI は素子表面の吸収層がほとんどないために、低エネルギー側の感度が高くなる。0.2~0.4keV については、BI だけしか感度がないとみなしていい。今回は高エネルギー側を主に解析するので統計をよくするためもあり3 個ある FI 素子を使って解析をする。X 線検出器としての CCD は、エネルギー分解能が130eV (@6keV) で従来使われていたガス検出器に比べるとはるかに優れている。画素の大きさは24µm であり、全画素数 (1024×1024) から決まる視野は18'×18' となっている。 CCD 素子に関しては1999 年 7 月に軌道に載ったチャンドラ衛星搭載の ACIS で使用されている CCD たほぼ同笑日である。

れている CCD とほぼ同等品である。しかし、BI 型はチャンドラに搭載されたもととはか なり異なってくる。チャンドラ搭載の BI 型はエネルギー分解能が悪く、低エネルギー側 では雑音レベルで決まっていたのに対して、「すざく」の XIS の BI 型はファノ因子 (電荷 分布の分散そのものを示すもの)によって決まる。さらに、電荷注入端子を備えているの で、人工的に電荷を注入して、コラム毎の CTI(電荷転送損失)などを調べ、CTI そのもの を改善できる。さらに精度向上のため各素子には全部で3個の較正線源を搭載している。 放射線による劣化対策として、X線が CCD に入射する方向を除いて十分な荷電粒子対 策をしている。素子の動作温度を下げることで放射線の劣化対策をした他、電荷注入端子 によって放射線の劣化が進んだ場合に電荷注入により性能回復ができる。X 線の集光面積 が過去最大に近く、高いシグナルノイズ比で観測できる。

3.3 硬X線検出器:HXD

硬 X 線検出器 (Hard X-ray Detector : HXD) は X 線天文衛星「すざく」に搭載された検 出器のひとつである。HXD は X 線反射鏡を用いず、非イメージング装置として宇宙硬 X 線の観測を行う。これは井戸型複眼フォスイッチ結晶シンチレータとシリコン PIN フォト ダイオードをもち、それにより10~600keVという広いエネルギー帯域をカバーしている。 つまり「すざく」全体で3桁にも及ぶ広いエネルギー帯域を観測することができるので ある。

HXDは井戸型複眼フォスイッチ構造とAnti検出器によって極めて低いバックグラウンド状態にある。検出器を4×4のマトリックス状に配置することによって低バックグラウンドになっている。特に、HXDとしては低エネルギー側である10~40keV帯域ではかつてないほどの検出感度を実現している。バックグラウンドについては4章を参照してほしい。

複眼構造によってデッドタイム(大量にデータが来たときに、その処理をしている間は 検出できない。このように検出器が稼働していない時間をいう)を少なくし、そのデッド タイムを正確に計測することができる。それによって高いバックグラウンド環境での微弱 な天体からの放射を観測したり、明るい天体なども観測することができる。

さらには高い時間分解能とよい時刻づけ機能があり、時間変動解析をする上で有利であ る。また WAM と呼ばれる広帯域全天モニタがある。これは特別にある検出器ではなく、 HXD の外側にある Anti 検出器を用いて全方向の観測が可能である。これの観測対象とし てはガンマ線バーストのような突発現象の即時観測に有利である。

energy range	10-600keV			
energy resolution	~ 10 % (FWHM) @ 662 keV			
	~ 3.0 keV (FWHM) @ 10-60 keV			
effective area	$160 \ cm^2 \ (@ \ 15 \ keV)$			
	$300 \ cm^2$ (@ 120 keV)			
field of view	$0.56 \text{ deg} \times 0.56 \text{ deg} (< 100 \text{ keV})$			
	4.6 deg × 4.6 deg (> 200 keV)			
background rate	~ (1-5) × 10^{-5} c/sec/cm/keV			
time resolution normaly $61 \ \mu sec$ (30.5 μsec on condition				

表 3.1: HXD の基本性能





図 3.3: 硬 X 線検出器 HXD[9]

図 3.4: HXD の概略図 [8]

3.3.1 HXD 装置のセンサ部

センサ部には Well 検出器と Anti 検出器がある。これはそれぞれ電磁波を検出しデータ として衛星上のコンピューターに送信することができる。概観を図 3.5 に示した。

Well 検出器は16本のユニットから構成される、X 線を検出する主検出器である。ユニットあたり4.63kgの質量があり、その重量の大部分を占めるのがBGO 結晶による放射線アクティブシールドである。このアクティブシールドはユニットの4方向の断面と底面に取り付けられている。またBGO のアクティブシールドの底には、シリコン PIN 型フォトダイオードによる半導体検出器 (PIN 型検出器)とGSO 結晶シンチレータがあり、視野から入って来たX 線を検出する。つまり、PIN 型検出器とGSO は信号の入射するわずかな開口角を除き、BGO により厚くシールドされる。そうすることにより、視野外 X 線などから主検出器を守り、バックグラウンドを減らす。BGO 井戸部は視野 4°.6×4°.6(FWHM)のアクティブコリメータを構成するが、低エネルギーでは井戸部に挿入されたファインコリメータによって、視野はさらに 0.°56×0.°56(FWHM) に絞りこまれる。これにより、宇宙X 線背景放射 (CXB) や目標天体以外の信号が入るのを防いでいる。



図 3.5: Well 検出器 1 ユニットの概観 [11]

HXDによる観測帯域のうち低エネルギー側はPIN型シリコン半導体検出器が受け持つ。 世界で初めて厚さ2mmで2cm四方の大面積PINフォトダイオードを使用し、10~60keV という硬X線領域で高い観測感度を実現している。Well検出器の各ユニットがもつ4つ の井戸の中には、このPIN検出器が一枚ずつ入り、HXD全体では64枚となる。

第4章 「すざく」HXD-PINの バックグラウンドモデルの不定性

望遠鏡で集光可能な 0.2~12keV のエネルギー領域に比べて、集光不可能な 10~60keV の エネルギー領域では、天体の信号に比べバックグラウンド (BGD) の信号の量が増えてく る。これは高エネルギー領域では天体からの信号が少なくなることと、集光能力の両方の ためである。「すざく」では井戸型複眼フォスイッチ構造により、高エネルギー領域で極 めて低い BGD 状態を実現しているが、上の理由によりどうしても BGD の寄与が無視で きない。そして HXD-PIN で解析するうえで大切になるのが、BGD の再現である。実際の データには天体以外からの信号が BGD として含まれているので、それをモデルとして再 現して実際のデータから差し引くことにより天体のデータを得ることができるのである。 つまり、HXD で解析する上で BGD の再現性は重要なのである。この章では BGD がどれ くらい再現できているかを検証する。

4.1 PINのBGD成分

ここでは BGD になりうる原因を述べる。

4.1.1 宇宙X線背景放射(CXB)

X線天文学が始まってすぐにX線で見た宇宙というのはとても明るいということがわかっ てきた。全天にわたって強いX線がやってくるのである。このX線はあらゆる方向からやっ てくるので宇宙を起源としているのだろうと考えられ、宇宙X線背景放射(CXB:Cosmic X-ray Background)と名付けられた。このCXBの大きな特徴としては、2~100keV に及ぶ エネルギーのX線が全天から一様に放射されているということだ。このCXBの起源は点 在する AGN からの放射の重ね合わせではないかと考えられている。

図 4.1 は「すざく」の前の日本の X 線天文衛星「あすか」によって撮られた画像である。 これにはかみのけ座方向から X 線が一様に放射されていることがわかる。これが CXB で ある。さらに図 4.2 より高エネルギー多波長領域での CXB スペクトルを示している。こ れから 2~100keV では CXB がかなり存在していることがわかるだろう。

このように X 線で観測するにあたり、CXB を無視することはできない。今回使用する 「すざく」の HXD-PIN での観測領域 10~60keV では、視野を絞っているために CXB の混 入は小さくなっているが、それでも PIN の検出感度よりは少し大きく検出されるので、 BGD として扱わないといけないが、基本的に時間変動せず明るさも既知である。つまり、 HXD-PIN の BGD の不定性を調べるためには CXB を考慮して検証しなければならない。



図 4.1: 「あすか」で撮ったかみのけ座方向の空域の画像 [9]

4.1.2 Non X-ray Background(NXB)

CXB 以外の BGD として non X-ray BGD (NXB) がある。一つ目に考えられるのが検出 器内に放射性物質が混入しているという場合である。検出器は阻止能を高めるために原子 番号の大きい物質を使う。原子番号が大きい物質を使うと、天然の放射性同位体が混入し てしまうことがある。「すざく」では低い BGD を実現しているので、このような微量な放 射性同位体でも BGD となってしまう。「すざく」HXD では放射性同位体をできるだけ含 まないようにして検出器を作成することで、検出器に BGD が入らないようにしている。

二つ目は軌道上における検出器自身の放射化である。放射化とは高い運動エネルギーを 持った荷電粒子(宇宙線)が検出器に入ると、検出器がエネルギーをもらって不安定化し てしまうのである。さらに不安定になった検出器は安定な状態に遷移するときに 線、

線、 線などの放射線を出す。それら放射線を検出してしまうことによって BGD が増加 してしまうのである。この宇宙線は電荷を持っているので地磁気の層によって阻まれ地 球まで到達することはないのだが、エネルギーを失った宇宙線は磁場に捕まり、地磁気に 沿った放射線帯を作ってしまう。この帯域では著しく放射化が起きてしまうので、通常硬 X線・ 線を観測する衛星はこの帯域にかからないように高度 500~600km の低周回軌道 (Low Earth Orbit : LEO) に打ち上げる。しかし地磁気の双極子の中心と地球回転軸とが一 致していないために、放射線帯が LEO に食い込んで来てしまうところがあり、南大西洋 地磁気異常帯 (South Atlantic Anomaly : SAA) という。

図 4.3 はどこに放射線帯があるかを示している。南アメリカから南大西洋の上空に SAA が存在する。「すざく」の軌道ではこの SAA を通過してしまうので、検出器の周りを厚い シールドで覆ったり、SAA の通過中は観測機器の電源を落として検出しないようにして いるが、放射化は避けられない。

三つ目は高エネルギー粒子が直接検出器に入ることによる BGD である。これは銀河系 からの宇宙線が原因となる。地球には地磁気が存在しているのでそれらの高エネルギー粒 子などが地上に到達することはない。しかし、衛星はその影響を受けてしまうのである。 この地磁気によるシールドは Cut-Off-Rigidity (COR) と呼ばれ単位は GeV/c (c は光速) で 表される。COR の値を変化させてデータを切り抜くことができる。



図 4.2: 高エネルギー領域における CXB のスペクトル [13]



☑ 4.3: South Atlantic Anomaly[12]



図 4.4: 軌道上での COR のマップ [9]

4.2 PIN BGD モデルの構築

ここではBGD モデルがどのようにして構築されているかを述べる。BGD モデルは様々 な方法で作ることができるが、今回はbgd-aとbgd-dという SWG(Suzaku Working Group) で使用しているモデルについて説明する。

4.2.1 bgd-a 作成方法

bgd-aのモデルを構築するのに地球の掩蔽データを利用する。掩蔽とは、「すざく」は LEOを回っているので地球に近いのだが、天体を観測していても視野に地球が入って来て しまう。このように視野内に地球が入ってきて隠れることを掩蔽(occultation)というが、こ のときはCXBも入ってこない。この状態を地没と呼び、NXBと考えてよい。このデータ を用いてモデル化を行う。モデル化のために2つのパラメータを用いる。1つ目はPIN-UD である。HXD-PIN 検出器に高エネルギー粒子が入ると、通常のX線信号よりも大きな信 号を出し、その数を数えているのがPIN-UDカウンターである。よって、PIN-UDにより、 宇宙線の荷電粒子の数を計測して、このデータを使いモデルを構築する。



図 4.6: PIN のカウントレートと COR、PIN-UD カウントレートの相関図。左側が PIN のカ ウントレートと COR の相関である。右側が PIN カウントレートと PIN-UD カウントレー トの相関図である。

図4.5 はバックグラウンドの一日の PIN のライトカーブを示している。これには様々な場所にピークが見られ、SAA 直後の放射化の影響であったり、COR の低いところでの荷電粒子の影響が考えられる。図4.6 は PIN のカウントレートと COR、PIN-UD のカウントレートの相関図を示している。これにより COR と PIN-UD が相関していることがわかる。図4.5 について、左の方のデータが途切れているところが SAA 中である。その直後はカウントレートが大きくなっているのがわかる。そのあとの 1.872×10⁸ 付近にあるピーク達では COR が低くなっている。COR の低いところで多くなるカウントレートは PIN-UD により 記述することができるが、SAA 直後のカウントレートの増加には新たに PIN – UD_{build-up} というパラメータを導入する。これは

$$PIN - UD_{build-up}(t) = \int_{-\infty}^{t} PIN - UD(t_0) \exp(\frac{t_0 - t}{\tau}) dt_0$$

$$(4.1)$$

で定義する。つまり、SAA 中で放射化に寄与した粒子数を表す PIN-UD を放射化された 原子核の崩壊成分でなましたものである。ここで時間定数 τ は 5000~10000s の間とし、最 終的には τ = 8000 s とした。PIN-UD と PIN – UD_{build-up} のライトカーブを図 4.7 に示す。



図 4.7: PIN-UD(上段) と PIN – UD_{build-up}(下段) のライトカーブである。[20]

地没のデータベースは PIN-UD と PIN – UD_{build-up} のふたつのパラメータによって分類 され蓄積した地没データとして構成されている。蓄積データは仰角 – 5° 以下、COR が 6GV 以上の PIN イベントデータから成っている。

PIN BGD モデルは各時刻において上の2つのパラメータを参照してデータベースか らスペクトルを取ることにより構築される。次のイベントまでの時間とパルスハイトは PINNXB spectrum と平均カウントレートをもとにした確率分布によってランダムな数を 生成することにより得られる。それを観測の始めから終わりまで繰り返すことにより PIN BGD event file を作るのである。

4.2.2 bgd-d 作成方法

この bgd-d は bgd-a の作成方法に比べて、パラメータを増やし、そのパラメータで構成 される経験的な関数によって地没のライトカーブをフィットし、関数つまり BGD モデル を求めるものである。

bgd-dは、もともとGSOのBGDモデルのために開発されたものである。あるエネルギー バンドで 1bin 当たり 200sec のライトカーブを作る。PIN の場合では 11-70keV のエネル ギーバンドひとつで解析する。 そのライトカーブをフィットすることにより、パラメータを決めていく。bgd-a で行った ように、PIN-UD カウントの二次多項式関数によって COR の依存度は表され、放射化成 分は PIN – UD_{build-up} カウントによるもうひとつの条件によって表される。これを様々な τ_k について計算するのである。様々な研究により、少なくとも3か4の時間定数 τ_k が必 要ということがわかった。

さらに放射化成分は地磁気とHXDの視野の間の角度 θ_B に依ることがわかった。これは、 θ_B が小さいときにはSAAからの荷電粒子が直接HXDのWell検出器に入ってしまうこと により、同じPIN – UD_{build-up}カウントであってもGSOのBGDレベル増えてしまうので ある。これを表す項は $\theta_B(t) \ge GSOHCNT(t)$ である。GSOHCNT(t)はGSO450-700keVの カウント数であり、天体からの信号は無視できる。

これらの考察によってフィッティングする関数は

$$BGD_{i}(t) = a_{i} + \sum_{k=0}^{3} b_{k,i} \int \left(1 + c_{k,i} \frac{90^{\circ} - \theta_{B}(t')}{90^{\circ}}\right) \cdot PINUD(t') \cdot exp\left(-\frac{t-t'}{\tau_{k}}\right) \\ + d_{i} \cdot PINUD(t) + e_{i} \cdot PINUD^{2}(t) + f_{i} \cdot GS OHCNT(t) \cdot \left[1 + g_{i}exp\left(-\frac{t-t_{SAA}}{\tau_{g}}\right)\right] \\ + h_{i}(t)$$

(4.2)

で表される。ここで係数 $a_i, b_i, c_i, d_i, f_i, g_i$ はモデルのパラメータである。 t_{SAA} は SAA の 終わりからの経過時間、 $\tau_g = 10000 \text{sec}$ とする。 h_i は現在の不確定要素をできるだけ減ら すために導入した。BGD をモデリングするインプットデータは PIN-UD(t)、 θ_B とt であ る。各月のモデルパラメータのセットは各月及び、その前後 ±10 日の地没データのフィッ ティングをすることにより決定する。図 4.8 はライトカーブのフィッティングの例と補正 項 h_i を示す。このように BGD モデルパラメータの組を決定する。

今回の解析ではこのbgd-dを使用したので、次の4.3ではbgd-dについて検証した。



4.3 BGD 不定性の検証

天体からの信号は衛星のデータから BGD モデルと CXB を差し引くことにより得るこ とができる。明るい天体の信号がないと思われる場所での衛星データ(以後「暗い天体」 という)は CXB+BGD モデルと同じ(BGD が正確な場合)になる。このことを利用して暗 い天体についてライトカーブを作成することにより、どれだけライトカーブが CXB レベ ルから揺らいでいるかを調べて、BGD の不定性を検証する。BGD が安定な観測時刻を使 うため、COR は 8GeV 以上、SAA の通過後 500sec 以降、仰角は 5 度以上のデータを用い bit-lowmode を使わないとした。(これはクリーンイベントと同じ条件である。)

4.3.1 ライトカーブ

今回 35 の暗い天体についてライトカーブを作成した。その中の代表的な天体について ライトカーブを載せる。

図 4.9 で、North Ecliptic Pole は 2005 年の 9/2、Fornax Cluster は 9/13、RXJ1856.5-3754 は 10/24、AE_AQUARII は 10/30、LOCKMAN HOLE は 11/14、ARP220 は 2006 年 1/7、 NEP(North Ecliptic Pole) は 2/10、High_Latitude-A は 2/14 に「すざく」によって観測され た。各ライトカーブの上の図は観測データと BGD のデータであり、このふたつの残差が 天体のデータとして下に表す。青い線は CXB レベルであり、15-40keV での CXB を示し ている。つまりは暗い天体の場合、残差がこの青いライン上にあるとモデルはよく再現で きていると考えてよい。エラーは統計誤差である。ライトカーブを見るとほぼ CXB のラ イン上に点があるように見える。つまり BGD はよく再現できている。

ここで Fornax Cluster に SAA の範囲を示した。青の斜線の範囲は SAA を通過している 最中なので、「すざく」は電源を切っている。しかし図にあるように SAA を通過している 最中には観測データの放射線量は増えてくる。さらにそれに合わせて BGD モデルも増加 していることがわかる。しかし、放射化に伴って BGD の再現性が SAA を通過していな いときよりは若干悪化しているようにも見える。

次に Fornax Cluster について様々な時間 bin でのライトカーブを示す。

図 4.10 は左側の上から 1000、4000、8000sec であり、逆の右側の上から 16000、32000、86400sec となっている。AGN の解析に用いた時間 bin は 8000、16000、32000sec である。86400sec は一日の長さであるので Fornax Cluster は大体一日の観測であることがわかる。このライトカーブより時間 bin を大きくまとめるほど統計誤差は小さくなり、CXB 付近に安定していく。逆に時間 bin を小さくすると誤差とゆらぎが大きくなっていくことがわかる。

図 4.11 は同じく Fornax Cluster で 40-70keV でのライトカーブを示している。

図 4.12 と図 4.13 は 15-4keV と 40-70keV での観測データから BGD モデルの差を観測 データで割った残差割合を示している。これを見るとわかるように 15-40keV でのライト カーブより 40-70keV でのライトカーブの方が統計が悪いので残差の割合は大きくゆらい でいるが、誤差の範囲内で CXB レベルである。



図 4.9:8 つの暗い天体についてのライトカーブ。黒いプロットは観測データ、赤いプロットはBGD モデル、緑のプロットはデータから BGD を差し引いた天体のデータである。横軸が時間(s)、縦軸が単位時間当たりの放射線量(count/s)。エネルギー帯域は15-40keV であり、1 プロット毎の時間 bin は 4000s である。



図 4.10: Fornax Cluster について各時間 bin 毎でのライトカーブ



図 4.11: 40-70keV での Fornax Cluster のライトカーブ



図 4.12: Fornax Cluster の 15-40keV で、差分を観測データで割って比を表した。上の図は 今までと同じ観測データと BGD モデルである。下は残差/観測データとして比を取ってい る。青い点は CXB の値を観測データで割っている。



図 4.13: Fornax Cluster の 40-70keV での比を表した。

4.3.2 ライトカーブの系統誤差

それでは次に、今まで作ってきたライトカーブを統計的に処理して、系統誤差を評価しなければならない。同じ時間 bin で調べた天体の各ライトカーブの残差を頻度分布、つまりヒストグラムとして表すことにより、ライトカーブの残差の分散を求める。それと統計誤差とを比較することにより、BGD の系統誤差を評価する。



図 4.14: 各時間 bin でのライトカーブの統計。黒いヒストグラムがライトカーブの統計で あり、赤いヒストグラムがそのライトカーブのエラーの統計である。各図の右上にライト カーブの統計のピークと分散を載せる。横軸は各ライトカーブの count/sec である。

ライトカーブの不定性の原因には統計誤差と系統誤差がある。このうち統計誤差とはあ るカウントがn回測定されたときに必ず√nのゆらぎがポアソンゆらぎとして生ずるもの である。一方、ある物理量を同じ方法を用いて測定すると、「真の値」にたいして系統的 にずれて測定されるような場合、それを系統誤差という。今回のBGDの不定性の検証で は、BGDモデルがしっかりと再現できていないときには系統誤差としてライトカーブの 残差のばらつきに現れるはずなのである。

それでは図4.14を見てみると、図は各時間 bin でのライトカーブの残差(黒)と統計誤差 (赤)を示している。また表4.1 に各時間 bin でのライトカーブの統計誤差の平均、残差の 分散、r.m.s.の値を示す。分散の値と統計誤差の平均を比較してみると、ほぼ同じような 値になっているが、分散の方が統計誤差より少し大きい。つまり、この差が系統誤差に相 当する。実際の天体のライトカーブがこの統計の分散より、3 より変動していたら有意 な変動ということが言える。

統計誤差の平均は時間 bin が大きくなる毎に小さくなっていて、残差の分散もそれに伴うように小さくなっていっている。ここで √(分散)² – (統計誤差)² を計算している。分散

時間 bin(sec)	時間 bin(sec) 統計誤差の平均 (count/s) 列		分散 (count/s)	$\sqrt{(分散)^2 - (統計誤差)^2}$
4000	0.0148		0.0154	0.000426
8000	0.0105		0.0116	0.000493
16000	0.0077		0.0107	0.000743
32000	0.0055		0.0071	0.000449
時間 bin(sec)	分散/BGD カウントレート	• (%)	系統誤差/B	GD カウントレート(%)
4000	5.7			0.16
8000	4.3		0.18	
16000	4.0		0.28	
32000	0 2.6		0.17	

表 4.1: 各時間 bin 毎の統計誤差の平均、残差の分散、 √(分散)² – (統計誤差)² の値、分散 と系統誤差の BGD カウントレートに対する割り合い

には統計誤差と系統誤差が存在し、このような計算をすることで系統誤差の目安としている。最後にBGD モデルの平均カウントレートに対する系統誤差の割り合いを示した。大体BGD カウントレートの0.2~0.3%ほどが系統誤差と考えることができる。これは1 での値で、90%の信用度を求めるなら3 以上変動しているときにはBGD 不定性ではないリアルなものだということができる。

因みに、ピークがほぼ 0.02count/sec 当たりにあり原点からずれているが、これは CXB が原因であると考えられる。暗い天体のデータを使用しているので CXB の影響は避けら れないために見えてしまう。しかし、現在のモデルでの CXB の量は、大体 0.017count/sec ほどである。全体的にその値より若干高い。これの原因として、CXB のモデルが正確で ないや BGD のモデルが引ききれていないなどが考えられる。

第5章 データ解析

4章で行った BGD の不定性をもとに AGN の時間変動解析を行う。各エネルギーバンド でどれくらい変動しているかを調べ、定量的に調べることにより直接成分、反射成分付近 での変動の違いについて解析する。

5.1 観測天体について

今回は5つのAGN について解析を行った。これらのAGN は Seyfert 銀河であり、比較 的近傍にある時間変動解析に適した天体である。

	AGN		暗い天体		
観測開始	観測天体	観測時間	観測開始	観測天体	観測時間
05091608	NGC_2110	76.3	05091301	Fornax_Cluster	64.3
05101213	NGC_3516	113.3	05102406	RXJ1856.5-3754	56.1
05120722	MCG-5-23-16	75.4	05103021	AE_AQUARII	53.0
05122408	NGC_4388	101.2	05111405	LOCKMAN_HOLE	86.3
06010923	MCG-6-30-15	111.1	06010708	ARP220	81.2
06012312	MCG-6-30-15	73.5	06021005	NEP	76.7
06012722	MCG-6-30-15	73.5	06021406	High_Latitude-A	62.2

表 5.1: 観測天体とターゲット名と実際の観測時間である。観測時間の単位は (ksec) である。左側が AGN であり、右側が比較する暗い天体である。

表 5.1 について、左側が AGN 天体である。右側が暗い天体であり、変動していないと 考えることができるので BGD の系統誤差を評価するために AGN との比較に使う。

今回はBGDの不定性でも使ったクリーンイベントを使用していて、データリダクションはBGD不定性の検証のときのデータと同じである。

5.2 解析手法

解析の手法としてはまずライトカーブを作成する。様々なエネルギーバンドでのライ トカーブを作成してエネルギー毎での変動の違いを見る。ライトカーブは8000、16000、 32000secのbinで作成した。さらに、エネルギーバンドは1-2,2-3,3-4,4-5,5-6,6-7,6.2-6.5,7-9,15-25,25-50keVに分けてライトカーブを作成する。なぜ6.2-6.5keVだけ取り分けてライ トカーブを作成し、後の解析でもこのエネルギーバンドを使うのかというと、ここはスペ クトルをとると鉄の輝線が見えている。これは熱的に放射されたX線が鉄に吸収されK 殻の電子を弾きとばす。するとL 殻の電子がK 殻に降りてくる。そのときにL 殻から K 殻 への差分のエネルギーをX 線として放射するのである。このX 線のエネルギーは6.4keV であり、このX線をFe-Ka線という。この輝線はAGNの場合、スペクトルでかなり強く 見ることができる。これは鉄に反射してから到来しているので反射成分のひとつと考える ことができ、この輝線の振舞いだけを取り出して解析することは有用である。

次に各時間 bin のライトカーブごとでの r.m.s.(root-mean-square)の作成である。この r.m.s. は前にも述べたように、ライトカーブのばらつきを示したものである。つまり、天体が有 意に変動している場合ライトカーブのばらつきが大きくなるので、 r.m.s. が大きくなるの である。この r.m.s. の計算方法は

$$\sigma_{rms}^2 = \frac{1}{N(\mu - \mu_{CXB})^2} \sum_{i=1}^{N} [(Y_i - \mu)^2 - \sigma_i^2]$$
(5.1)

である。このとき、 σ_{rms}^2 をr.m.s.の値、Nをデータ数、 μ をライトカーブの平均値、 μ_{CXB} を各エネルギーバンドでのCXBの平均値、 Y_i を各ライトカーブの値、 σ_i をライトカーブの各統計誤差としている。このr.m.s.のエラーを σ_{rmserr} として

$$\sigma_{rmserr} = \frac{\sqrt{\sum_{i=1}^{N} \sigma_i^2}}{N}$$
(5.2)

というように計算した。この r.m.s. を各エネルギーバンドで計算することにより各バンド での統計誤差以外によるばらつき、つまり変動性をみることができるのである。

さらに、XIS での r.m.s. の計算については、その平均カウントレートに比べて CXB は低 いので (XIS は目的の天体の信号が望遠鏡で CCD カメラ上の一点に集光されるので CXB や NXB に比べて、信号のレートが大きくなる。) 無視していいが、HXD 検出器の場合は非 イメージング装置なので CXB が混入してしまう。CXB が存在すると平均カウントレート が高くなってしまうために全体的に r.m.s. の値が低くなってしまう。XIS と PIN の r.m.s. と 比較をする場合、PIN のデータから CXB の寄与をなくするために XIS の場合は天体の信 号に比べて CXB の値が小さいので $\mu_{CXB} = 0$ とした。例として図 5.1 は天体 MCG-6-30-15 について横軸をエネルギー、縦軸を r.m.s. としてプロットしたものである。これを見ると 低エネルギー側で r.m.s. が高く、高エネルギー側にいくほど低くなっているので、高エネ ルギー側にいくほど変動しにくくなっていることがわかる。

次に解析して求めるものが、flux-flux 相関図である。これはある時間でのライトカーブ の値を違うバンドで比較するというものである。つまり、横軸に基準となるバンドのライ トカーブの値 (count/sec)をとり、その点と同じ時刻での他のバンドでの値を縦軸にとって プロットする。これにより、同じ時刻でのライトカーブの点に相関があるかを見ることが できるのである。図 5.2 はその例として MCG6-30-15 についての flux-flux 相関図である。 横軸に 1-2keV でのカウントレートを、縦軸に 14-45keV でのカウントレートを示してい る。これを見ると各カウントレートは相関しているように見える。



図 5.1: MCG-6-30-15 についての r.m.s. を示す。各エネルギーバンド毎に r.m.s. を求めることにより、各エネルギーでの変動性をみることができる。図では低エネルギー側がより変動している。[17]



図 5.2: MCG-6-30-15 についての flux-flux correlation を示す。x 軸に 1-2keV でのカウント レートを取り、y 軸に 15-45keV でのカウントレートを取っている。図では 1-2keV でのカ ウントが高くなると、15-45keV でのカウントも高くなっていることがわかる。[17]

5.3 AGNの解析結果

5.3.1 AGN のライトカーブの作成

解析手法で述べたように、まずはライトカーブを作成した。

図 5.3 と図 5.4 に観測した AGN のライトカーブを示した。上下ふたつのライトカーブで 一組である。上のライトカーブは XIS で観測し、4-9keV でのエネルギーバンドで作成し た。下のライトカーブは HXD で 15-25keV である。両方とも時間 bin は 16000sec である。 上下ふたつのライトカーブは XIS の方が上がると、HXD の方も上がるといったように相 関が見られる。確かに天体由来の時間変動であることを示している。

ライトカーブの変動の様子はAGNでも様々である。例えば、図5.3の左上にあるNGC2110 はXISでもほとんど変動が見られない。さらにHXDの方でも、BGD不定性がXISに比 べて効いてくるので変動しているように見えても、不定性のレベルに留まっているので有 意な変動とは言えない。一方、NGC4388ではXISでも2倍近い変動があり、HXDの方で も1.5倍変動しているので、有意な変動だと考えることができそうだ。さらにAGNの強 度も様々であり、count/secが2程もあるものから、0.2程しかないものまでとAGNの特 徴を見ることができる。



図 5.3: 今回解析した AGN について (左上 NGC2110, 右上 NGC3516, 左下 MCG5-30-15, 右下 NGC4388) のライトカーブ。上側が XIS でエネルギーバンド 4-9keV で観測したときである。下側が HXD15-25keV で観測したときのライトカーブと観測データと BGD モデル である。下側の上の黒い点が観測データ、赤い点が BGD モデル、下の緑の点が観測データと BGD モデルの差分である天体データである。



図 5.4: 今回解析した AGN について (MCG-6-30-15, 左上 2006 年 1/9, 右上 1/23, 下 1/27)の ライトカーブ。表記は図 5.3 と同じである。

各エネルギーバンドでのライトカーブの r.m.s. を取って、エネルギーと r.m.s. の対応関 係をプロットした。図 5.9 は時間 bin を 32000sec としたときの r.m.s. を示している。r.m.s. が低いほど変動が少ないことを示している。式 5.1 で表したように、平均で割っているの で平均からどれだけ変動しているかが割合として表される。

ここで HXD のエネルギーバンド側 (15-25keV,25-50keV) に様々な色の点が存在してい るが、これは表 5.1 の右側で述べたような暗い天体での r.m.s. も同時にプロットしてある ためである。これら暗い天体は変動していないと考えることができるので、この程度の r.m.s. は BGD の不定性として存在してしまうのである。つまり、この暗い天体レベル以上 での r.m.s. による変動が見られたときには、有意に変動していると見なせる。因みに、こ の暗い天体での r.m.s. を計算するに当たり、最後に規格化するために平均値 μ で割ってい るが、この平均値 μ は AGN での μ を使った。

では各天体について見ていく。ライトカーブで見たように、NGC2110 はほとんど変動していなかったが、r.m.s. でも変動していないことがわかる。一方 NGC4388、MCG5-23-16、 MCG-6-30-15 の 2006 年 1/27 のものなどは 15-25keV での暗い天体の r.m.s に比べて高い値 である。これはこのエネルギーバンドでは有意に変動しているということを示している。

NGC4388 は他の AGN の r.m.s. と違い、1-3keV では全く変動せずに0を示している。 NGC4388 は Seyfert II 型の AGN で、統一モデルによるとトーラスなどの光学的に厚い物 質で遮られていると考えられている。それによりスペクトルでもあまりこのエネルギーバ ンドでは強度がない。さらにこのエネルギー帯の放射はトーラスなどに遮られ、反射して から到達していると考えると、時間変動は反射などによってなまされ見ることができなく なる。よって、r.m.s. は小さくなると考えられるのである。しかし、光のエネルギーが高 くなると散乱しづらくなり、直接観測することができるのである。つまり時間変動を見る ことができるので r.m.s. は大きくなっていく。他にも NGC2110 も SeyfertII 型であり、今 述べたような特徴がありそうだが、本来の r.m.s. が小さいので判断できない。

一方、MCG-6-30-15とNGC3516はSeyfert I型であるが、低エネルギー側の連続成分でのr.m.s. が高い値を示している。そして 6-7keV へ向かうほどにr.m.s. が減少していくのがわかる。ここでNGC3516の15-25keV でのr.m.s. は0を示しているので図に現れない。これは低エネルギー側は連続成分が支配的であるのに対し、高エネルギー側になると反射成分が多くなってくるために変動が少なくなっていくと考えられる。

これらの Seyfert I 型、II 型には違いが見られるが、MCG-5-23-16 はその中間のような振 舞いをしている。r.m.s. が低エネルギー側から 15-25keV 付近までほぼ一定の値を示してい るのである。この MCG-5-23-16 はスペクトル解析より Seyfert 1.9 型であるとされ、r.m.s. で比較しても I 型と II 型の中間の振舞いをしているのがわかる。

鉄輝線付近のエネルギーバンド(6.2-6.5keV)でのr.m.s. はどの天体でも基本的に小さい。 これは鉄輝線成分は変動しづらいという Fabian et al. 2004[15] とも合う解析結果となり、 反射成分と考えてよい。

他の時間 bin での r.m.s. について図 5.6 にまとめた。これは NGC4388 について時間 bin を 8000,16000,32000sec として r.m.s. を取ったものである。各時間 bin での r.m.s. を見てみ ると、時間 bin が大きくなる程に r.m.s. の値は低くなっていることがわかる。これは bin を まとめていくとなまされてばらつきが小さくなるためだと考えられる。

42



図 5.5: 各 AGN での r.m.s. を示す。エネルギーバンドはライトカーブのエネルギーバンド と同じである。黒い点が AGN の r.m.s. である。15-25keV,25-50keV にある赤色の点は各暗 い天体での r.m.s. である。



図 5.6: NGC4388 について各時間 bin での r.m.s. を示す。時間 bin は左上が 8000sec、右上 が 16000sec、下の図が 32000sec である。HXD-PIN の領域である 15-50keV では暗い天体 での BGD モデルの不定性による変動を示す。

5.3.3 r.m.s. の時間 bin による推移

図 5.7 にこれらの r.m.s. は時間 bin によりどのように推移するかを示した。ここでは縦軸 に count/sec を使っている。これは平均カウントレートで割らなかったのでカウントとし て r.m.s. を表示している。これを見ると XIS での r.m.s. が高いことがわかる。これは XIS の平均カウントレートが高いのでその変動も大きいためである。一方、暗い天体と AGN の r.m.s. の推移を比較してみると、暗い天体に埋もれてしまう AGN もある。前にも述べた 通り、暗い天体に埋もれてしまうような AGN のライトカーブでは本当に変動しているか を決めることができない。しかし暗い天体に関して、rms がほぼ 0 になるものがある。こ れは日によって BGD の再現性にばらつきがあることを示しているので、よく再現してい る日と再現性が悪い日があるということがわかる。MCG-5-23-16,NGC4388,MCG-6-30-15 は 15-25keV のエネルギーバンドで r.m.s. が暗い天体より大きいので、有意に変動してい ると考えることができる。

5.3.4 flux-flux 相関

今回は4-9keVと15-25keVで相関があるかをみる。図 5.8 は 32000sec での flux-flux plot である。これをみると4-9keVと15-25keVでのライトカーブには比例関係があるように見 える。しかし、NGC2110 などの天体はライトカーブにより、時間変動をしていないよう に見えるので、BGD 不定性による変動が強く出てしまう。それにより 4-9keV と 15-25keV での相関は見られなくなってしまう。NGC3516 についても r.m.s. を見る限り、15-25keV では BGD 不定性が AGN の時間変動の大きさを上回っているので、flux-flux plot でも相関 が見えづらくなっている。

この flux-flux plot は切片にも意味を持つ。比例関係が成り立っているとしたとき、y切 片はそのy軸方向の物理量の変動のしにくさを表す。つまりx軸の変動に対してどれだけ 変動しにくいかということがわかるのである。今回の図で、この値が高ければ低エネル ギー側の 4-9keV に対して高エネルギー側の 15-25keV は変動しにくいのである。この変 動のしにくさをカウントレートの平均値でy切片を割ることにより求めた。このとき両方 の値から CXB のレートを差し引いて計算した。その結果を図 5.8 の各図の左上に%とし て表示した。

各図を見ていくと、NGC2110 はライトカーブからほとんど変動していないとすると、 HXDのBGD不定性のためうまくプロットできてない。NGC3516の値は高エネルギー側 が全く変動していないことを示しているが、この検証は次のflux-flux plotでのr.m.s.を 取って考えてみる。MCG-5-23-16,NGC4388,MCG-6-30-15 は低エネルギー側と高エネル ギー側が相関しているように見える。MCG-5-23-16 は高エネルギー側も変動しやすく、y 切片がほぼ CXBのレベルである。



図 5.7: 各 AGN の r.m.s. での時間 bin による推移を示している。 の黒い点が XIS の 4-5keV での r.m.s. の変化、赤い の点が HXD によるの 15-25keV での r.m.s.、緑の点たちは暗い 天体 15-25keV での r.m.s. である。横軸に時間 bin、縦軸に count/sec とした。



図 5.8: 各 AGN での flux-flux plot を示す。時間 bin は 32000sec で 4-9keV と 15-25keV での 相関を取った。

5.3.5 flux-flux 相関図での r.m.s.

flux-flux plot で低エネルギー側と高エネルギー側ではある天体ではライトカーブは相関 しているということがわかった。天体によってはこの関係は顕著であり他の天体も基本的 には当てはまるので、全ての AGN が比例すると仮定して進める。ではこの flux-flux plot 中での直線からのばらつきの原因はなんであろうか?原因として考えられるのは HXD で のBGD 不定性である。HXD で BGD に不定性が存在するとライトカーブがゆらいでしま う。本来ライトカーブは低エネルギーと高エネルギーで比例するが高エネルギーがゆら ぐために flux-flux plot でばらつきが出てしまうのである。つまり、逆に考えると flux-flux plot のばらつきはそのまま BGD 不定性ということになる。この r.m.s. を取ることにより、 今までの方法と違うやりかたで BGD の不定性を見ていくことができる。

図 5.9 は flux-flux plot での r.m.s. も含めた各エネルギーバンドでの r.m.s. を示している。 各点は前にも述べたのと同じである。新しい青色の点はその天体の 4-9keV と 15-25keV での flux-flux plot におけるフィットした直線からの r.m.s. である。この r.m.s. の計算方法は、

$$\sigma_{rms}^2 = \frac{1}{N\mu^2} \sum_{i=1}^{N} [(Y_i - aX_i - b)^2 - \sigma_i^2]$$
(5.3)

で表す。このとき aX_i+b はフィットした直線である。誤差は同じとしている。

図 5.9を見ると、NGC2110とNGC3516については、ライトカーブ15-25keVでのr.m.s. と flux-fluxplotでのr.m.s. は同じ値になっている。これはライトカーブのばらつきと fluxflux plotのばらつきが等しい、つまりどちらも BGD 不定性によるばらつきのみあり、天 体の変動は見られないということである。NGC2110 は 1-50keV でのエネルギー帯域にお いて変動していない。一方、NGC3516 の低エネルギー側でのr.m.s. は高い値を示してい るので変動していると考えられるが、15-25keV の領域での変動はほとんど BGD 不定性に 埋もれてみることができないので変動していないということがわかった。次に他の天体を 見てみるとライトカーブによる r.m.s. は flux-flux plot による r.m.s. より大きな値を示して いる。これは BGD 不定性より有意に変動していることを示す結果となる。

BGD 不定性を表すために、暗い天体でのライトカーブの r.m.s. を取り、flux-flux plot での r.m.s. を取った。しかし暗い天体でのライトカーブの r.m.s. では日によってのばらつきが存在したが、一方で flux-flux plot での r.m.s. は各暗い天体でのライトカーブの r.m.s.の中間あたりにあることがわかる。この事実から BGD の不定性は典型的には flux-flux plot での r.m.s. の値付近であるということがわかった。

5.3.6 ライトカーブの r.m.s. と flux-flux 相関

ライトカーブでの r.m.s. と flux-flux 相関の y 切片の割合というそれぞれ違う解析方法に よって求めた値を図 5.10 と図 5.11 にまとめた。横軸に flux-flux plot での y 切片を平均カ ウントレートで割った割合 (flux-flux correlation) をとり、縦軸に 15-25keV と 4-9keV での ライトカーブの r.m.s.(count/sec) をとった。

図 5.10 と図 5.11 より基本的に flux-flux correlation が小さくなるほど r.m.s. の値が大き くなっていく。flux-flux correlation は変動のしにくさ、つまり一定成分を述べているのだ が、一定成分と変動成分の割合は両方の評価で同じになる。つまり、r.m.s. の小さい天体 は flux-flux の切片が大きく、一定成分の割合が多いことを示している。そして、それぞれ の天体での r.m.s. のエネルギー依存性は、r.m.s. による評価と flux-flux 相関による評価で 同じであり、反射成分が高エネルギー側ほど割合が多くなることを意味する。

天体	r.m.s. (15-25keV)	暗い天体の r.m.s.	flux-flux plot \mathcal{O} r.m.s.
NGC2110	0 ± 0.010	0.024 ± 0.008	0 ± 0.009
NGC3516	0 ± 0.017	0.068 ± 0.022	0 ± 0.017
MCG-5-23-16	0.088 ± 0.011	0.028 ± 0.010	0.011 ± 0.011
NGC4388	0.075 ± 0.013	0.045 ± 0.015	0 ± 0.013
MCG-6-30-15 (1/9)	0.109 ± 0.020	0.080 ± 0.026	0.028 ± 0.020
MCG-6-30-15 (1/23)	0.066 ± 0.024	0.075 ± 0.025	0 ± 0.024
MCG-6-30-15 (1/27)	0.148 ± 0.024	0.078 ± 0.026	0.068 ± 0.024

表 5.2: 各天体の 15-25keV での r.m.s. の値 (これは全体の値の平均の比である) と同じバン ドでの暗い天体 (AE_AQUARII) での r.m.s. と flux-flux plotの r.m.s. を示している。flux-flux plot での r.m.s. は 4-9keV VS 15-25keV のものである。

しかし図ではちゃんとした比例関係になっていない。それはr.m.s. は変動成分のみを反映させているのではなく、その変動の振幅にも依存しているということによっている。つまり、flux-flux correlation は一定成分のみを述べているのに対してr.m.s. は変動成分と変動の振幅の両方によって決まっている。これにより、単純な比例関係にならないと考えられる。



図 5.9: 各 AGN での r.m.s. と flux-flux correlation の r.m.s. を示す。黒い点が AGN の r.m.s.、 赤色の点は各暗い天体での r.m.s.、そして青い点は flux-flux plot での r.m.s. を表す。



図 5.10: 15-25keV でのライトカーブの r.m.s. と flux-flux plot による変動のしやすさとの相 関を示す。横軸に flux-flux plot から求めた y 切片の割合をとり、縦軸に 15-25keV でのラ イトカーブの r.m.s. をとった。



4-9keV flux-flux correlation VS RMS

図 5.11: 4-9keV で図 5.10 と同様に横軸に flux-flux plot から求めた y 切片の割合をとり、縦軸に 4-9keV でのライトカーブの r.m.s. をとった。

5.4 各天体に対しての考察とまとめ

これまで7つの AGN について時間変動解析を行ってきたが、各々の天体によって様々な違いがあることがわかった。

NGC2110 についてはほとんど変動していないことがわかる。ライトカーブによりこれ は顕著に示すことができ、高エネルギー側でもBGD不定性による変動が支配的というこ とがわかった。しかし光度は高く、全体のエネルギーにわたっている。

NGC3516は低エネルギー側、つまり 1-9keV ではそれなりの変動を見ることができる。 一方、15-50keV の高エネルギー側では BGD 不定性に埋もれるくらい変動が小さい。全体 的に光度が低いので高エネルギー側での変動を見ることが難しいこともあり、現時点では 変動をみることができなかった。

MCG5-23-16 では高い光度を持ち、高エネルギー側でも大きく変動していることがわ かった。しかもこの天体の特徴として、他の AGN では高エネルギー側では r.m.s. が減少 しているにも関わらず、1-25keV にわたりほぼ一定の r.m.s. を示していた。つまり高エネ ルギー側で強い変動を見れるのである。

NGC4388 については Seyfert II 型として特徴的な r.m.s. を示している。1-3keV では全く 変動していないが、高エネルギー側にいく程変動を示し、15-25keV まで変動を見ること ができる。放射光度は高くないが、2 倍ほども光度が変動しているのも特徴的である。

また MCG6-30-15 は Seyfert I 型として統一モデルによく合う r.m.s. を示した。低エネル ギー側の r.m.s. が大きく、高エネルギー側にいくほど変動が小さくなっていくのである。 これは直接成分である低エネルギーの光は AGN のジオメトリの変化によって光度変化が 大きく、高エネルギー側の反射成分は反射してからの到達なので変動がなまされてしまう のである。

このように各天体によって様々な特徴がわかったが、AGN についての基本的な振舞い としては、高エネルギー側にいくほど変動しにくいということと、光度が低い天体ほど変 動を顕著にみえる傾向にある。やはり高エネルギー側は反射成分が支配的であり変動しに くいのであろう。そして変動する天体に関しては低エネルギー側と高エネルギー側で変動 に相関があることが flux-flux plot によって示され、変動の大きさは高エネルギー側の方が 小さいこともわかった。

第6章 まとめ

今回 X 線天文衛星「すざく」で AGN の時間変動解析を行ってきたが、これにより次のようなことがわかった。

- 1. HXD-PIN での BGD は硬 X 線領域では空前の低バックグラウンドを実現している が、それでも BGD 不定性による偽変動が見られる場合がある。
- 2. AGN の特徴としてはその時間変動が挙げられるが、Seyfert 銀河でもその変動性に はさまざまな特徴が見られる。
- 3. AGN の各エネルギー間のライトカーブには相関があるが、その変動の大きさは同じ ではなく高エネルギー側にいくほど変動が小さくなる傾向にある。

HXD-PIN による BGD 不定性は BGD モデルの作成方法にも起因して日によってばらつく ことがわかった。これは月ごとの地没を4つのパラメータでフィットすることによりモデ ルを作成するが、この地没の状態、SAA による放射化の蓄積、「すざく」の観測モードの 変更、突発現象による BGD の増加などにより各月、各日で BGD モデルの再現性にばら つきができてしまうのだと考えられる。

AGN の変動性では NGC2110 のようにほとんど変動していないものもあり、逆に MCG-6-30-15 のように強度が 2 倍以上変動する天体もある。この様な様々な AGN が存在する中 で、ジオメトリを理解するためには詳細なデータ、精度のよい検出器が必要不可欠になっ てくる。特に今回の解析でわかったように、高エネルギー側では時間変動がだんだん小さ くなっていることから、その詳細を理解するためにも必要になってくるのである。

6.1 今後の課題

AGN の変動は BGD モデルによる偽変動によって時間変動解析が難しくなってくるの で、BGD モデルの改良が急務となってくるが、「すざく」の観測モードの変更などによる BGD モデルのパラメータ変化などにより、BGD の再現を難しくしていく。これらの要因 を含めた正確な BGD モデルの作成により、HXD-PIN による解析はより精度よいものに なっていくだろう。

AGN の長時間観測もそのジオメトリをを理解する上で有利となる。今回の観測天体で は大きなレンジでの変動を見ることができにくかった。唯一 MCG-6-30-15 が長時間観測 されていたが、連続的に観測はできなかった。大きなレンジで観測することは短期変動で は見えてこない変動を解析することができるだろう。

もうひとつの課題として、エネルギーバンドによる時間変動の違いから、反射成分のス ペクトルを求めていくことができると考えられる。今回は変動しているかそうでないかに のみ焦点をあてて解析して、変動するエネルギー帯としにくい帯があることがわかった。 では変動する成分は1種類だけなのかということについて解析していこうと思う。これを 主成分分析といい、スペクトルによる変動成分の解析を行う。

謝辞

今回、研究を行うに当たり指導していただいた大杉先生、深沢先生に深く感謝致します。 特に深沢先生には基本的な知識から研究の方針、方法、考察などで様々な指導をしていた だきありがとうごさいました。また、研究の方法について新たな方法を教えていただいた ひろたかさん、AGNの基本知識から解析のやり方までお世話になった白井さんにも心よ りお礼申し上げます。そして同室や研究室のみなさん、事務の方々に感謝致します。

References

- [1] 永江 修 2003 年度 卒業論文 (広島大学)
- [2] 高橋 拓也 2005 年度 修士論文 (広島大学)
- [3] 山崎 智紀 2005 年度 卒業論文 (広島大学)
- [4] 中本 創 2005 年度 卒業論文 (広島大学)
- [5] Exploring the X-ray UniversePHILIP A. CHARLES & FREDERICK D. SEWARD 1995,CAMBREIDGE UNIVERSITY PRESS
- [6] 活動する宇宙 -天体活動現象の物理-柴田一成・福江純・松元亮治・嶺重槙 共編, 裳華房
- [7] The Universe in Gamma Rays Volker Schönfelder 2001
- [8] 宇宙科学研究本部データセンター 2005 年 3 月 "科学衛星 Astro-E2 実検計画書 (第 2 分冊)"
- [9] http://www.isas.jaxa.jp/ISASnews/No.251/intro.html X線の予備知識
- [10] http://www.u.phys.nagoya-u.ac.jp/asca_html/agn.html X線観測による「活動的銀河中心核」の解析
- [11] http://www.heal.phy.saitama-u.ac.jp/GRD-WS04/GRD-WS04_Kokubun.pdf HXDの検出器の概観
- [12] http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/ ROSAT Web ページ
- [13] Sreekumar et al. 1998
- [14] T. J. TURNER et al.
 THE ASTROPHYSICAL JOURNAL,524:667-673,1999 Octorber 20 ON X-RAY VARIABILITY IN SEYFERT GALAXIES
- [15] A. C. Fabian et al. Mon. Not. R. Astron. Soc. 335,L1-L5(2002) A long hard look at MCG-6-30-15 with XMM-Newton
- [16] J. S. Kaastra et al. A&A 422,97-102(2004)
 Simultaneous X-ray and ultraviolet spectroscopy of the Seyfert galaxy NGC 5548

- [17] G. MINIUTTI et al. PASJ 2006Suzaku observations of the hard X-ray variability of MCG-6-30-15: the effects of strong gravity around a Kerr black hole
- [18] Koyama, K. et al. PASJ 2006X-ray Imaging Spectrometers(XIS) on Broad Suzaku
- [19] T. Mizuno et al. JX-ISAS-SUZAKU-MEMO-2006-42 Reproducibility of the HXD-PIN Non X-ray Background
- [20] S. Watanabe et al. JX-ISAS-SUZAKU-MEMO-2007-01 The Method of the HXD-PIN Non X-ray Background Modeling
- [21] Y. Fukazawa et al. JX-ISAS-SUZAKU-MEMO-2007-02 Modeling of the GSO background