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

広島大学大学院理学研究科

高エネルギー宇宙・素粒子実験研究室

2007 年 1 月 11 日

主查：

副查：

概要

目次

第 1 章　序論 **6**

第 2 章　活動銀河核 (AGN) とは **9**

2.1 AGN の種類 9

2.1.1 Seyfert 銀河 12

2.1.2 電波銀河 12

2.1.3 ブレーザー 13

2.1.4 クエーサー 13

2.2 AGN の統一モデル 15

2.2.1 降着円盤 15

2.2.2 統一モデルによる分類 16

2.3 巨大ブラックホールの質量についての観測方法 19

2.3.1 P.S.D. 19

2.3.2 ガスの運動 20

2.3.3 reverberation map 21

2.3.4 bulge 質量 21

2.3.5 星の速度分散 21

2.4 AGN の時間変動 22

2.4.1 AGN の放射メカニズム 22

2.4.2 時間変動のタイムスケール 25

第 3 章 X 線天文衛星「すざく」 **26**

3.1 概要 26

3.2 X 線 CCD カメラ:XIS 28

3.3 硬 X 線検出器:HXD 29

3.3.1 HXD 装置のセンサ部 30

第 4 章 すざく HXD-PIN の
バックグラウンドモデルの不定性 **35**

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 36

5.3 解析結果 36

第 6 章 まとめ **37**

図目次

1.1 電磁波の種類 [] 6

2.1 AGN の種類の略図 11

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] 18

2.3 NGC4388 の 4-9keV での時間変動 22

2.4 NGC4388 の 15-40keV での時間変動 22

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。[?] 23

3.1 X 線天文衛星「すざく」の検出部と概観 [2] 27

3.2 XIS の写真と概略図 28

3.3　硬 X 線検出器 HXD[2] 32

3.4　HXD の概略図 [3] 32

3.5　Well 検出器 1 ユニットの概観 [3] 33

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。それらの星は様々な色をしていて、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$380nm \sim 770nm$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、$3 \times 10^8 m/s$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。今回は高エネルギー領域であるX線での解析をしたいと思う。

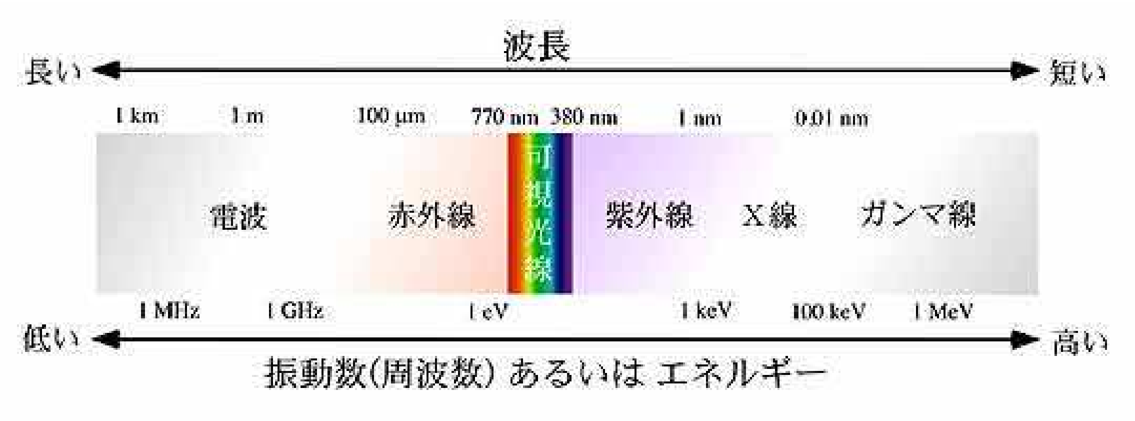
波長
長い
短い
1 km
1 m
100 µm
770 nm
380 nm
1 nm
0.01 nm
電波
赤外線
可視光線
紫外線
X線
ガンマ線
1 MHz
1 GHz
1 eV
1 keV
100 keV
1 MeV
低い
高い
振動数(周波数) あるいは エネルギー

図 1.1: 電磁波の種類 []

X線とは$0.01nm \sim 1nm$の長さの波長の電磁波であり、光子1つあたりのエネルギー量は大体$0.1 \sim 100keV$ほどである。この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$6 \times 10^3 K$であり黒体放射で可視領域での光を主に出している。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$10^{6-8} K$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。

その中で特に大きなエネルギーを出している活動銀河核(AGN)と呼ばれる天体が存在する。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てんたいであり、その放射光度は$\sim 10^{38-47} erg/s$程にも達する。この放射は太陽の放射光度の１兆倍以上であり、このAGNの放射がいかに大きいかがわかると思う。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あげられる。１日や１週間などの周期で放射光度を数倍のレベルで変化させたりする。本研究ではこの時間変動という特徴より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もつということを発見した。さらにこの銀河は幅の広い輝線をもち、当時は全く予想外の天体であった。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。

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、安定しているような銀河もあるが、一方ではとても大きなエネルギーを太陽系程度の小さな領域から放出している天体を中心にも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る舞いをする。

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。今の説ではAGNの中心には太陽の質量の10^{5-9}倍の巨大なブラックホールがあり、これにより様々な現象が起こっていると考えられている。その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放射エネルギーに変えている。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γ線領域までの幅広い波長領域で輝いている。それによるスペクトルを取るとAGNの特徴がわかる。AGNには様々な特徴があり、その特徴ごとで様々な種類に分類されている。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。

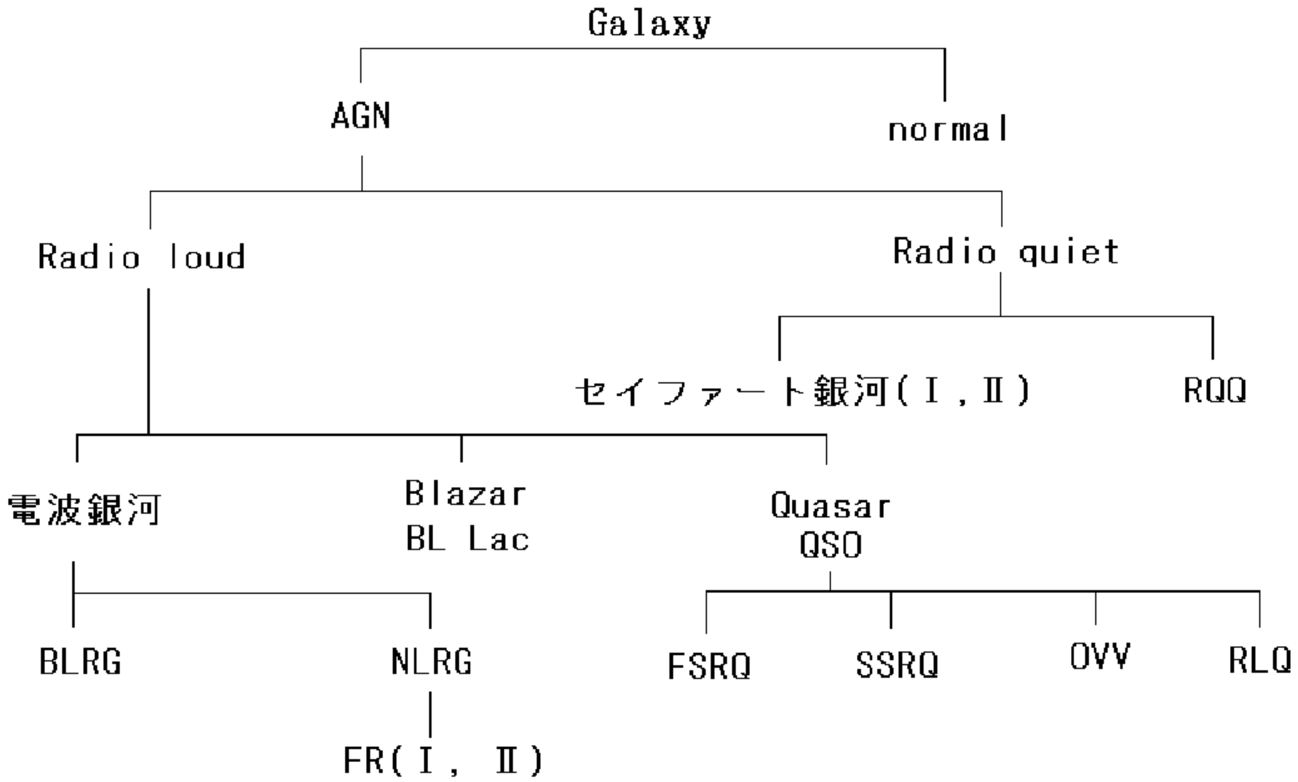
Galaxy
AGN
normal
Radio loud
Radio quiet
セイファート銀河(Ⅰ,Ⅱ)
RQQ
電波銀河
Blazar
BL Lac
Quasar
QSO
BLRG
NLRG
FR(Ⅰ, Ⅱ)
FSRQ
SSRQ
OVV
RLQ

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相対論的に運動していることによる redshift によって光の波長が変化するためである。この相対論的に運動している物質が存在する領域を Broad Line Region:BLR という。このことにより相対論的な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であることがわかる。そして II 型では比較的遅い物質からの放射のみを観測しているのであり、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。さらに NLRG 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 MgIIλ 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、そのエネルギーが問題になる。見かけの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とき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。このような方法で降着円盤ができ、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。さらにはこの熱によって円盤が膨らみ、トーラスとしてドーナツ状の円環ができる。

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。速度が速いためにはエネルギー的に高くなければならず、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。

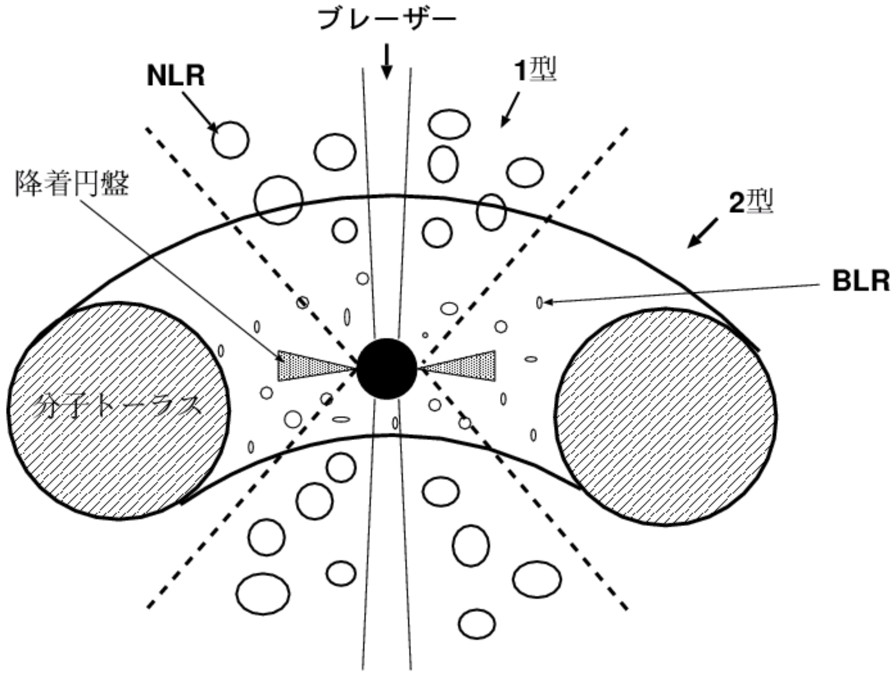
ブレーザー
NLR
1型
降着円盤
2型
BLR
分子トーラス

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

中心天体のような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　P.S.D.

P.S.D. とは Power Spectrum Density の略である。これは AGN の活動周期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 r_g 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。そのためにその活動の周期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周期が比例していると仮定すると、その周期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。その周期の計算方法は、

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

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

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

で表される。ここで s_j はライトカーブの各点の値 $(counts\ s^{-1})$ である。そのときの時間を t_j、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 $T(s)$、$\bar{s}$ が各点の平均値 $(counts\ s^{-1})$ 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。振動数 f を $f = k/T\ (k = 1, 2, ...n/2)$ と定義して、その振動数 f での $\mathcal{P}(f)$ から特徴的な f_i を見つけることによりライトカーブの周期を特定し、中心天体の質量を推定する。

2.3.2　ガスの運動

銀河中には HII 領域と言われる電離水素ガスが固まった領域がある。この HII 領域での放射は主にシンクロトロン放射である。シンクロトロン放射とは、高速な電子などに磁場が加わるとローレンツ力によって曲げられる。そのときに、その曲げられた接線方向に光子を出すことをいう。このシンクロトロン放射では幅広いエネルギー帯域の電磁波が出る。HII 領域では銀河の磁場によって電子がシンクロトロン放射すると考えられる。さらに水素原子の基底状態へ電子が落ちるときには波長が 21cm の電磁波を出す。この様な現

象が銀河中でも起こっており、銀河中のスペクトルにも21cm線が出る。しかし、銀河中の水素の固まり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赤方偏移を起こす。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、

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

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。

2.3.3 reverberation map

2.3.4 bulge質量

2.3.5 星の速度分散

2.4　AGN の時間変動

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。

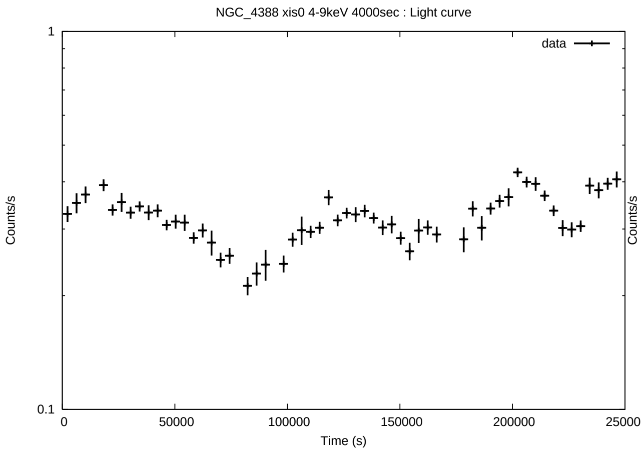

図 2.3: NGC4388 の 4-9keV での時間変動

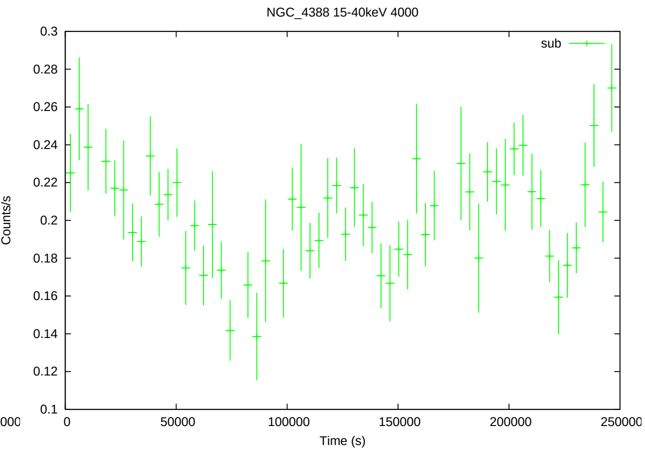

図 2.4: NGC4388 の 15-40keV での時間変動

図は NGC4388 でのライトカーブを示している。左側が 4-9keV をエネルギーバンドとし、右側を 15-40keV としてとっている。図を見ると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 の放射メカニズム

AGN からの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

に分かれていると考えられている。

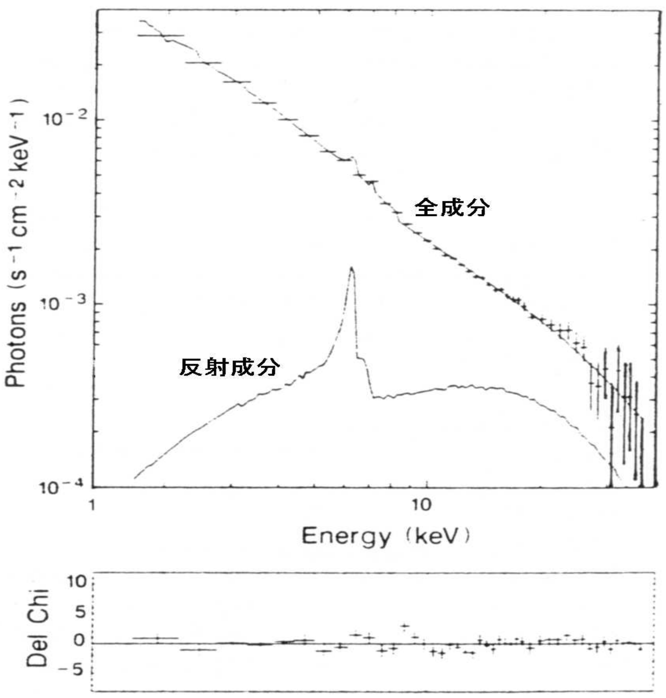

図 2.5: AGN のスペクトルの全成分と予想される反射成分。基本的な成分は power-law 成分である。[**?**]

(i) 降着円盤からの放射によって我々が観測している放射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物質が高いエネルギーを得て光子にぶつかったとき散乱されたとすると、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側に向けてもされる。降着円盤側に放射された放射線は降着円盤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放射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放射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放射線として出す。これを蛍光 X 線と呼ぶ。これが AGN で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。このようにして降着円盤から反射した放射線が反射成分として観測される。

(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

このように AGN からの放射については様々な成分の重ね合わさった放射スペクトルを得ることができる。しかしこれらの各成分はそれぞれ異なった時間変動のタイムスケールを持っている。それにより放射成分ごとに分解することができる。

その前になぜ時間変動するのかについて述べる。時間変動するためには放射によって強度が変化する必要がある。強度は変化する理由としては質量降着率の変化であると考えられる。降着円盤へ降り積もる質量が変化すると降着円盤からの放射も変化してそれが時間変動へ繋がると考えられる。

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。

「すざく」の特徴としては高い分解能の分光能力を持つ。しかし、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$0.2 \sim 600leV$にも及ぶ。これにより熱的な放射領域である$\sim 10keV$だけではなく、非熱的放射領域である$10keV \sim$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。そのためにまず高度$550m$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することができるのである。後述するが、さらにアクティブシールドを用いて視野外X線などの軽減などもある。

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。

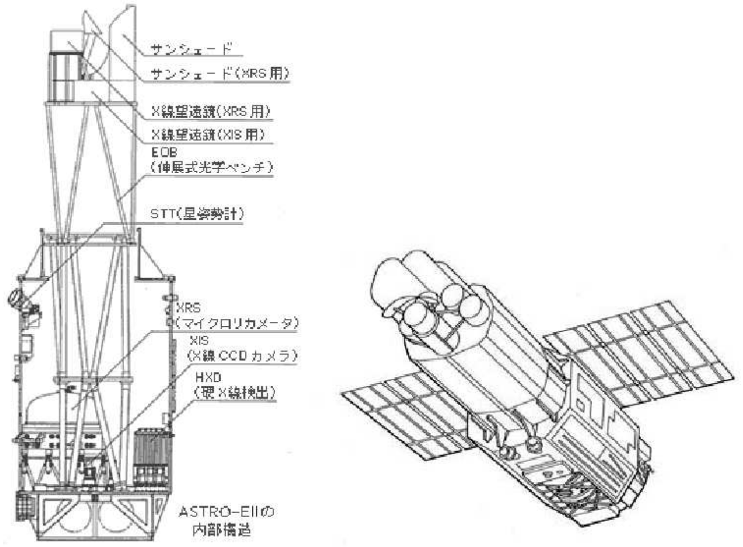
サンシェード
サンシェード（XRS用）
X線望遠鏡（XRS用）
X線望遠鏡（XIS用）
EOB
（伸展式光学ベンチ）
STT（星姿勢計）
XRS
（マイクロリカメータ）
XIS
（X線CCDカメラ）
HXD
（硬X線検出）
ASTRO-EIIの
内部構造

図 3.1: X線天文衛星「すざく」の検出部と概観 [2]

「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

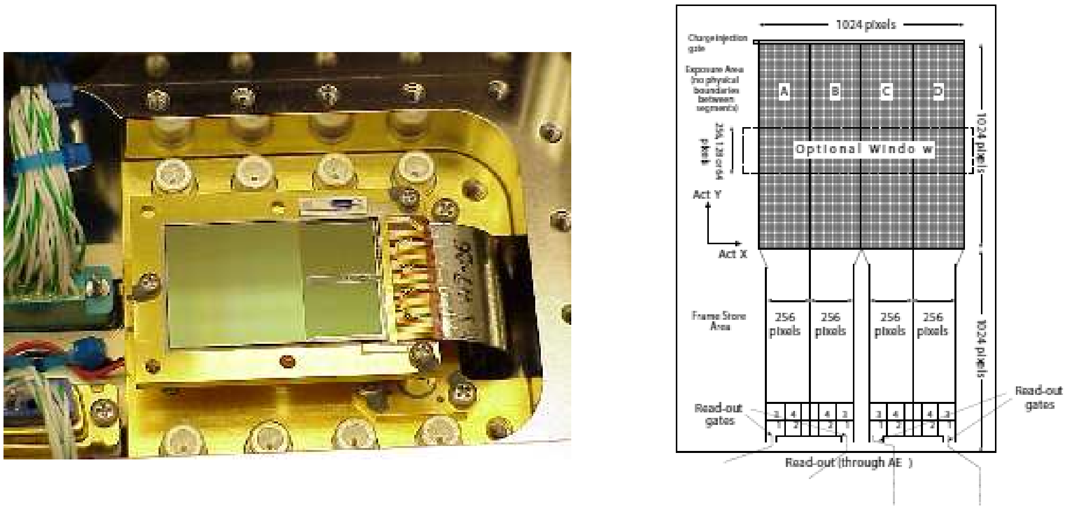
1024 pixels
Charge injection gate
Exposure Area (no physical boundaries between segments)
A
B
C
D
Optional Window
256, 128 or 64 pixels
1024 pixels
Act Y
Act X
Frame Store Area
256 pixels
256 pixels
256 pixels
256 pixels
1024 pixels
Read-out gates
Read-out gates
Read-out (through AE)

図 3.2: XISの写真と概略図

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$0.2 \sim 12keV$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。$0.2 \sim 0.4keV$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$24\mu m$であり、全画素数(1024×1024)から決まる視野は$18'\times18'$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、4番目のX線天文衛星「あすか」より前にはない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。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。

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$10 \sim 600keV$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$10 \sim 200keV$の帯域ではかつてないほどの検出効率を実現している。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。

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

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 deg × 0.56 deg ($<$ 100 keV) 4.6 deg × 4.6 deg ($>$ 200 keV)
background rate	~ (1-5) × 10^{-5} c/sec/cm/keV
time resolution	normaly 61 μsec (30.5 μsec on condition)

表 3.1: HXD の基本性能

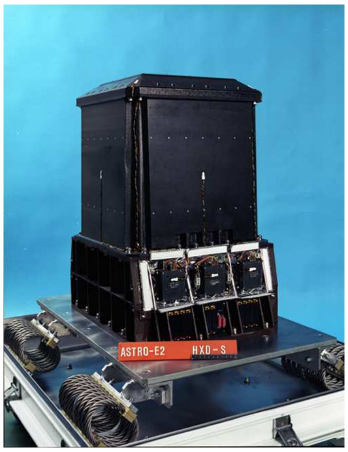
ASTRO-E2
HXD-S

図 3.3: 硬 X 線検出器 HXD[2]

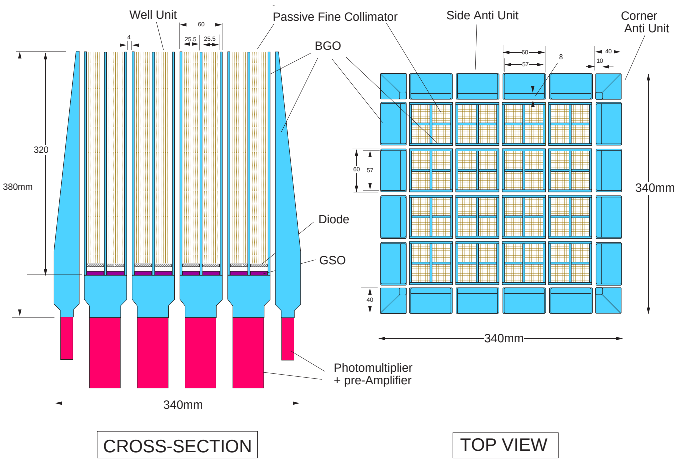
Well Unit
Passive Fine Collimator
Side Anti Unit
Corner Anti Unit
BGO
60
25.5
25.5
4
320
380mm
Diode
GSO
Photomultiplier + pre-Amplifier
340mm
60
57
8
40
10
340mm
340mm
CROSS-SECTION
TOP VIEW

図 3.4: HXD の概略図 [3]

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。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。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。

- PIN 型検出器

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

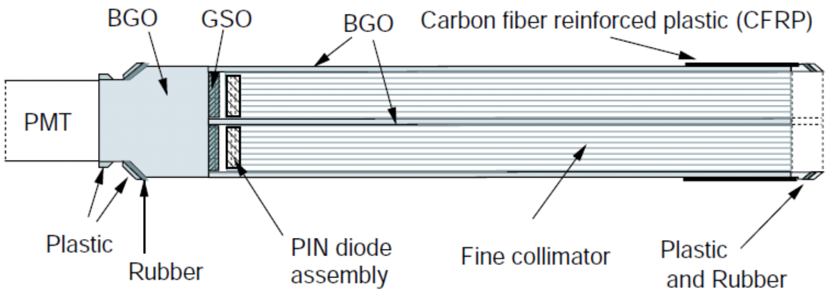
BGO
GSO
BGO
Carbon fiber reinforced plastic (CFRP)
PMT
Plastic
Rubber
PIN diode assembly
Fine collimator
Plastic and Rubber

図 3.5: Well 検出器 1 ユニットの概観 [3]

持つ。厚さ $2mm$ の PIN フォトダイオードを使用し、$10 \sim 60\ keV$ という硬 X 線領域で高い量子効率を実現している。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。

ひとつの PIN 検出器は、ケーブルまで含めて約 $40pF$ の入力負荷容量と、$-20\ ^\circ C$ バイアス $500V$ で $1 \sim 2\ nA$ のリーク電流 (空乏層に流れてしまう電流、エネルギー分解能の悪化の原因のひとつ) を持つ。PIN とプリアンプだけで、$-20\ ^\circ C$ で達成できるエネルギー分解能は ^{241}Am $60keV$ で約 $2.7\ keV$ (FWHM)、エネルギーの下限で約 $8\ keV$ である。

リーク電流は温度に依存するので軌道上での性能は温度に強く影響され、したがって PIN 検出器の性能維持温度として $-20 \pm 2\ ^\circ C$ を確保する必要がある。PIN 検出器のみを冷やすことは技術的に難しい。そのために HXD 全体をパッシブに放射冷却することにより温度を下げるようにした。また、PIN 検出器は感度が高いので非常に電気的干渉等に敏感である。したがって適切にグラウンド処理及び電気的干渉対

策をする必要がある。リーク電流とグラウンド処理についての詳細は [8] を参照されたい。

- GSO 及び BGO 結晶シンチレータ

シンチレータの組み合わせとして、エネルギーに対する光量のリニアリティーがよいこと、コンパクトな検出器とするためにできるだけガンマ線阻止能が大きいこと、軌道上で放射化しにくいこと、低温 ($-20\ ^\circ C$) で波形弁別がしやすいこと、潮解性がなく安定なことなどを考えたときに GSO(Ce) と BGO を選んだ。

GSO の特徴としては放射線吸収率が比較的高く、蛍光出力も大きい。そして蛍光時定数が $t_{GSO} \sim 122\ ns$ ($-20\ ^\circ C$) と非常に短いのが利点である。GSO は密度が高く、高阻止能なので従来使われて来た NaI よりコンパクトに収めることができる。

BGO の特徴は原子番号が大きいため、密度が高くなる。それにより、高阻止能を実現する。これは視野外からの X 線を侵入させないシールドとして有利である。さらに荷電粒子による放射化のレベルも NaI の半分程度である。蛍光出力が少し小さく、その蛍光時定数は $t_{BGO} \sim 706\ ns$ ($-20\ ^\circ C$) である。

第4章　すざくHXD-PINのバックグラウンドモデルの不定性

第5章　データ解析

5.1　観測天体について

5.2　解析手法

5.3　解析結果

第6章　まとめ

参考文献

[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] 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

[6] Exploring the X-ray Universe

PHILIP A. CHARLES ＆ FREDERICK D. SEWARD 著, 1995,

CAMBREIDGE UNIVERSITY PRESS

[7] http://www.isas.jaxa.jp/ISASnews/No.251/intro.html X 線の予備知識

[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.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

[10] www.heal.phy.saitama-u.ac.jp/GRD-WS04/GRD-WS04_Kokubun.pdf HXD の検出器の概観

[11]