

すざく衛星硬X線GSO検出器における 軌道上バックグラウンドのモデル化の研究

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

1479072A

山崎 智紀

主査 深沢 泰司 副査 両角 卓也

平成18年2月25日

概要

本研究の目的は、「すざく」衛星搭載の硬X線検出器 (HXD) の GSO シンチレータにおけるノイズ (バックグラウンド) を正確に見積もり、モデル化することにある。HXD はさまざまな工夫により徹底したバックグラウンド低減化を実現し、従来の検出器と比較して飛躍的に性能が向上している。最終的にその性能を最大限引き出し、これまでの観測では見えなかった暗い天体を検出するには、バックグラウンドを正確に見積もって差し引くことが重要になってくる。

モデルの構築には、硬X線領域では十分に暗いとされるデータを用いて行った。バックグラウンドは時間変化しているので、その変化を数%のレベルで予想し、データから差し引くことを目指す。モデルを作るにあたり、先のX線天文衛星「ぎんが」や「あすか」で確立された手法を基に、時間に依存するパラメータや地磁気異常に対応するパラメータを用いてフィッティングを行い、最適なモデル関数を導き出した。さらにX線天体を観測しているデータにモデル関数を適用させ、バックグラウンドが正確に差し引けているのかを評価した。

目次

| | | |
|-------|-----------------------------|----|
| 第1章 | はじめに | 3 |
| 1.1 | X線天文学の意義 | 3 |
| 1.2 | X線・線領域における観測と問題点 | 3 |
| 1.3 | X線天文衛星すざくについて | 4 |
| 第2章 | X線観測における バックグラウンドと検出器の感度 | 6 |
| 2.1 | バックグラウンドとは | 6 |
| 2.2 | バックグラウンドの要因 | 6 |
| 2.2.1 | 外来線 | 6 |
| 2.2.2 | 荷電粒子 | 8 |
| 2.2.3 | 検出器の内在放射線 | 8 |
| 2.3 | 検出器の感度を決める要因 | 10 |
| 2.3.1 | 光子限界 | 10 |
| 2.3.2 | バックグラウンドのポアソンゆらぎ | 10 |
| 2.3.3 | 視野による混入限界 | 11 |
| 2.3.4 | バックグラウンドの再現性による誤差 | 12 |
| 2.4 | 各検出器における検出限界 | 12 |
| 2.5 | 本研究の目的 | 14 |
| 第3章 | X線天文衛星すざくの概要 | 15 |
| 3.1 | すざくに搭載されている機器 | 15 |
| 3.2 | 硬X線検出器：HXD | 15 |
| 3.2.1 | センサー部の概要 | 15 |
| 3.2.2 | Well検出器 | 16 |
| 3.2.3 | Anti検出器 | 19 |
| 3.3 | GSOの放射化実験(地上実験) | 19 |
| 第4章 | GSOバックグラウンドの モデル化構築 | 22 |
| 4.1 | 観測データの選定 | 22 |
| 4.2 | データリダクション | 22 |
| 4.3 | 従来の方法による再現性の難しさ | 23 |
| 4.4 | GSOバックグラウンドの性質 | 23 |
| 4.5 | モデル関数の導入 | 25 |
| 4.5.1 | それぞれのパラメータの役割 | 26 |
| 4.5.2 | データとモデルとの整合性 | 26 |
| 4.6 | パラメータの選抜 | 29 |

| | | |
|---------------|------------------------------------|----|
| 4.6.1 | パラメータ数とフィッティングの整合性 | 29 |
| 4.6.2 | ベストフィットパラメータ値の安定性 | 29 |
| 4.6.3 | COR と pinud との比較 | 30 |
| 4.7 | モデルの再現性 | 32 |
| 4.7.1 | 時間変数の導入 | 34 |
| 4.8 | モデル化したバックグラウンドの系統誤差 | 38 |
| 4.9 | SAA 依存性のモデル化における別のアプローチ | 39 |
| 4.9.1 | SAA とパラメータとの相関 | 41 |
| 4.10 | 観測データからのバックグラウンドモデルの差し引き | 43 |
| 4.10.1 | ゲイン補正によるバックグラウンドの差し引き | 46 |
| 第5章 まとめと今後の課題 | | 47 |

第1章 はじめに

私たちの宇宙空間には、星の誕生・進化をはじめ、銀河の形成・衝突、超新星爆発などさまざまな現象が常に起こっている。これらの現象が起きる際、その現象に固有な電磁波を放出する。目標の天体現象を観測してみると、天体のイメージ・スペクトル・時間変動といったさまざまなデータを得ることができる。スペクトルを解析することで、その天体の温度をはじめ、どんな成分を含んでいるのかといった特有の情報を知ることができる。また、イメージからは空間的な情報を得られ、時間変動からは天体の活動周期がわかる。

これらのデータを包括的に扱うことで、目標天体の謎、ひいては宇宙の謎を解き明かすことができる。今日では電波から赤外線・可視光・X線・γ線のほとんどの波長領域で観測が行われ、さまざまな原理・方法を用いて研究が進められている。

1.1 X線天文学の意義

X線とは、1 nm ~ 0.01 nm 程度の波長をもつ電磁波で、光子1個あたりのエネルギーは0.1 ~ 100 keV 程度である。宇宙空間の中には、高温で激しく活動しているところがあり、超新星爆発やブラックホールといったものからはX線より大きなエネルギーをもつ電磁波が数多く放出されている。

宇宙におけるX線やγ線領域の放射は非常に多く、銀河間に存在する超高温ガスからの熱放射、超相対論的電子による逆コンプトン散乱、超新星残骸やγ線バーストからのシンクロトロン放射、X線パルサーからのサイクロトロン共鳴などが挙げられる。どれをとっても興味深い物理現象ばかりである。

X線は地球の大気によって遮られてしまうため、一般に観測は装置を人工衛星に搭載して行われる。観測をするにあたり、装置には優れた感度と精度が求められる。さらに打ち上げに伴う厳しい環境条件をクリアしなければならない。そのため、装置開発には最先端技術を用いて取り組む必要がある。新たな装置を開発することで技術革新をもたらすことができる。また得られたデータを解析することで、これまで謎とされていた現象に対する理解が深まり、物理学における新たな分野を切り開くことにもつながる。さらに人々に夢と希望をあたえ、日々の生活にも大きな影響をあたえる。

X線で宇宙を研究することは、学問に留まらず、あらゆる分野を発展させていくうえでなくてはならないものといえる。

1.2 X線・γ線領域における観測と問題点

今日の宇宙観測は主に電磁波を用いて行われている。宇宙に存在する物質や現象は、ミクロからマクロまで、低温から高温までと実に幅広い。そのため、電波・赤外線・可視光・X線・γ線を用いた多波長による複合的な観測により宇宙の本質を探る研究がなされている。

その中でエネルギーが数 keV 程度の X 線領域では、鉄までの元素の原子状態や数 100keV 程度の熱放射について調べることができる。また 10keV 以上のエネルギーをもつ硬 X 線・線領域では、高エネルギー天体から放出される非熱的な放射や高温の熱放射を観測することができる。

X 線・線による天体観測は、今や宇宙の謎を解明するための重要な手段のひとつである。研究の重要性に伴い、観測機器の性能は日に日に向上している。実際、0.5 ~ 10keV の X 線領域は、X 線望遠鏡と CCD カメラの開発により観測感度が大幅に向上した。先の X 線天文衛星「あすか」の活躍には目を見張るものがある。一方、GeV 領域においても進歩が著しく、CGRO 衛星 EGRET などの活躍によって多くの活動銀河核が発見されている。しかし、10keV 以上のエネルギーをもつ硬 X 線領域では、他の波長に比べるとほれほど観測が進んでいない。主な理由として、望遠鏡がないことのほかに、目標天体からの信号が弱いというのに、ノイズが圧倒的に多いことにある。また、目標からの硬 X 線のエネルギーが数 100keV 程度になると、検出器内でコンプトン散乱する確率が高くなり、光電吸収との差がほとんどなくなるため、低エネルギー側におけるノイズとなってしまう。さらに宇宙線など外からやってくるノイズ、外来粒子と検出器が原子核反応し検出器自体がノイズを発生させるなど、S/N 比のよい観測が難しく、大きな問題となっていた。

このような問題点を克服し、硬 X 線・線領域における高感度、広帯域の観測を行うために開発されたのが、「すざく」衛星に搭載されている硬 X 線検出器 (Hard X-ray Detector, HXD) である。本研究の目的は、この HXD の性能を最大限引き出せるようなバックグラウンドモデルを作りだすことにある。

1.3 X 線天文衛星すざくについて

すざくは 2005 年 7 月 10 日に内之浦宇宙空間観測所から打ち上げられた、わが国 5 番目の X 線天文衛星である。現在、高度およそ 550km、軌道傾斜角 31 °の略円軌道を飛行中で日々観測データを送り続けている。すざくは 2000 年に軌道投入できなかった ASTRO-E の再挑戦機であり、開発には広島大学をはじめ、国内外の大学・研究機関の研究者、大学院生が携わっている。

すざくの大きな特徴は、観測レンジが 0.2 ~ 600keV と広いところにある。すざくには 5 台の軟 X 線望遠鏡が搭載されており、そのうち 4 台の軟 X 線望遠鏡には CCD を用いた X 線撮像分光器 (X-ray Imaging Spectrometer, XIS) が置かれている。また硬 X 線検出器 (Hard X-ray Detector, HXD) も搭載されている。XIS が 0.2 ~ 12keV の低エネルギー側、HXD が 10keV 以上の高エネルギー側での観測を行うことで、これまでにない広いエネルギー帯を取り扱えるようになった。

今後、この性能を生かし、欧米の観測衛星と互いに強力しあうことで、X 線でしか調べることのできない宇宙の謎を解き明かすことが期待されている。

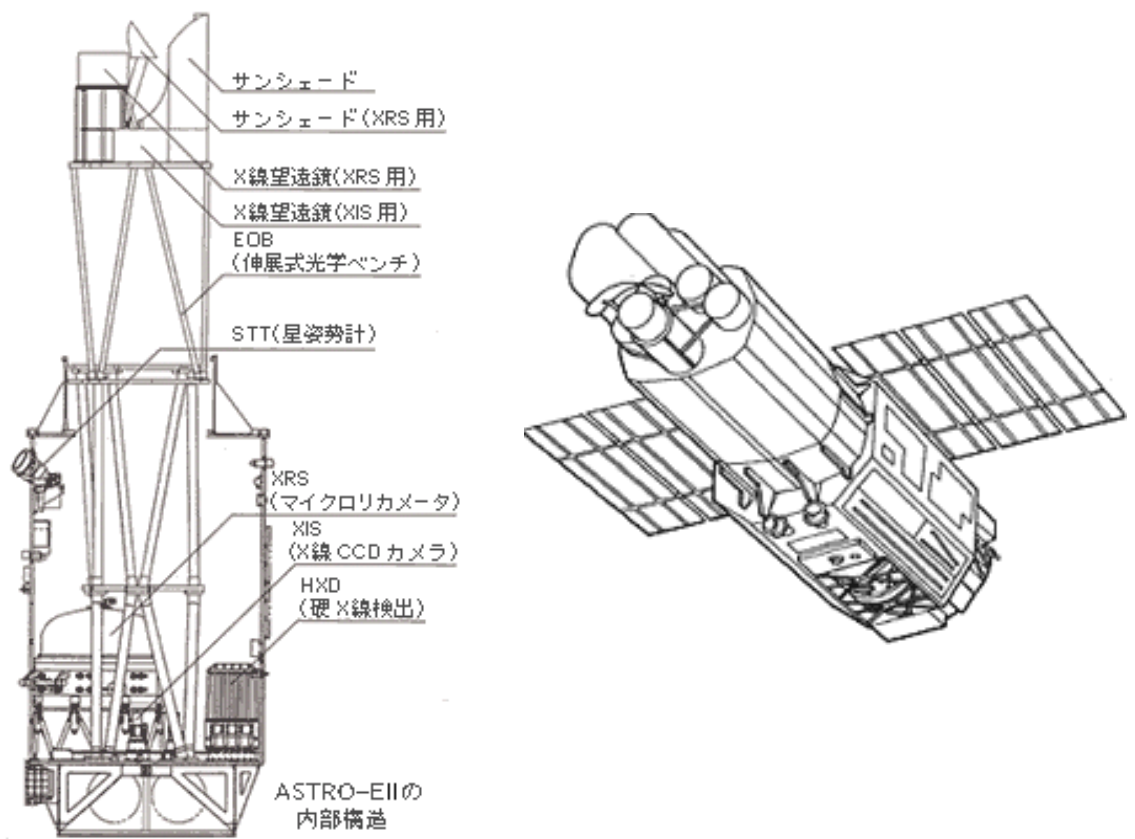


図 1.1: X線天文衛星すざくの概観 [1]

第2章 X線観測における バックグラウンドと検出器の感度

2.1 バックグラウンドとは

人工衛星を打ち上げた後、衛星に載っている検出器は絶えず宇宙から降り注ぐさまざまな信号を受け取る。検出器が受け取る信号のうち、目標とする天体以外の信号を総称してバックグラウンドという。バックグラウンドはあらゆる方向からやってくる。ここでは、大まかに3つにわけ、それぞれについて簡単に説明する。

2.2 バックグラウンドの要因

2.2.1 外来線

バックグラウンドとして挙げられるものに、まず外来からの線が挙げられる。その原因となるのが宇宙X線背景放射(CXB)である。CXBとは宇宙から等方的にやってくるX線放射のことである。その起源については、NASAが1999年7月に打ち上げたX線観測衛星 chandra により、全体の3分の1が活動銀河核 (AGN) からの放射、残りの3分の2は光学的には観測できないような無数の銀河からの放射の足しあわせによるものであることがわかった。CXBは10keV以下で主要なバックグラウンド源となることが多い。そのため、撮像型の検出器ならば空間分解能を上げる、非撮像型のものならば視野を絞ることでその影響を抑えることができる。なお、HXDは非撮像型検出器であるので、視野を絞ってCXBを低減する工夫がなされている。

これらの成分のほかに、目標とする天体からの硬X線や線そのものも広い意味でのバックグラウンドとなる。なぜなら、光子のエネルギーが上がるにつれてコンプトン散乱が多くなるが、そうしたイベントによって入射粒子のエネルギーが正しく測定できなくなってしまうからである。そのため、精度のよい観測を行うにはこのような成分もできるだけ取り除くことが必要となってくる。

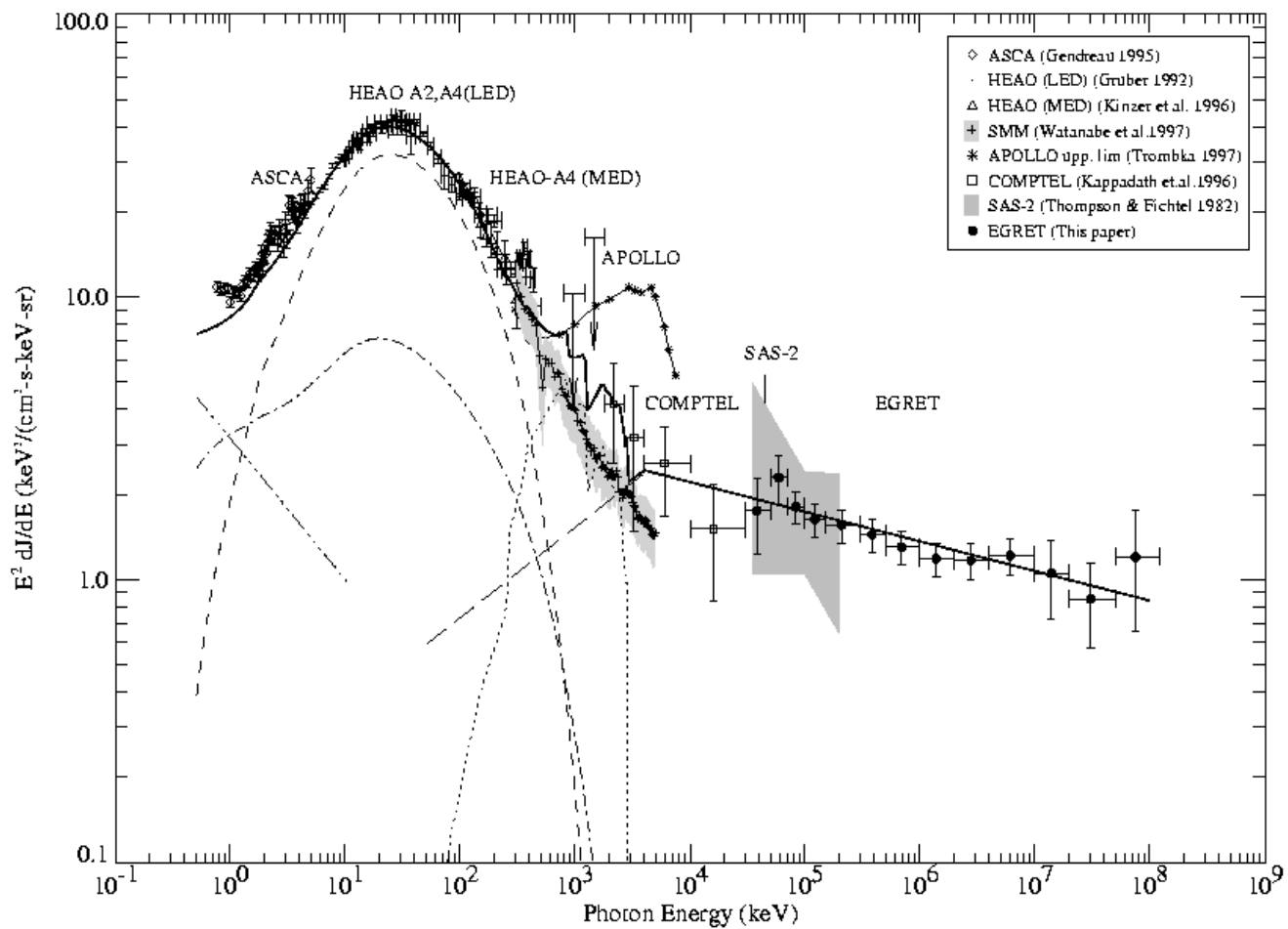


図 2.1: CXB のスペクトル図 [2]

2.2.2 荷電粒子

宇宙空間には、銀河系からの宇宙線や太陽からの高エネルギー粒子など、エネルギーの高い荷電粒子が多く存在する。これらは、エネルギーが高いために観測機器に直接入射してきてバックグラウンドとなる。

Cut-Off-Rigidity(COR)とは、外来の荷電粒子に対する地球磁場によるシールド能力の指標であり、その単位は(GeV/c)で表される。解析の際、このCORを「閾値」として用いることでバックグラウンドの影響を取り除くことができる。

ただし、CORの値を高く設定した場合、バックグラウンドの影響は小さくなると同時に天体からの信号の多くを切り捨ててしまう。逆にCORの値を低く設定した場合、天体からの信号と共にバックグラウンドとなる荷電粒子の数も増えてしまうので、信号がバックグラウンドに埋もれてしまいかねない。バックグラウンドを効率よく切り捨てながら、目標天体からの信号を得るようにCORの値を決めることが重要になってくる。

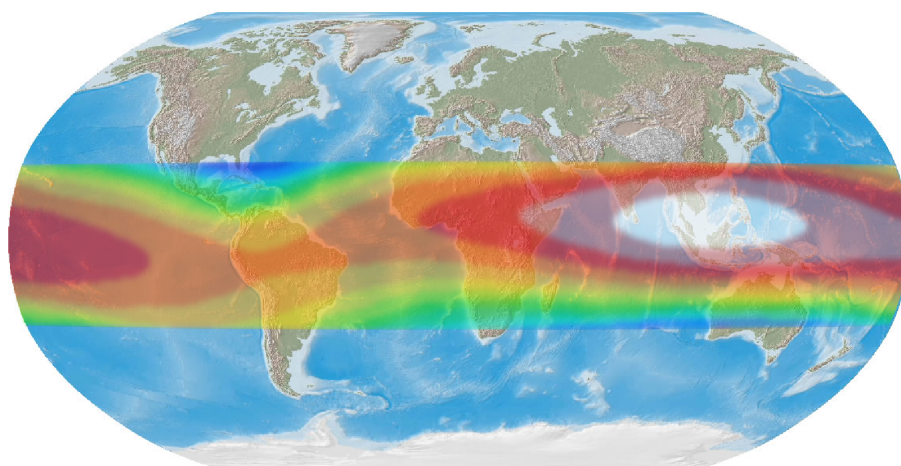


図 2.2: 「すざく」軌道上における Rigidity マップを世界地図に投影したもの。(北緯 30° ~ 南緯 30°) 色が青 白になるにつれ、シールド能力が高くなる。

2.2.3 検出器の内在放射線

外からやってくるバックグラウンドをどんなに減らしても、どうしても取り除けないバックグラウンドが存在する。それは、検出器自体の出す 線がバックグラウンドになってしまう場合である。その原因として、主に 2 種類挙げられる。

放射性物質の混入

まず、検出器に天然の放射性物質が混ざっていることである。硬 X 線や 線を観測する際、バックグラウンドを効率よく取り除くために、検出器には原子番号の大きな物質が使われる。そのため、天然に存在する放射性同位体がごくわずかながら混ざってしまうのである。ただ、この放射性同位体が及ぼす影響は、他のバックグラウンドを極限にまで下げて初めてあらわれるほど極めて小さいものである。

「すざく」に搭載されているHXDは、放射性同位体をできるだけ含まない物質を検出器の材料として用いることで、検出器にもともと存在するバックグラウンド源をできるだけ少なくしている。

検出器の放射化

地球に入射した宇宙線の一部がエネルギーを失って地球の磁場に捕まり、それに沿った放射線帯を作らようになる。そのため、一般に硬X線・線を観測する人工衛星は、この放射線帯にかからないように高度500～600kmの低周回軌道(Low Earth Orbit,LEO)に打ち上げるようにしている。しかし、地磁気の磁気双極子の中心と地球の中心がずれており、磁気回転軸と地球回転軸が一致していないため、ブラジル上空付近で放射線帯がLEOに食い込む部分がある。このエリアを南大西洋地磁気異常帯(South Atlantic Anomaly,SAA)という。SAA中に存在する荷電粒子のほとんどは陽子であり、その密度は他の部分と比較して1000倍以上にもなる。日本から人工衛星を打ち上げる場合、赤道に対しておよそ30°程度の傾斜角をもつため、どうしてもSAAを通らなくてはならない。そのため、検出器の周りを厚いシールドで覆ったり、衛星がSAAを横切っている時には観測機器の電源を切るなどして対応している。

検出器に高い運動エネルギーを持った荷電粒子が入射すると、検出器を構成する物質の原子核と反応して内部に放射性同位体ができる。この現象を放射化という。放射性同位体を作り出す原因の荷電粒子のほとんどはSAA中のもので、衛星が1日に浴びる荷電粒子のおよそ90%以上にもなる。SAA通過中に検出器内に生成された不安定な同位体が安定な状態に遷移するとき、線・線・線などの放射線が発生する。これらの放射線が検出器で観測されると、取り除くことのできないバックグラウンドになってしまうのである。さらに、不安定な同位体は固有の半減期にしたがって崩壊し放射線を出すため、放射化によるバックグラウンドは時間変動をする。

低周回軌道を飛ぶ検出器にとって、SAA中の荷電粒子による放射化が最大の問題である。放射化によるバックグラウンドをいかに正確に取り除けるかがもっとも重要な課題となる。

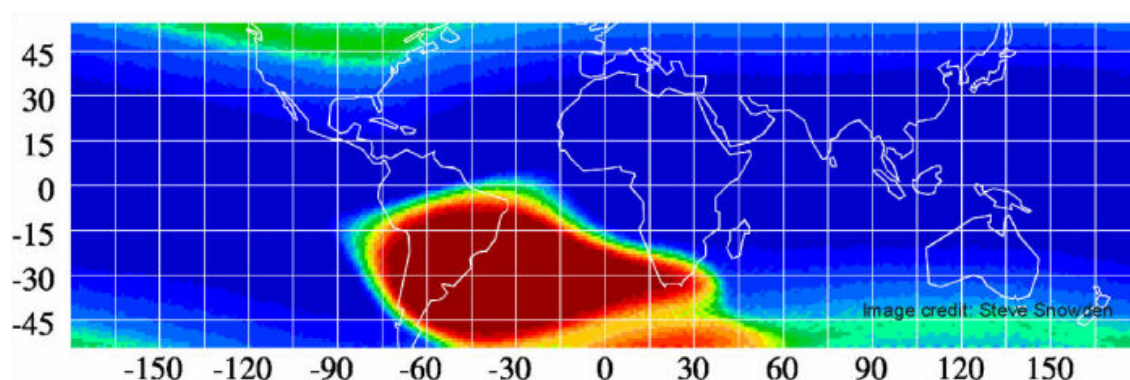


図 2.3: SAA の分布図 [3]

2.3 検出器の感度を決める要因

検出器の感度 (検出限界) を決める要因はいくつかある。ここでは主な要因を 4 つ挙げる。なお、本セクションでは必要な物理量を以下のように定める。

目標とする天体からのフラックス： F ($photons/cm^2/s/keV$)

検出されるバックグラウンドカウントレート： $B(E)$ ($counts/cm^2/s/keV$)

検出器の面積： A (cm^2)

検出器の検出効率： $\epsilon(E)$

検出器面上における点源の像の面積： S_{PSF}

ΔE のエネルギー範囲で時間 t_{obs} だけ観測を行うとする

以下に述べる要因のうち、前半 2 つは統計誤差に起因するものであり、後半 2 つは系統誤差に起因するものである。

2.3.1 光子限界

天体の観測中に、天体からの信号やバックグラウンドなどの観測量が変化しないならば、信号と雑音との比 (Signal-to-Noise ratio, SN 比) はポアソンゆらぎによって決まる。

特に、明るい天体 ($\epsilon(E)F \gg B(E)$) を一定時間観測したときや、暗い天体でも天体からの信号がバックグラウンドよりも大きい低エネルギー領域では、天体からの光子の数 N_S の統計的なゆらぎ (光子限界) のみで感度が決まるといってもよい。

検出器が天体から受け取る光子数は

$$N_S = At_{obs}\epsilon(E)F\Delta E \quad (2.1)$$

であり、 $N_S \gg 1$ のとき、標準偏差は

$$\delta N_S = \sqrt{At_{obs}\epsilon(E)F\Delta E} \quad (2.2)$$

と表せる。このとき SN 比は

$$\frac{N_S}{\delta N_S} = \sqrt{At_{obs}\epsilon(E)F\Delta E} \quad (2.3)$$

となり、標準偏差と同じ形をとることがわかる。

ここで、検出器に入ってきた信号が統計的ゆらぎと間違える確率が 0.3 % であるとする 3σ レベルの光子限界を示す。SN 比を 3 とすると、 3σ レベルの光子限界は、式 2.3 = 3 とおいて計算すればよく、このとき、検出限界 F_{min} は

$$F_{min} = \frac{9}{At_{obs}\epsilon(E)\Delta E} \quad (2.4)$$

となる。よって、検出限界は観測時間の長さに反比例して小さくなっていく。

2.3.2 バックグラウンドのポアソンゆらぎ

天体からの信号がバックグラウンドよりも小さいとき ($\epsilon(E)F < B(E)S_{PSF}$)、バックグラウンドによって検出器の感度が決まる。この場合、天体とバックグラウンドの統計的なゆらぎが効いてくる。 3σ レベルの検出限界のフラックスを F_{min} とすると、 $\frac{N_S}{\delta N_S} = 3$ より、

$$F_{min} = \frac{3}{\epsilon(E)} \sqrt{\frac{B(E)S_{PSF}}{At_{obs}\Delta E}} \quad (\text{photons/cm}^2/\text{sec/keV}) \quad (2.5)$$

と表せる。つまり、バックグラウンドの統計的なゆらぎによる検出限界は、観測時間の $\sqrt{2}$ 乗に反比例して小さくなっていく。また、望遠鏡によるイメージング観測の場合には、天体からの信号を検出器上の小さな領域に集光させるため、対応するバックグラウンド $B(E)$ は非常に小さくなる。

2.3.3 視野による混入限界

検出器の視野内に明るい点源がなくても、検出限界より暗い天体からの信号の足しあわせによって必ずゆらぎが生じる。通常は、検出できない点源からの信号は積分された形のCXBとして観測されバックグラウンドとなるが、このCXBレベルの系統的なゆらぎを混入雑音といい、混入雑音で決まる検出限界を混入限界という。前に述べた光子限界やバックグラウンドのゆらぎは観測時間を増やすことで改善される。しかし、検出器の視野の広さや観測するエネルギー帯が決まると混入限界は一意的に決まってしまうため、観測時間を増やしても対応できない。

混入限界 S_{cl} は、LogN-LogS関係と検出器の視野から推定できる。LogN-LogS関係とは、見かけの明るさ S とその明るさをもった天体の数 N との関係である。実際の観測から

$$N(S) = K \cdot S^{-\gamma} \quad (\text{ただし, } S_{min} < S < S_{max}, \gamma \sim 2.5) \quad (2.6)$$

であることがわかっている。

いま、検出器の有効視野を Ω_{eff} とすると、式2.3より、 Ω_{eff} に入ってくる $I_1 \sim I_1 + dI_1$ のフラックスをもつ天体の数 $\Delta n(I_1)$ は、平均すると

$$\Delta n(I_1) = n(I_1)dI_1 = \Omega_{eff}K \cdot I_1^{-\gamma}dI_1 \quad (2.7)$$

となる。 $n(I_1)$ はポアソン分布に従うので、明るさ $I_1 \sim I_1 + dI_1$ の天体が視野内に入る数のゆらぎ $\Delta\sigma_n(I_1)$ は

$$\Delta\sigma_n(I_1) = \sqrt{n(I_1)dI_1} \quad (2.8)$$

となる。検出できない明るさ $S_{min} \sim S_{cl}$ の天体の足しあわせによる明るさのゆらぎ δI は、上の式を $S_{min} < I < S_{cl}$ の範囲で積分して求めればよく、

$$\begin{aligned} (\delta I)^2 &= \int_{S_{min}}^{S_{cl}} (I\Delta\sigma_n(I_1))^2 \\ &= \int_{S_{min}}^{S_{cl}} I^2 n(I) dI \\ &= \int_{S_{min}}^{S_{cl}} \Omega_{eff} K \cdot I^{2-\gamma} dI \\ &= \Omega_{eff} K \frac{S_{cl}^{-\gamma+3} - S_{min}^{-\gamma+3}}{-\gamma+3} \end{aligned} \quad (2.9)$$

ここで $\gamma \sim 2.5, S_{min} \ll S_{cl}$ として代入すると、 Ω_{eff} 内におけるゆらぎは

$$\delta I = \sqrt{2K\Omega_{eff}S_{cl}^{1/4}} \quad (2.10)$$

と求められる。一方、検出器の視野内に S_{cl} よりも 3 倍以上明るい天体があれば、「点源が存在する」とみなせるので、 $S_{cl} = 3\delta I$ とおいてよい。したがって、

$$S_{cl} = 3\delta I = 3\sqrt{2K\Omega_{eff}}S_{cl}^{1/4} \quad (2.11)$$

この式を S_{cl} について解くと

$$S_{cl} = \frac{3^{4/3}}{\epsilon(E)}(2K\Omega_{eff})^{2/3} \quad (2.12)$$

混入限界 S_{cl} は検出器の視野 Ω_{eff} の $2/3$ 乗に比例することがわかる。つまり、検出器の視野を狭めることでより暗い天体まで観測することが可能になる。ただ、観測時間の長さに依らず一定の値をとる。

なお、望遠鏡を用いた撮像型検出器の場合には、視野野 Ω_{eff} を、点源の像の大きさ S_{PSF} に置き換えて計算するので、混入限界の値は非常に小さくなる。

2.3.4 バックグラウンドの再現性による誤差

混入限界は CXB の再現性による系統誤差だが、それ以外にも荷電粒子や放射化に伴うバックグラウンドの再現性による系統誤差がある。これらのバックグラウンドは、目標天体を観測していないときのデータを用いて推測し、差し引くのが一般的な方法であるが、その推測の精度には限界があり、それを系統誤差とする。一般にバックグラウンドの再現性による系統誤差を完全に取り除くことは不可能である。なぜなら、系統誤差はさまざまな原因による誤差成分の重ね合わせであるため、それらひとつひとつを特定し、測定値から差し引くことができないからである。そのため、どんなに高性能の検出器を使って観測しても、得られた値にある程度の系統誤差が含まれてしまう。いま、バックグラウンドの再現性による系統誤差を $\delta B_{sys}(E)$ とおくと、 3σ レベルの検出限界は

$$S_{min} = \frac{3\delta B_{sys}(E)}{\epsilon(E)} \quad (2.13)$$

となる。精度の高い観測を行うには、バックグラウンドの再現性による系統誤差をできるだけ小さくする必要がある。

2.4 各検出器における検出限界

表 2.1 に現在活躍している X 線天文衛星 (すざく、Chandra、Newton) に搭載されている検出器に影響を及ぼす検出限界を示す。

| 観測機器 | 点源 | 広がりをもった天体 |
|---------------|--------------|-----------|
| すざく HXD | 系統誤差 | 系統誤差 |
| すざく XIS | BGD ゆらぎ・混入限界 | 系統誤差 |
| Chandra(ACIS) | 光子限界 | 系統誤差 |
| Newton(EPIC) | 光子限界・混入限界 | 系統誤差 |

表 2.1: 現在運用中の検出器に寄与する検出限界の一覧

一般に点源とみなせる天体を観測するとき、Chandra や Newton は 10keV 以下のエネルギー領域で空間分解能が良い撮像型検出器なので、検出限界は光子限界によって決まる。すざく XIS は 10keV 以下の領域における空間分解能がそれほど良くないので、混入限界で決まる。一方、すざく HXD のような 10keV 以上の領域を観測する非撮像型検出器では、バックグラウンドの系統誤差で検出限界が決まる。なお、検出器全体に広がった天体を観測する場合には、 S_{PSF} を小さくすることができないため、どの検出器においてもバックグラウンドの系統誤差によって検出限界が決まってしまう。

また、図 2.4 に HXD の GSO 検出器に対する各検出限界を比較したものを示す。

($\Delta E=0.5E$, $t_{obs} = 1 \times 10^5 \text{sec}$, 検出効率: $\epsilon(E)=1(100\%)$, 有効視野: $0.5\text{deg} \times 0.5\text{deg}$, $S_{PSF} = 1$, バックグラウンドの系統誤差: 1%, logN-logS における K はエネルギー E(keV) の関数として換算した $K(E) = 2.2 \times 10^{-15} \times \left(\frac{10^{0.3} - 2^{0.3}}{0.3 \cdot E^{-0.7}}\right)^{-2.5}$ [4] を用いて計算した) これより、GSO の検出限界はバックグラウンドの系統誤差で決まることがわかる。したがって、バックグラウンドの系統誤差を下げるのが重要である。

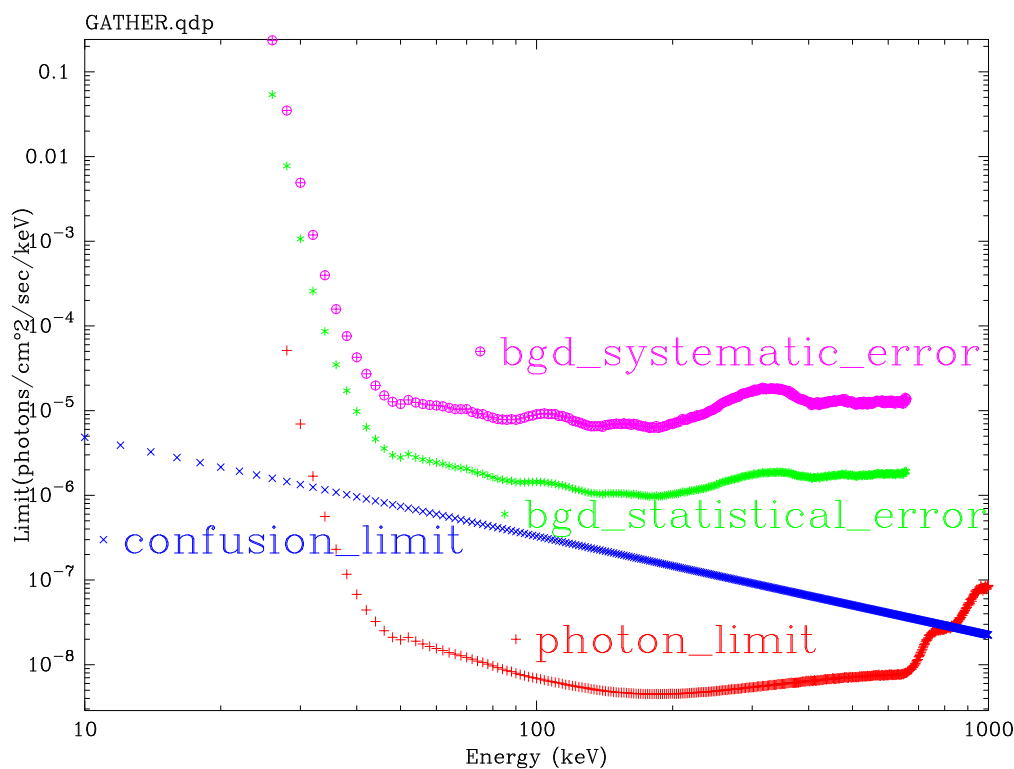


図 2.4: HXD-GSO について、エネルギーに対する各検出限界の比較 (計算値)

2.5 本研究の目的

HXD は斬新なアイデアをふんだんに用いることで、かつてない極低バックグラウンド化を実現している。ただ、どうしても取り除けないバックグラウンドが残ってしまう。前のセクションで述べたように、HXD の検出限界を最終的に決めるものはバックグラウンドの再現性による系統誤差である。したがって、HXD が期待通りの高感度を達成するには、取り除けなかったバックグラウンドを精度よく見積もって差し引くことが重要である。バックグラウンドは時々刻々と強度が変化するので、衛星から得られた情報によりモデル化して予測しなければならない。

本論文では、HXD の持つ性能を最大限引き出せるようなバックグラウンドのモデル化を構築することを目的とし、HXD の中でも GSO シンチレータにおけるバックグラウンドの研究を行った。

第3章 X線天文衛星すざくの概要

3.1 すざくに搭載されている機器

- X線望遠鏡 (XRT)

伸展式光学台を用いた X 線望遠鏡で、10keV 程度の X 線に対しては世界最大級の感度をほこる。すざくには 5 台搭載されており、1 分角という精密な撮像能力と広い有効面積をもっている。

- 硬 X 線検出器 (HXD)

集光系をもたない非撮像型検出器で、徹底した低バックグラウンド化と 10keV ~ 600keV という広範なエネルギー領域を観測できるのが特徴である。詳細は次のセクションで解説する。

- X 線 CCD カメラ (XIS)

CCD カメラの X 線撮像分光計からなる撮像型検出器で、5 台ある XRT のうち、4 台の焦点面上に搭載されている。0.2 ~ 10keV のエネルギー帯が主な観測領域で、典型的なエネルギー分解能は 120eV@6keV となっている。

- 高分解能 X 線分光器 (XRS)

目標とする天体の X 線スペクトルを測定する高分解能の分光計である。極低温に冷やされた素子に X 線が入射することで生じるわずかな温度上昇から X 線のエネルギーを精度よく測定する予定であった。

残念ながら、装置を立ち上げている途中 XRS のヘリウムタンクの温度が上昇し、装置を冷やす液体ヘリウムが気化したため観測ができなくなってしまった。

3.2 硬 X 線検出器 : HXD

「すざく」に搭載されている HXD 装置は、結晶シンチレータ・半導体検出器からなるセンサー部 (HXD-S)、信号を処理するアナログ電子回路部 (HXD-AE)、CPU を用いてデータを処理するデジタル電子回路部 (HXD-DE)、電源を供給するユニット (HXD-PSU)、周辺機器の制御を行うユニット (HXD-PIM) の 5 つの部分から構成されている。ここでは、センサー部の概要について述べる。

3.2.1 センサー部の概要

HXD-S は 4 × 4 のマトリックス状に配置された 16 ユニットの Well 検出器 (主検出器) と、その周りを取り囲む 20 ユニットの Anti 検出器 (シールド部) から成り、集光系をもたない非イメージング検出器として硬 X 線の観測を行う。Well 検出器は、ユニットごとに

| | |
|-------------------|---|
| 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

検出部に GSO($Gd_2SiO_5, Ce0.5\% mol$)、シールド部に BGO($Bi_4Ge_3O_{12}$) を光学的に組み合わせた井戸型フォスウィッチカウンタである。GSO は BGO の井戸の底に設置されているので、その視野は BGO によってアクティブにコリメートされている。また、GSO では検出できない低エネルギー側の観測を行うため GSO の前に PIN 型 Si 半導体検出器を置き、ファインコリメータを用いることで低エネルギー側での視野を絞っている。これにより、10~600keV という広い範囲の観測ができるようになった。これらのユニットを複眼配置することで大きな有効面積を得ることができるようになり、さらに隣り合ったユニット間で反同時計数をとることで、荷電粒子やコンプトン散乱した放射線を除去することが可能となった。

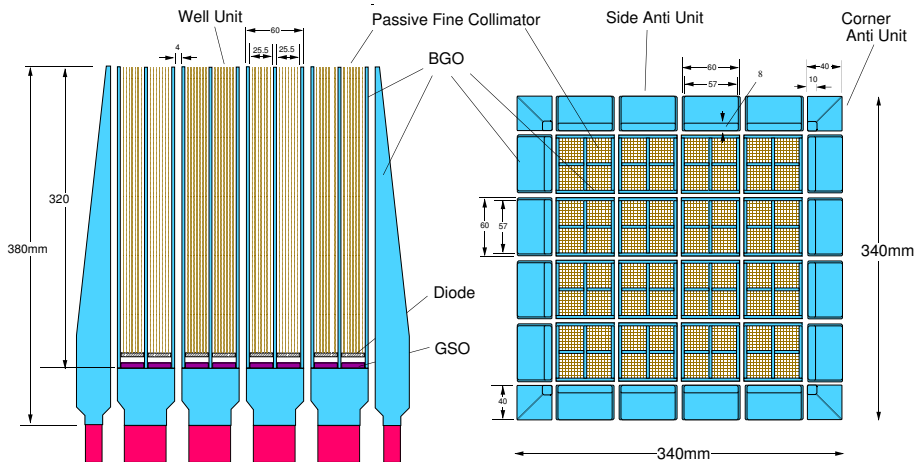


図 3.1: HXD-S の断面図 (左) と真上から見た図 (右)

3.2.2 Well 検出器

Well 検出器は目標天体からの X 線を検出するところで、HXD に配置されている 16 本のユニットはすべて同じ性能をもっている。図 3.2 に 1 ユニットの概観を示す。

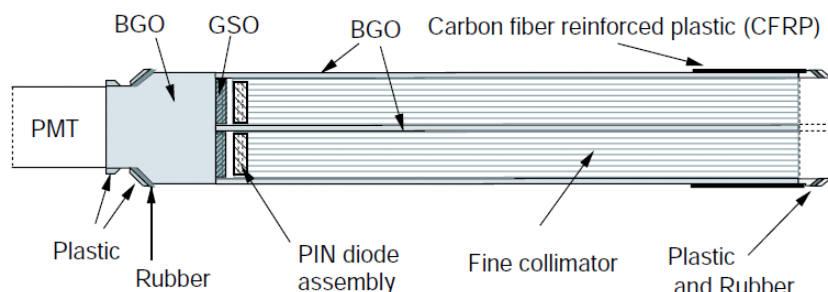


図 3.2: Well 検出器 1 ユニットの概観

Well 検出器は井戸型フォスウィッチカウンタと呼ばれ、主検出部に GSO シンチレータ、シールド部に BGO シンチレータを用いている。一般に、2 種類の蛍光時定数が異なるシンチレータを光学的につなぎ合わせ、そこからの信号を 1 つの光電子増倍管で読み出す検出器のことをフォスウィッチカウンタという。HXD では BGO を井戸型に配し、底に GSO を取り付けている。このような構造をとることで、GSO の視野を絞るとともに、視野外からのバックグラウンドを低減させている。さらにこの Well 検出器を 4×4 のマトリックス状に配置することで、視野を絞ったまま有効面積を大きくすることが可能になった。

GSO および BGO 結晶シンチレータ

X 線や γ 線領域の観測に用いるシンチレータの条件として、発光効率・吸収係数が高い・シンチレータ自体に含まれる放射性同位体が少ない・衛星軌道上での放射化による影響が少ないことが挙げられる。GSO は放射線吸収率が比較的高く、蛍光出力も大きい。さらに蛍光時定数が $t_{GSO} \sim 122ns$ ($-20^\circ C$) と非常に短いのが利点である。また、従来使われてきた NaI よりも密度が大きいので、同じ阻止能の検出器を作るときに、よりコンパクトにすることができる。

BGO は蛍光出力が小さいものの、実効原子番号が大きく、無機シンチレータの中でも特に放射線吸収率が大きいのが特徴である。また、エネルギーに対するリニアリティに優れ、荷電粒子による放射化のレベルも NaI の半分程度である。なお、蛍光時定数は $t_{BGO} \sim 706ns$ ($-20^\circ C$) である。

| | GSO | BGO |
|---------------------------------------|------------|------------|
| Eff. atomic number | 59 | 74 |
| Density (g/cm^3) | 6.7 | 7.1 |
| At around $20^\circ C$ | | |
| Decay time (ns) | ~ 86 | ~ 353 |
| Light yield (NaI=100 @ $20^\circ C$) | ~ 28 | ~ 12 |
| Peak emission (nm) | 430 | 480 |
| At around $-20^\circ C$ | | |
| Decay time (ns) | ~ 122 | ~ 706 |
| Light yield (NaI=100 @ $20^\circ C$) | ~ 35 | ~ 18 |

表 3.2: GSO と BGO の性質

HXDにおけるバックグラウンド除去機能

天体を観測している際、目標天体からの放射は直接 GSO に入り、時定数の小さな信号として出力される。また、視野外からの入射してくるバックグラウンドは BGO に入り、時定数の大きな信号として出力される。HXD では両者を波形の違いを利用して区別している。分別作業を行う回路には時定数の異なる 2 つの波形整形回路があり、光電子増倍管から出力された全ての信号を時定数の大きな回路と小さな回路に通し、出力される波高の大きさによって信号を分別するという方法をとっている。時定数の小さな回路からの出力波高を A_f 、大きな回路からの出力波高を A_s とすると、GSO からの信号は時定数が小さいので $A_f \simeq A_s$ となるが、BGO からの信号は時定数が大きいので $A_f < A_s$ となる。

図 3.3 に、波形弁別の様子を示す。縦軸に A_s 、横軸に A_f をとっている。傾きの小さなものが GSO からの信号、大きなものが BGO からの信号である。HXD は、バックグラウンドである BGO からの信号を取り除くことで GSO に入射した信号のみを得るようにしている。

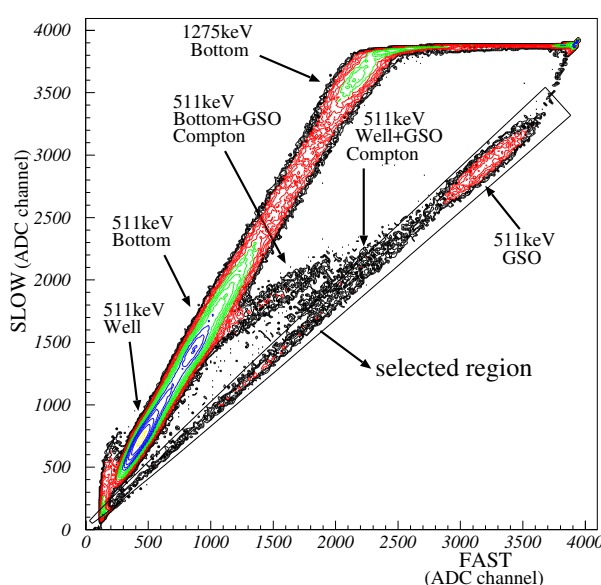


図 3.3: 波形弁別の様子

ただ、この波形弁別法では PIN と GSO/BGO どうし、あるいは別のユニットどうしでコンプトン散乱して吸収される X 線を取り除くことができない。そこで、同じユニット内の GSO と PIN、あるいは隣り合ったユニット間で反同時計数法をとるようにしている。ここで、反同時計数法について簡単に述べる。いま、GSO に X 線が入射したとすると、イベントヒットを示すトリガー信号 (Anode LD) が発生する。このとき、もしも別のユニットのフォスウィッチカウンタに X 線が入射していたならば、反同時計数用のディスクリ信号 (Hit Pattern) が出力される。ここで、トリガー信号とディスクリ信号が同時に発生していたならば、検出器内でコンプトン散乱を起こしたとみなし、その信号をバックグラウンドとして取り除くのである。Anti 検出器を含めた隣接する 8 つのユニットに適用することで、HXD はバックグラウンドをさらに低減させている。

低エネルギー側における観測

GSO シンチレータを用いた検出器では、X 線領域でもエネルギーの低いところでは発生する光電子の数が少なくなったり、エネルギー分解能が悪くなってしまうため、観測を

精度良く行うことが難しい。この問題を解決するため、HXD では PIN 型 Si 半導体検出器を取り付けることで 10 ~ 60keV の領域をカバーしている。

HXD は井戸型フォスウィッチカウンタによって検出器の視野を 4.6 deg × 4.6 deg に絞っているものの、低エネルギー側では十分に小さな視野とはいえない。そのため、このままでは宇宙 X 線背景放射 (CXB) や目標天体以外からの信号の混入 (混入限界) の影響により感度が落ちてしまう。そこで、ファインコリメータと呼ばれる視準器を入れてさらに視野を 0.56 deg × 0.56 deg に絞ることで、CXB を十分に低減させるとともに、混入限界によって検出限界が制限されないようにしている。

その結果、HXD は 10 ~ 600keV という広い範囲の観測ができるようになった。

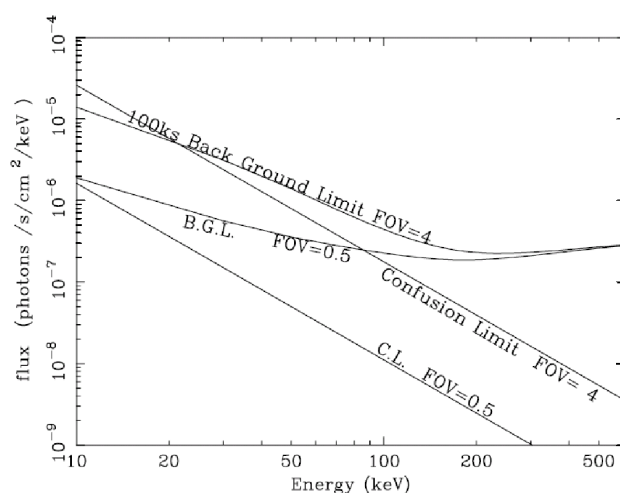


図 3.4: 視野の大きさと検出限界の関係を示したグラフ。Well 検出器の視野とそれを 8 × 8 に分割したときとで比較してある。

3.2.3 Anti 検出器

Well 検出器を取り囲むように配置されている Anti 検出器は、阻止能の高い BGO 結晶シンチレータで構成され、高エネルギーをもつ 線や荷電粒子から Well 検出器を守るアクティブシールドの役割をもっている。Anti 検出器で生じた信号は、目標天体以外からの信号とわかるので、Well 検出器の信号との間で反同時計数をとることでバックグラウンドをより一層下げることができる。

Anti 検出器は巨大な構造をしており、典型的な厚みが 4cm もあるため、1MeV という高エネルギー領域でも約 400cm² という大きな有効面積をもつことができる。さらに、その配置から常に全天を見渡すことができるので、宇宙空間で突発的に起こる 線バースト検出器として用いるのにも都合がよい。また、トランジェント天体の X 線源モニタとしても有効である。他にも荷電粒子のモニタをすることで、SAA 通過中に検出器の高圧電源を止める機能も兼ね備えている。

3.3 GSO の放射化実験 (地上実験)

徹底した低バックグラウンド化により、HXD はこれまでの検出器よりも検出感度が非常に高くなっている。そのため、衛星軌道上での HXD 自身の放射化によって生成される

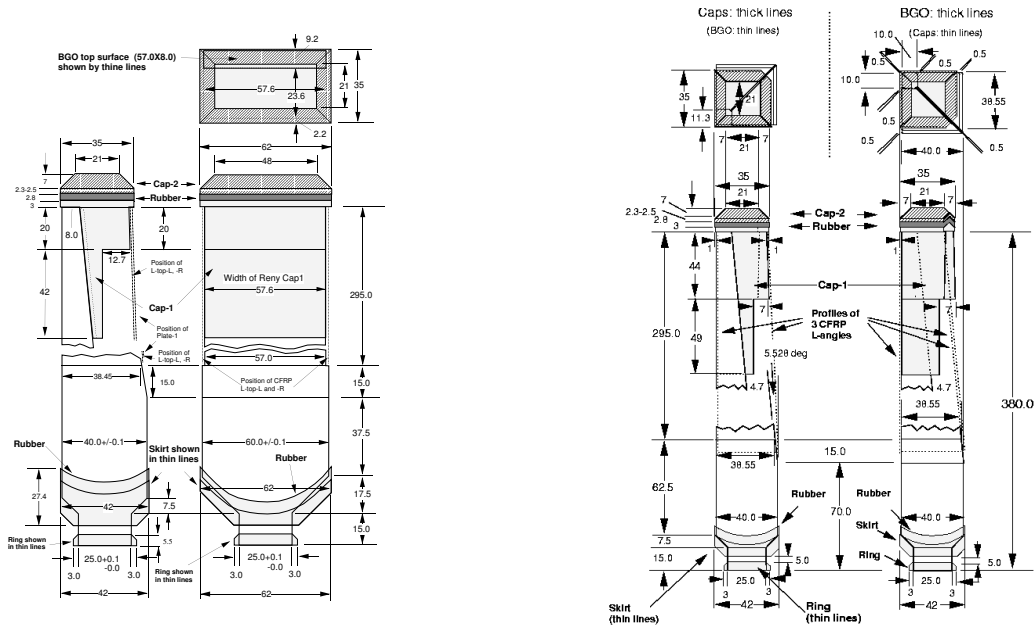


図 3.5: Anti 検出器の構造。サイドユニット (左) とコーナーユニット (右) を示す。

放射性同位体がもっとも大きなバックグラウンド源となる。期待される性能を達成するためには、放射化によるバックグラウンドのスペクトルを正確に予測しなければならない。そこで、放射化によるHXDへの影響をあらかじめ知るために、ビームラインを用いた放射化実験が行われた。検出器の放射化はSAA中における荷電粒子がもっとも大きな要因となる。そのため、特にSAA通過後に生じるバックグラウンドの増加とその時間変動、および寿命の長い放射性同位体の蓄積によるバックグラウンドレベルの増加を正しく見積もることが重要になる。実験では、HXDにSAA中と同じ程度のエネルギーに加速させた陽子を直接照射させ、その後時間の経過とともに放射化スペクトルがどう変化していくのか測定がなされた。その結果を図3.6に示す。

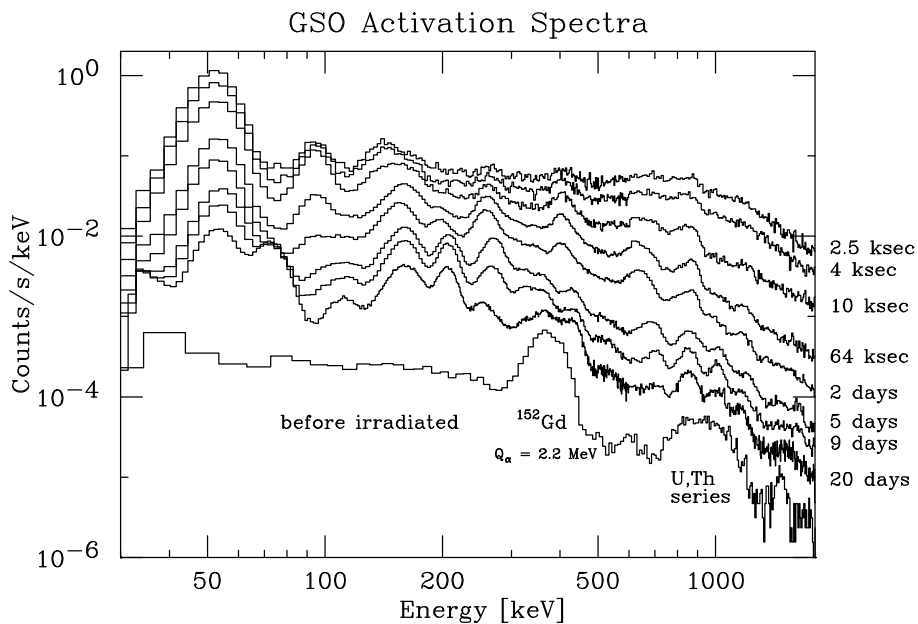


図 3.6: 放射化スペクトルの時間変化。時間の経過とともにもとの状態に戻っていく様子が見て取れる

実験では、主検出部の GSO 自身の放射化に加え、周りをシールドしている BGO の放射化による影響も懸念されていた。しかし解析の結果、BGO の放射化による影響は半減期が数日以上の長さをもつ同位体からの影響は無視できるほど小さなものであることがわかった。また半減期の短い同位体からの影響も、GSO の放射化レベルとせいぜい同じか、それ以下であることが確認された。

この実験により、軌道上における陽子フラックスを仮定してシミュレーションした結果、放射化によるバックグラウンドは40keV以上のエネルギー領域で $(2 \sim 5) \times 10^{-5} / \text{cm}^2 / \text{sec} / \text{keV}$ になると予想された。また、SAA も含んだバックグラウンドの時間変動についても、ある程度のモデル化が構築されつつある。これらの予想値は、「すざく」から実際に得られたデータと比較するとよく再現されており、ビームラインによる検出器の放射化実験が有益なものであったことが確かめられた。なお、放射化実験については松崎修論(1995年東京大学)、国分修論(1998年東京大学)、村島修論(2003年東京大学)に詳しく書かれているので参照されたい。

第4章 GSO バックグラウンドのモデル化構築

HXD が期待通りの高感度を達成するには、バックグラウンドを正確に差し引けるようなモデルを作らなければならない。本章では、この GSO バックグラウンドのモデルを構築していく。

4.1 観測データの選定

バックグラウンドのモデルを構築するにあたり、まずは解析に用いる観測データを選び出さなければならない。今回の解析では、過去の観測から GSO で検出される硬 X 線領域において天体からのフラックスが十分小さく無視できるとされる 12 個の天体を観測したデータを用いている。また、GSO のバックグラウンドはおよそ 1 日周期で同じような変動を繰り返すので、観測時間が 1 日以上あるものを選んでいる。表 4.1 に選定したデータを示す。

| 観測開始 | ターゲット | 観測時間 | 観測開始 | ターゲット | 観測時間 |
|----------|---------------|------|----------|--------------|------|
| 05090214 | NEP | 95.3 | 05100108 | A2218 | 36.4 |
| 05090904 | SN1006NERim | 34.9 | 05100208 | A2218-OFFSET | 42.1 |
| 05091014 | SN100SWRim | 23.0 | 05100311 | NOR-POL-SPUR | 39.1 |
| 05091123 | SN1006SWBG | 25.7 | 05100614 | A3376 | 91.0 |
| 05091301 | NGC1399 | 67.0 | 05101513 | NGC1313 | 34.0 |
| 05091911 | HESSJ1616-508 | 30.8 | 05101900 | M82b | 35.5 |

表 4.1: 解析に用いたデータ一覧。なお、観測時間の単位は ($\times 10^3 \text{sec}$) である。

4.2 データリダクション

本来なら、全ての時刻についてのバックグラウンドをモデル化したいのだが、検出器が観測モードになっていない時間帯があったり、経験上バックグラウンドの再現性が悪いところがあったりするので、そのようなデータはモデル化のスタディには用いなかった。再現性の悪いところとは COR が低いところ、つまり外来からの粒子が多い場所である。本研究では、 $\text{COR} > 8.0$ もしくは $\text{COR} > 6.0$ の条件を用いた。

また、SAA 通過中は荷電粒子の数が多く検出器自体が放射化しているので、目標天体からの信号を正確に得ることができない。また、検出器のダメージを軽減するため SAA 通過中は観測機器の電源を切っているため、検出器の電源が切れているデータも一緒に

取り除いてやる。さらに1日1回行っている検出器の健康診断モード中のデータも除いてある。

なお、今回解析を行うGSO検出器は、観測するエネルギー領域が広い(60~600keV)ため、便宜的に~60, ~80, ~100, ~130, ~170, ~210, ~300, ~400, ~600, ~850keVの10個のエネルギーバンドに分けて時間変動のモデル化を行った。(表4.2参照)エネルギーバンドごとのライトカーブやデータを示す際、本論文ではエネルギーの低い領域から順に1, 2, ..., 10と番号を割り振って表示している。また、時間によるデータの推移をグラフに示すときは、日付けを軸上に書く代わりに、観測日の順で0, 1, 2, ..., 11と記述する。

| 番号 | エネルギー帯 | チャンネル範囲 | 番号 | エネルギー帯 | チャンネル範囲 |
|----|------------|-----------|----|------------|-------------|
| 1 | 48~60keV | 200~250ch | 6 | 170~210keV | 730~900ch |
| 2 | 60~80keV | 250~340ch | 7 | 210~300keV | 900~1280ch |
| 3 | 80~100keV | 340~430ch | 8 | 300~400keV | 1280~1700ch |
| 4 | 100~130keV | 430~560ch | 9 | 400~600keV | 1700~2500ch |
| 5 | 130~170keV | 560~730ch | 10 | 600~850keV | 2500~3500ch |

表 4.2: エネルギーバンドとチャンネル数の対応関係

4.3 従来の方法による再現性の難しさ

従来の方法では、明るい天体がない空を観測したデータをバックグラウンドとみなし、それを差し引いていた。しかし、GSOは観測するエネルギー領域が広く、領域ごとに異なった変動をするため、この方法では十分な精度が得られないと考えられる。ここでは、従来の方法でどれほどの精度が得られるのか求めてみた。

今回取り扱っているデータは硬X線領域の放射はほとんどないとされているものばかりなので、互いのデータを差し引きした場合、その差は0近傍になるはずである。そこで、隣り合う観測日A,Bのデータの差をAで割ることでデータ間の誤差 $(A-B)/A$ を求めてみた。

図4.1からわかるように、硬X線放射がないにもかかわらず差がバックグラウンドの5%近くもある。また、日によって値が変動していることも見て取れる。これが今回の方法による系統誤差となる。この結果から、従来の方法、すなわち明るい天体がない空を観測してバックグラウンドデータとして差し引く方法ではバックグラウンドを精度良く再現することが難しく、正確なデータを得ることができない。したがって、「すざく」の解析ではバックグラウンドをモデル化してデータから差し引くことが重要になってくる。

4.4 GSOバックグラウンドの性質

GSOバックグラウンドは、主に2種類の成分からなる。1つめはSAA依存性があるので、図4.2左上のライトカーブでは左側のほうに見えている。SAAを通過中に検出器が荷電粒子と相互作用を起こし放射化してしまう。このとき、検出器内部に生じた不安定な同位体が安定な状態に遷移するときに放出する放射線が、取り除けないバックグラウンドとなって見えるのである。ライトカーブではSAA通過後カウント数が多くなり、その後指数関数的に減少する振る舞いをみせる。

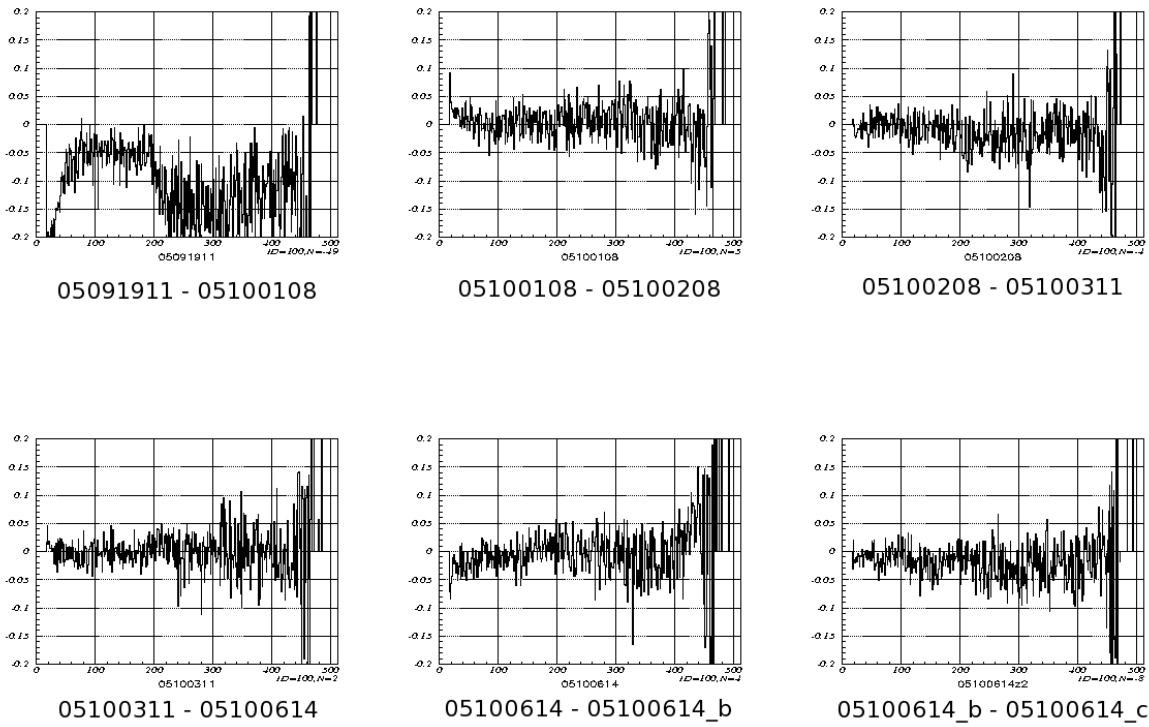


図 4.1: 隣り合う観測日の差をとり全体のカウント数で割ったもの。横軸はエネルギーチャンネルで、ここでは 187ch が 350keV に対応する。なお、05100614 には計 3 つのデータがあるので、それを用いた。

2つめはCOR依存性のあるもので、図4.2左上のライトカーブでは中央付近に見えている。ライトカーブを見ると、カウント数が何度も鋭く増加と減少を繰り返している。なお、高エネルギー側になるにつれ、COR依存の成分は徐々に見えなくなってくる。

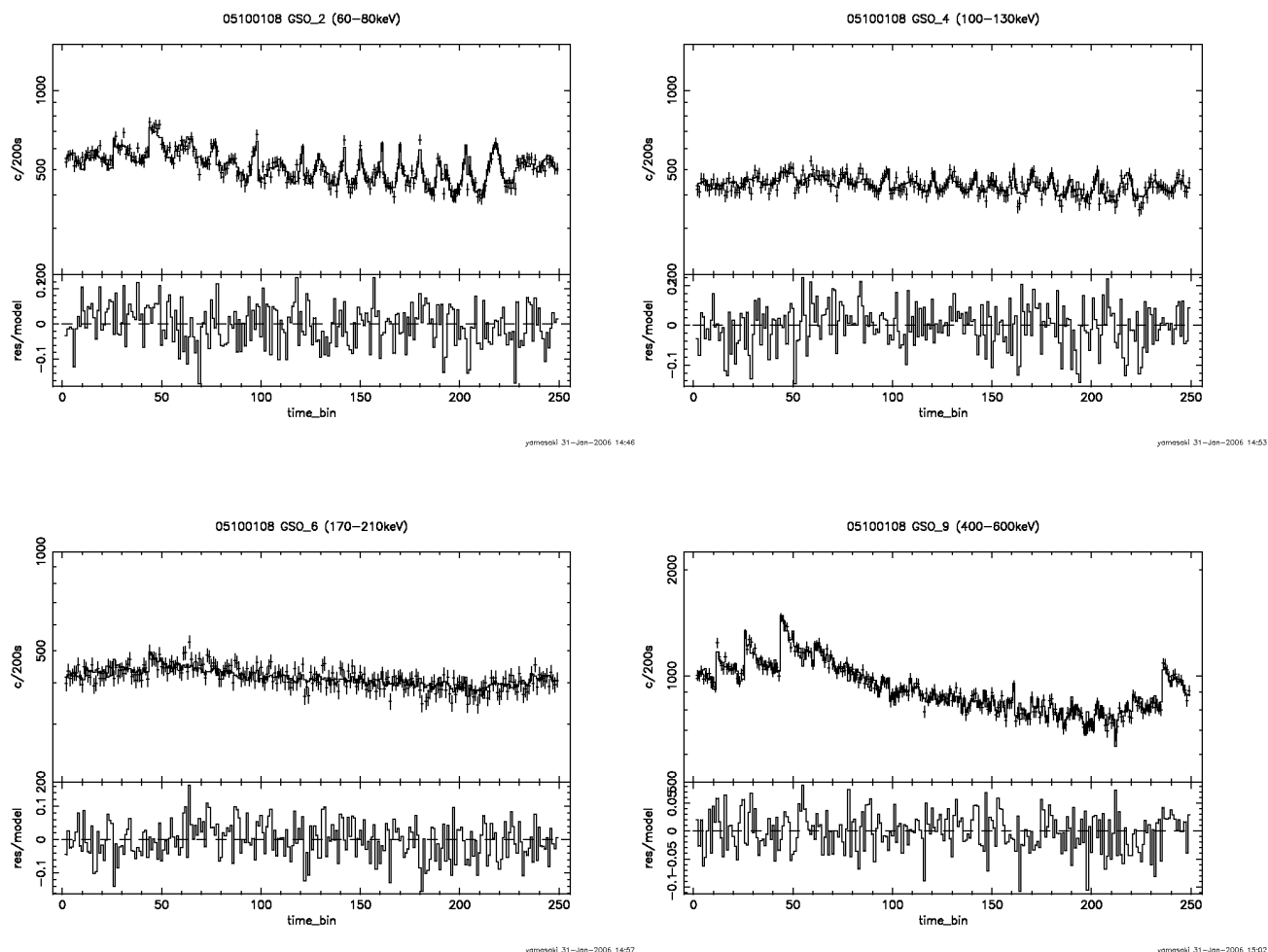


図 4.2: GSO バックグラウンド変動のライトカーブをエネルギーバンドごとに示す。横軸は 1bin=200sec でまとめている。

4.5 モデル関数の導入

本研究では、先のX線天文衛星「ぎんが」や「あすか」を通じて確立されたバックグラウンドのモデル化の手法をもとに、以下のようなモデル関数でライトカーブのフィッティングを試みた。

$$\begin{aligned}
 f &= a_0 + a_1 \cdot COR^{a_2} \\
 &+ a_3 \cdot WANTI^{a_4} \cdot [1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9) + a_{10} \exp(-saadt/a_{11})] \\
 &+ a_5 \cdot pinud^{a_6} + a_0 \cdot a_7 \cdot sky/dt
 \end{aligned} \tag{4.1}$$

モデル関数のパラメータが、それぞれどんな意味をもっているか簡単に述べる。

- $a_0 \sim a_{11}$: 時間に不変なパラメータ
- COR : Cut-Off-Rigidity(荷電粒子成分の指標、単位は (GeV/c))

- WANTI : GSO における高エネルギー側 (2000ch ~ 3000ch ↔ 467 ~ 700keV) のカウント数 (放射化成分の指標)
- saadt : SAA ピークを通過してからの経過時間 (sec)
- pinud : 荷電粒子モニターのカウント数 (荷電粒子成分の指標)
- sky : 検出器の視野の方向 (1 を空, 0 を地没とする)
- dt : ライトカーブ 1bin あたりの積分時間 (sec)

なお、COR や sky の情報は、日本の X 線天文グループの資産である”atFunctions ライブラリ”を用いて計算している。

4.5.1 それぞれのパラメータの役割

図 4.3 に、モデル関数のパラメータがそれぞれどの部分に対応しているかを示す。SAA による放射化成分には、GSO の高エネルギー側のカウント数を表す’WANTI’の項がその役目を担っている。ただし、GSO の高エネルギー側と低エネルギー側とでは放射化成分の減衰時定数が異なるため、それを補正するために指数をかけてある。いま、2 つの時定数の異なる成分 $\exp[-t/\tau_1]$, $\exp[-t/\tau_2]$ を考える。それぞれの係数を A, B とすると、その足し合わせは

$$A \exp^{-t/\tau_1} + B \exp^{-t/\tau_2} = A \exp^{-t/\tau_1} \left(1 + \frac{B}{A} \exp^{-(1/\tau_2 - 1/\tau_1)t} \right) \quad (4.2)$$

となるから、 $B/A, (1/\tau_2 - 1/\tau_1)^{-1}$ がモデルパラメータの a_8, a_9 (あるいは a_{10}, a_{11}) に相当する。また、COR に依存する成分には’COR’ と ’pinud’ の 2 つの項が関与しており、本論文ではどちらか一方を適宜使い分けていく。他にも’ a_0 ’ はモデル全体を上下させる役目をもっている。 a_7 は目標天体からのフラックスを表すが、衛星は地球を周回しているので、天体が地球に隠れてしまうことが起こる。それを表すのが sky である。

4.5.2 データとモデルとの整合性

バックグラウンドのモデル化は、実際に得られたデータに対し、パラメータを自由に振ったり (リリース)、あるいは一定値に固定 (フィックス) させたりすることでモデル関数をフィッティングさせ、モデルがデータにもっともフィットするような状態を探し出す作業により行われる。今回、データとモデルとの精度を表す判断規準として用いたのが、 χ^2 と dof の関係である。

いま、 x_i に対するデータの値を y_i , 期待値 (理論値) を $m(x_i)$, エラーを q_i とすると、 χ^2 は以下のように表せる。

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \left(\frac{y_i - m(x_i)}{q_i} \right)^2 \quad (4.3)$$

また dof とは degree of freedom の略で、「データ数 - パラメータ数 (フィックスさせたものは除く)」で定義され、パラメータの自由度を表す。統計的には χ^2/dof が 1 に近いほどデータとモデルがよくフィットしているとされる。本研究では、主に χ^2/dof の値によりモデル関数の精度を判断している。

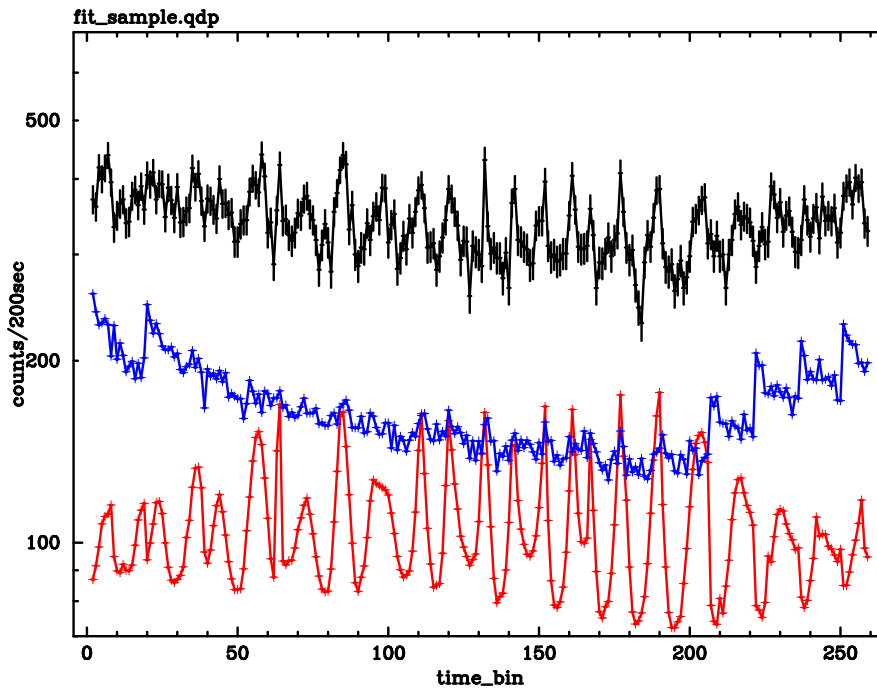


図 4.3: ライトカーブをフィットしたときの各項の寄与。データ(黒)に対し、WANTIの項が青、pinudの項が赤である。これらの足しあわせによりモデルをフィットさせる。

なお、フィッティングは日付けごとに行った。モデル関数のプログラムを実行させると、モデルをフィットさせたライトカーブ、データとモデルとのずれ(残差)、そのときの χ^2 、dof、パラメータの値およびエラーバーが出力される。(図 4.4 参照) 特に χ^2 /dofと残差の値に注意しながら、パラメータの変数を固定したり、他のモデルを作ったりすることで最適なモデルを構築していく。

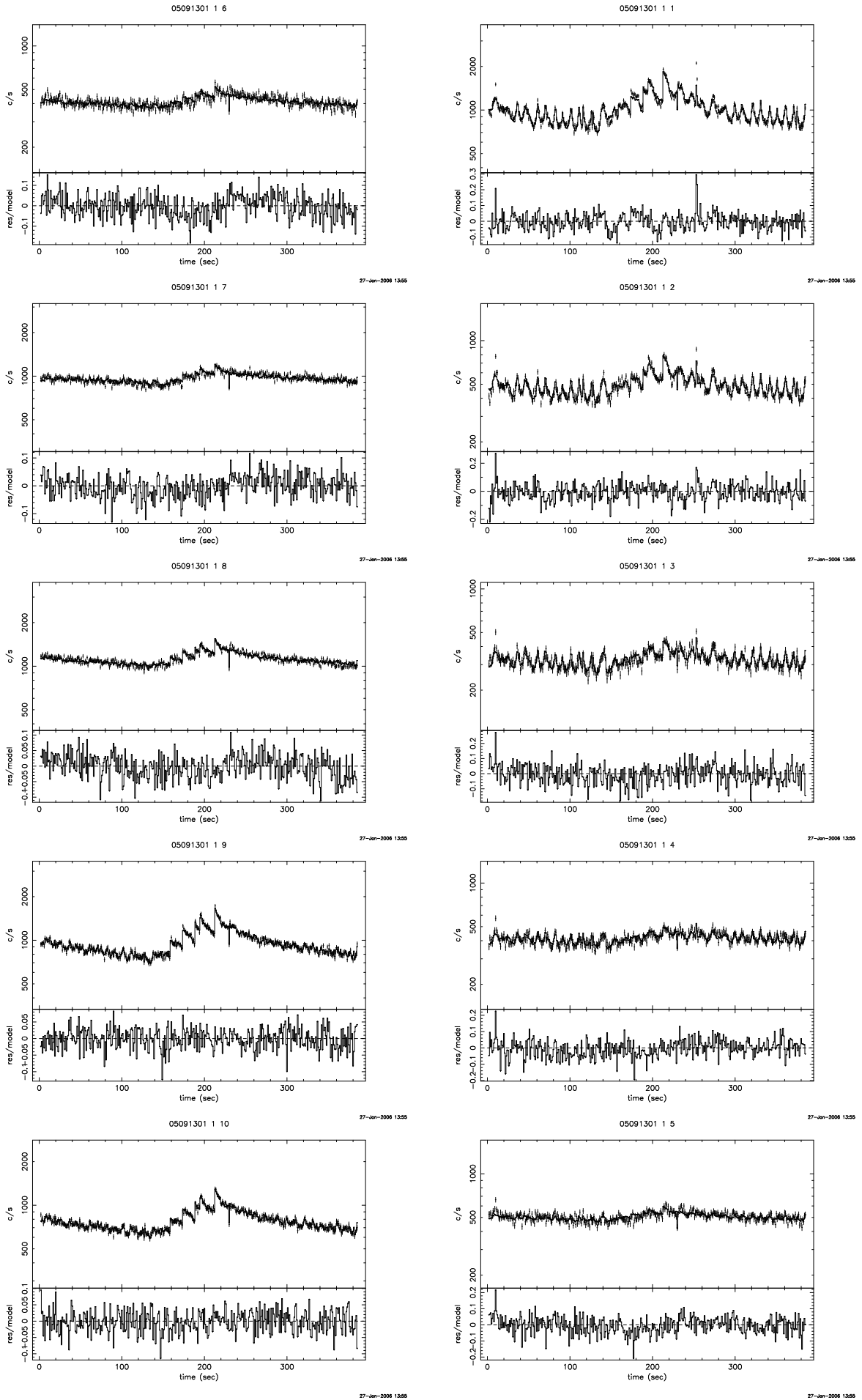


図 4.4: 05091301 のライトカーブにモデルをフィッティングさせたところ。下にはデータとモデルとのずれがデータに対する比率として表示されている。

4.6 パラメータの選抜

4.6.1 パラメータ数とフィッティングの整合性

先に導入したモデル関数 4.1 は、12 個のパラメータを含んでいるが、はたしてこれほど多くのパラメータが必要なのかはいささか疑問である。たしかに項が増えるにつれモデルの精度は上がり、パラメータ数が無限個あれば、データと完全に一致する。しかし、それは現実には不可能である。そこで、最低限必要と思われるパラメータ a_0, a_1, a_2 を用いたモデル関数 $f = a_0 + a_1 \cdot COR^{a_2}$ を基準にして、他のパラメータを少しずつ加えていったときにフィッティング結果が改善されるのか解析を行った。ここでは 05100108 のデータを用いて、モデル関数のパラメータを増やしていくにつれて、 χ^2/dof がどのように変化していくのか解析を行った。結果を図 4.5 に示す。なお、実際にフィットさせた関数と図 4.5 の”the number of parameter” との対応は表 4.3 のとおりである。

| the number of parameter | モデル関数の形 |
|-------------------------|--|
| 3 | $f(a_0, a_1, a_2)$ |
| 4 | $f(a_0, a_1, a_2) + g(a_3, 1)$ |
| 5 | $f(a_0, a_1, a_2) + g(a_3, a_4)$ |
| 6 | $f(a_0, a_1, -1) + g(a_3, 1) \cdot h(a_8, a_9, a_{10}, a_{11})$ |
| 7 | $f(a_0, a_1, a_2) + g(a_3, a_4) \cdot [1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9)]$ |
| 9 | $f(a_0, a_1, a_2) + g(a_3, a_4) \cdot h(a_8, a_9, a_{10}, a_{11})$ |
| 11 | $f(a_0, a_1, a_2) + g(a_3, a_4) \cdot h(a_8, a_9, a_{10}, a_{11}) + a_5 pinud^{a_6}$ |
| 12 | 式 4.1 と同じ |

表 4.3: 図 4.5 の横軸とモデル関数の形の対応関係。ただし $f(a_0, a_1, a_2) = a_0 + a_1 \cdot COR^{a_2}$ 、 $g(a_3, a_4) = a_3 \cdot WANTI^{a_4}$ 、 $h(a_8, a_9, a_{10}, a_{11}) = 1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9) + a_{10} \exp(-saadt/a_{11})$ である。

図 4.5 より、パラメータ数が 4 つのとき、すなわち”WANTI”の項を加えたときにモデル関数の精度が格段に上がることがわかる。また、WANTI以降もパラメータを増やしたときの χ^2/dof の推移についてであるが、低エネルギー側では改善が見られるものの、エネルギー領域が高くなるにつれ、 χ^2/dof の値がほとんど変化していない。つまり、パラメータをむやみに加えてもモデル関数の精度は上がらないことがわかる。

4.6.2 ベストフィットパラメータ値の安定性

前の項では、モデル関数のパラメータが多くなるにつれ、データとモデルとの整合性が良くなることが確認された。しかし、ベストフィットパラメータの値を個別に見てみると、値が日によって大きくばらついていて不安定なものがあった。これは、パラメータ数が必要以上に多かったり、あるパラメータと別のパラメータが互いに関連性をもっているときに起こる問題である。実際、COR や WANTI のべき係数である a_2, a_4 と係数である a_1, a_3 が相関していたり、指数関数に付随する $a_8 \sim a_{11}$ のとる値が大きくばらついていて、これらが他のパラメータのベストフィット値に影響を及ぼしていると考えられる。そこで、データにモデルをフィッティングさせるときに大きな要素となる a_0 , COR, WANTI

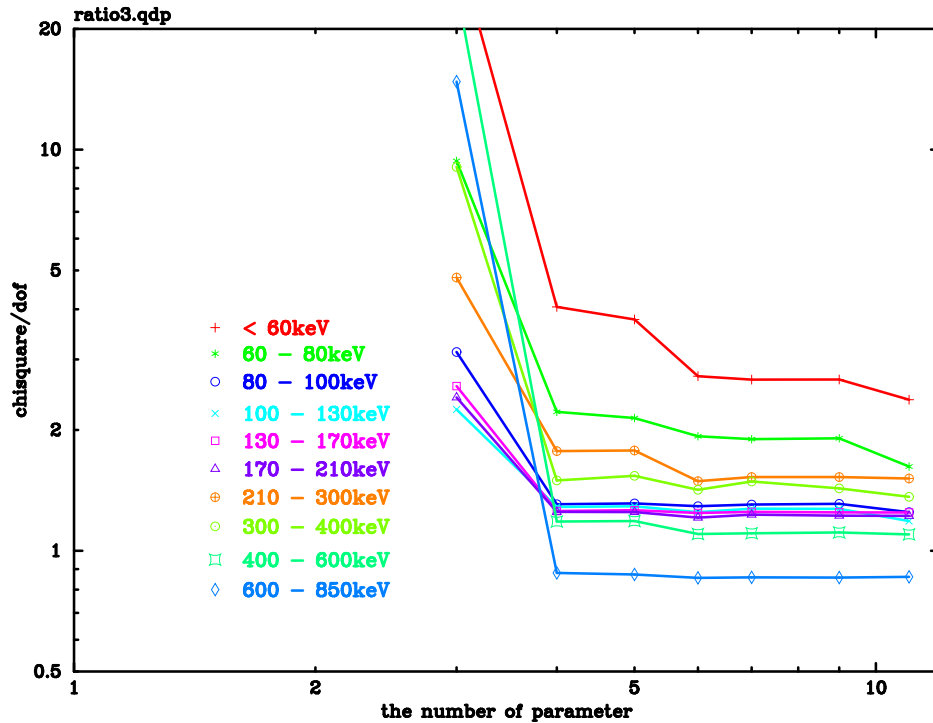


図 4.5: パラメータを増やしながらかフィットさせたときの χ^2/dof の推移。エネルギーバンドごとに示している。

の項のみを用いたモデル関数について、ベストフィット値の安定性を調べた。解析に用いたモデル関数は

$$f = a_0 + a_1 \cdot COR^{-1} + a_3 \cdot WANTI \quad (4.4)$$

である。 $a_2 = 1$, $a_4 = 1$ に固定してある。なお式 4.4 は、表 4.3・図 4.5 における “the number of parameter =4” のときに相当する。エネルギーごとのパラメータの振る舞いを図 4.6 に示す。エネルギーが高くなるにつれ a_1 の値が小さくなるが、これは高エネルギーになるにつれて、COR 依存の成分が弱まっていくことに起因する。本解析に用いたパラメータは、比較的安定していることがわかる。したがって今回作業を行った a_0, a_1, a_3 はフィッティングに必要なパラメータであるといえる。

4.6.3 COR と pinud との比較

ここまでは荷電粒子成分を表すパラメータとして “COR” を考えてきた。COR は過去の観測データをもとに作られた COR マップから計算して求めているのだが、その値がどのくらい正確なのか、実はよくわかっていない。HXD では、粒子数カウントを実際にモニターしている pinud がある。COR は外来の宇宙線 (荷電粒子) に対するシールド、pinud はそのシールドを超えてやってくる宇宙線量なので、COR と pinud は反相関の関係にあることがわかっている。

図 4.7 に COR^{-1} と pinud に対するバックグラウンドのカウントレートを示す。バックグラウンドは COR^{-1} 、pinud に対して正の相関を示しているが、両者を比較すると、pinud に対してばらつきが小さく相関が良いことがわかる。これは、衛星が北半球にいるときと南半球にいるときとは COR^{-1} と荷電粒子数の関係が若干変化していることに起因する (高橋修論 2006 年 広島大学)。そこで、 COR^{-1} を用いたときと pinud を用いたときではどちらがより正確にフィッティングできるのか調べてみた。

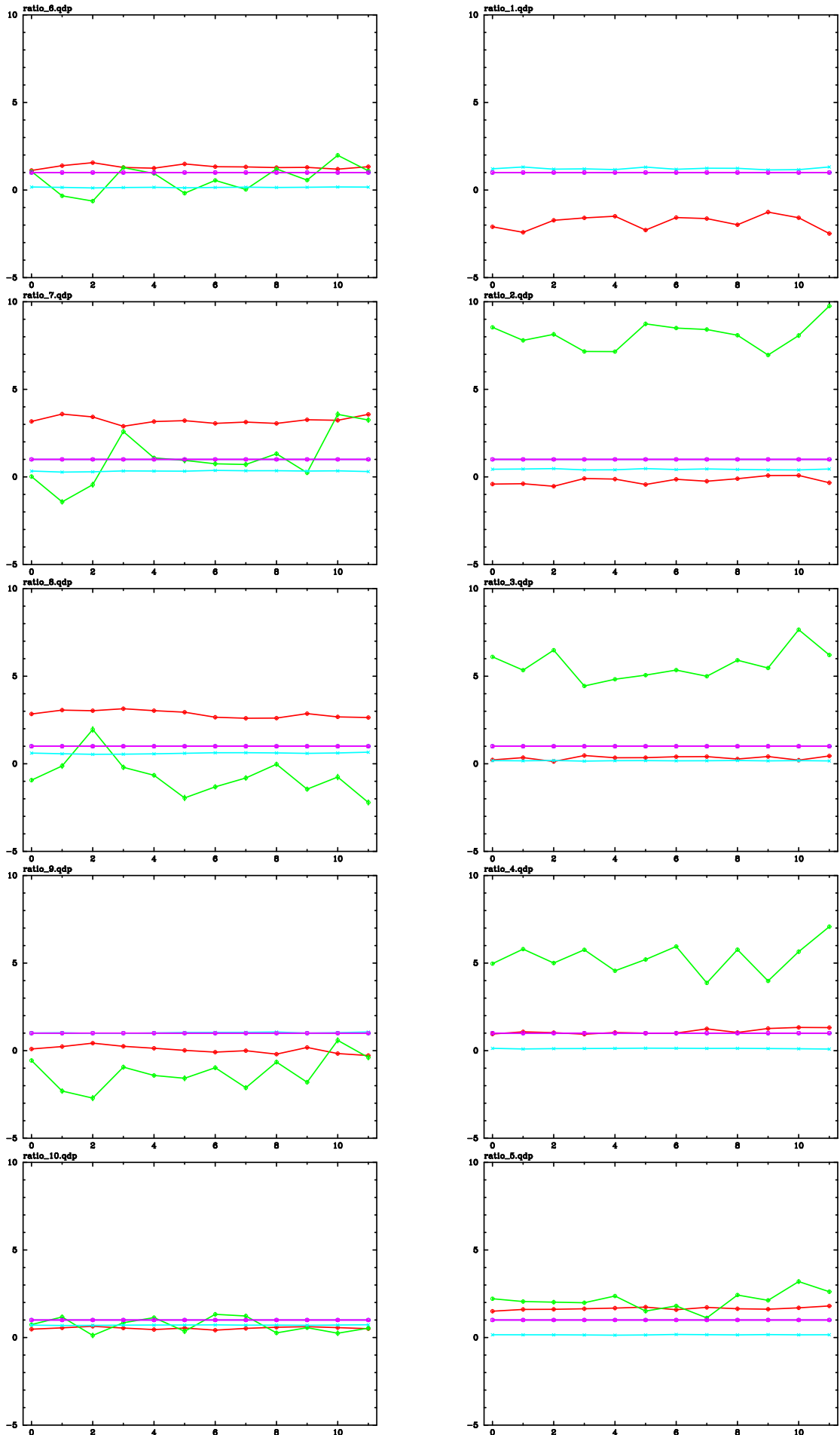


図 4.6: エネルギーごとにおける各パラメータの安定性。 a_0 を橙、 a_1 を緑、 a_3 を青で示す。なお、 $|a_2| = |a_4| = 1$ に固定してある。

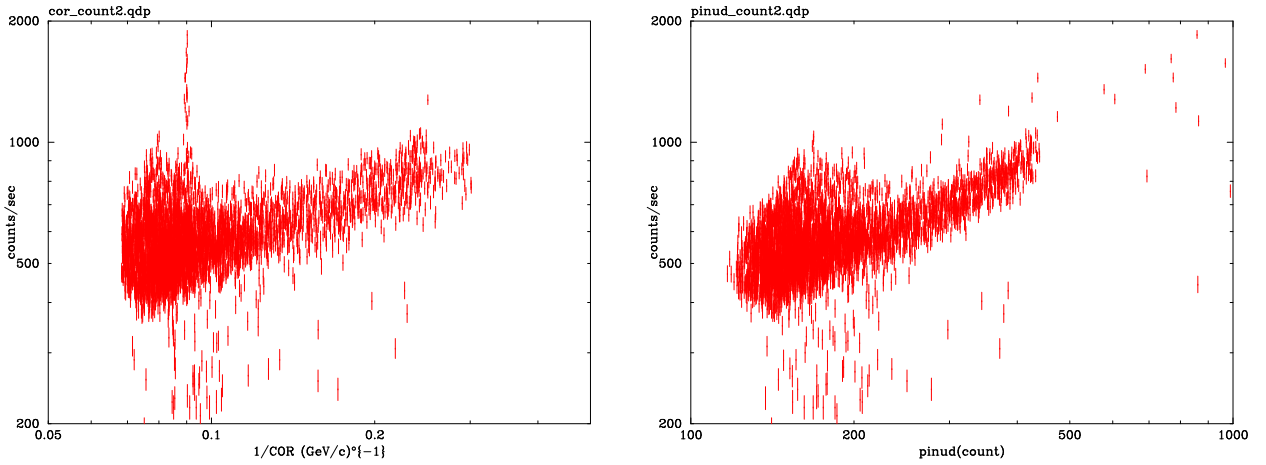


図 4.7: COR^{-1} と pinud に対するバックグラウンドのカウントレート。解析に用いた全てのデータを用い、60～80keV の領域で相関をとった。 COR^{-1} のカウントレートでは、北半球と南半球における依存が見えている。(北半球におけるカウントレートが高く、南半球では低くなっている。)

以下に比較した 2 つのモデル関数を示す。2 つの式で異なるのは、第 2 項に COR を用いるか pinud を用いるかのみである。

$$f = a_0 + a_1 \cdot COR^{-1} + a_3 \cdot WANTI \cdot [1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9)] \quad (4.5)$$

$$f = a_0 + a_5 \cdot pinud + a_3 \cdot WANTI \cdot [1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9)] \quad (4.6)$$

この解析では、式 4.5 と 4.6 を用いて $COR > 8.0$ 、 $COR > 6.0$ でセレクションをかけたデータに対してフィッティングを行い χ^2/dof の値を比較することで、どちらがより正確にフィッティングできるのか判断した。

図 4.8 に解析結果を示す。これより、高エネルギー側における差は見られないものの、低エネルギー側になるにつれ pinud のほうがより 1 に近い値を示している。さらにセレクションの結果、pinud の中でもほんの僅かな差ではあるが、 $COR > 6.0$ のほうがよい値を示していた。よって今後は、セレクションを $COR > 6.0$ で行い、式 4.6 をモデル関数としてフィッティングしていく。

4.7 モデルの再現性

今用いているモデル関数 $f = a_0 + a_5 \cdot pinud + a_3 \cdot WANTI \cdot [1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9)]$ のパラメータを全てフリーにしてフィッティングさせたとき、5 つのパラメータの取る値を見てみると (図 4.9)、特に a_8 と a_9 の値が日によって不安定であることがわかる。モデル関数は本来、任意の時刻におけるバックグラウンドを予想するのが理想的であるが、今までは観測ごとにバックグラウンドのライトカーブをフィットして求めていたため、観測ごとにパラメータが違ってくる。そこで 12 日分全ての観測における共通のパラメータに固定できないか調べてみた。まず各パラメータについてすべての観測日での値を平均化し、その平均値でパラメータを固定してバックグラウンドをモデル化したときのデータとの差を調べた。ここでは、フィッティング精度の指標としてデータに対するモデルの残差と分散をとっている。

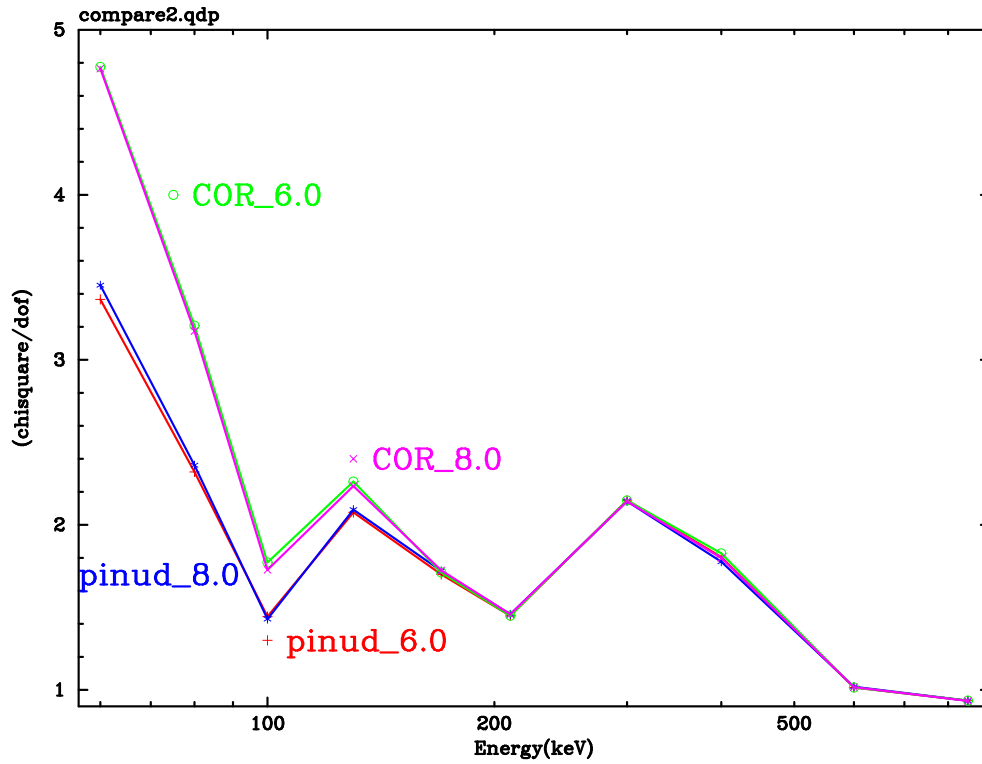


図 4.8: COR と pinud との比較。縦軸に χ^2/dof 、横軸にエネルギー - をとっている。

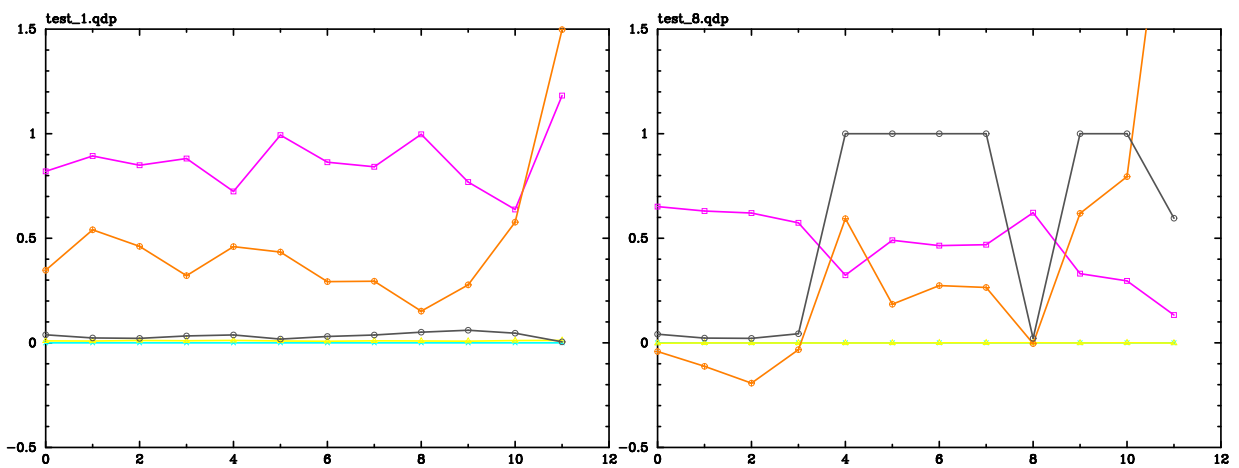


図 4.9: 各観測日ごとのパラメータの値。左は 48 ~ 60keV、右は 300 ~ 400keV のエネルギー領域におけるパラメータの振る舞いを示す。 a_0 と a_5 はほとんど 0 近傍である。なお、 a_3 をピンク、 a_8 を橙、 $a_9/(1.0 \times 10^5)$ を黒で表している。

ここでは、ある時刻におけるデータの値を d_i 、モデルの取る値を m_i としたとき、残差の平均 (統計的な残差) として

$$\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \frac{d_i - m_i}{d_i} \quad (4.7)$$

を用いている。また、残差の分散は

$$\sqrt{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \left(\frac{d_i - m_i}{d_i} \right)^2} \quad (4.8)$$

としている。この項では、12日分まとめたデータから作った平均パラメータをもとに、各観測日ごとに残差と分散を求めるプログラムをはしらせた。得られた結果をエネルギーバンドごとに図 4.10 に示す。

4.7.1 時間変数の導入

図 4.10 を見ると、日が経つにつれ残差が負から正へと変化しており、モデルに対してデータの値が相対的に大きくなっていることがわかる。特に低エネルギー側ではその傾向が著しく、バックグラウンドがおおよそ 10 % も増加している。これは衛星軌道上で検出器が放射化し、取り除けないバックグラウンドとしてデータに入り込んでいるためと考えられる。そこでモデル関数に時間 t を含む項 ($-a_{12} \exp[-(t - t_0)/a_{13}]$) を加えてフィッティングさせてみた。そして、この項を含まないモデルと χ^2/dof 、および残差の値で比較してみた。(なお、時間項を加えることでパラメータ数は 7 個になる。また、 t_0 は、2000 年 1 月 1 日を基準としたときの「すぎく」打ち上げ日時 2005 年 7 月 10 日午後 0 時 30 分、174281400 秒である。)

図 4.11 に時間項を入れる前後のモデル関数の χ^2/dof を比較したグラフ、図 4.12 に時間項を含んだ場合の残差の平均と分散の値を示す。図 4.11 より、80 ~ 400keV の 7 つのエネルギーバンドで χ^2/dof の値が改善しているのがわかる。また図 4.12 からは、低エネルギー側で顕著だった時間とともに残差が増加する傾向が見られなくなっており、ほぼ ± 1 % に収まっていることがわかる。一方、分散の変化はほとんどなく 4 ~ 5 % ほどであるが、この値にはモデルの精度ではなくデータの統計誤差も含まれている。モデル関数に時間項を加えることにより全体の精度が上がったと確認できた。

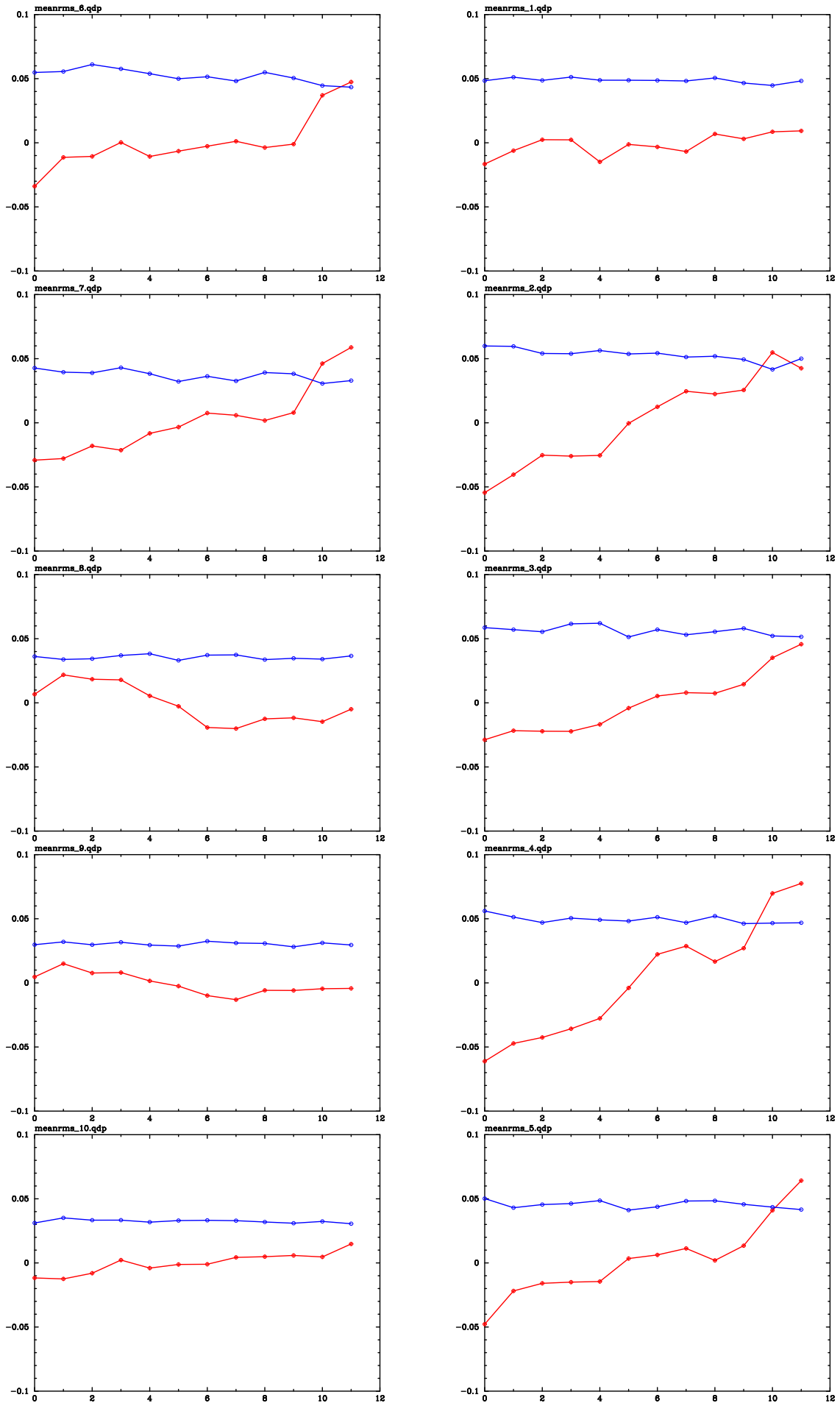


図 4.10: エネルギーごとの残差の平均 (赤) と分散 (青) の振る舞い。縦軸にそれぞれの値、横軸に日付けをとっている。

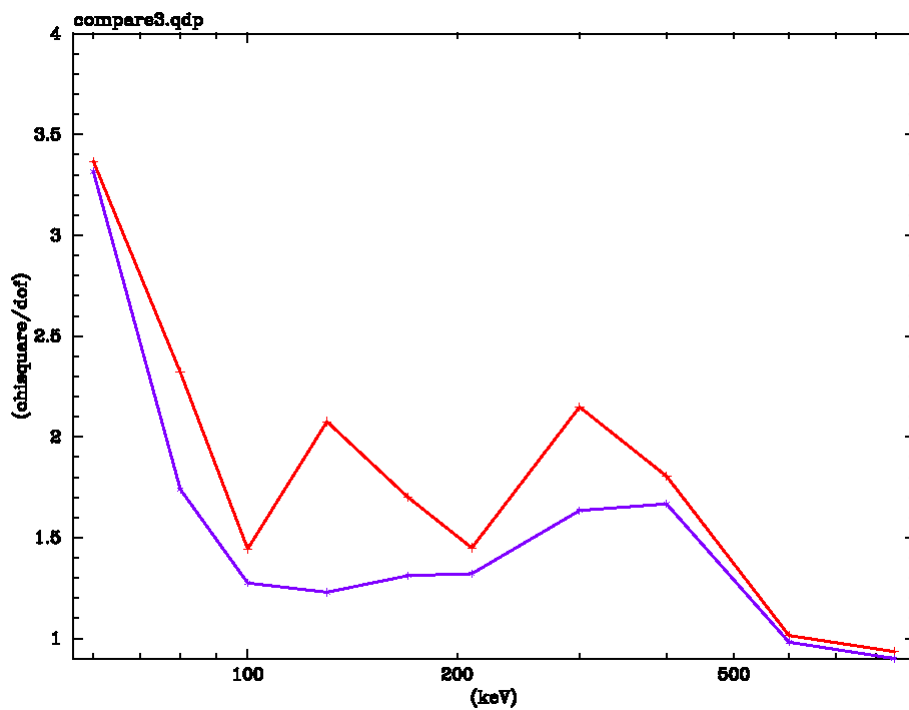


図 4.11: 時間項を入れる前後におけるモデル関数の精度比較。時間項を含むモデル (紫) のほうが、時間項を含まないモデル (赤) よりも精度が良いとわかる。

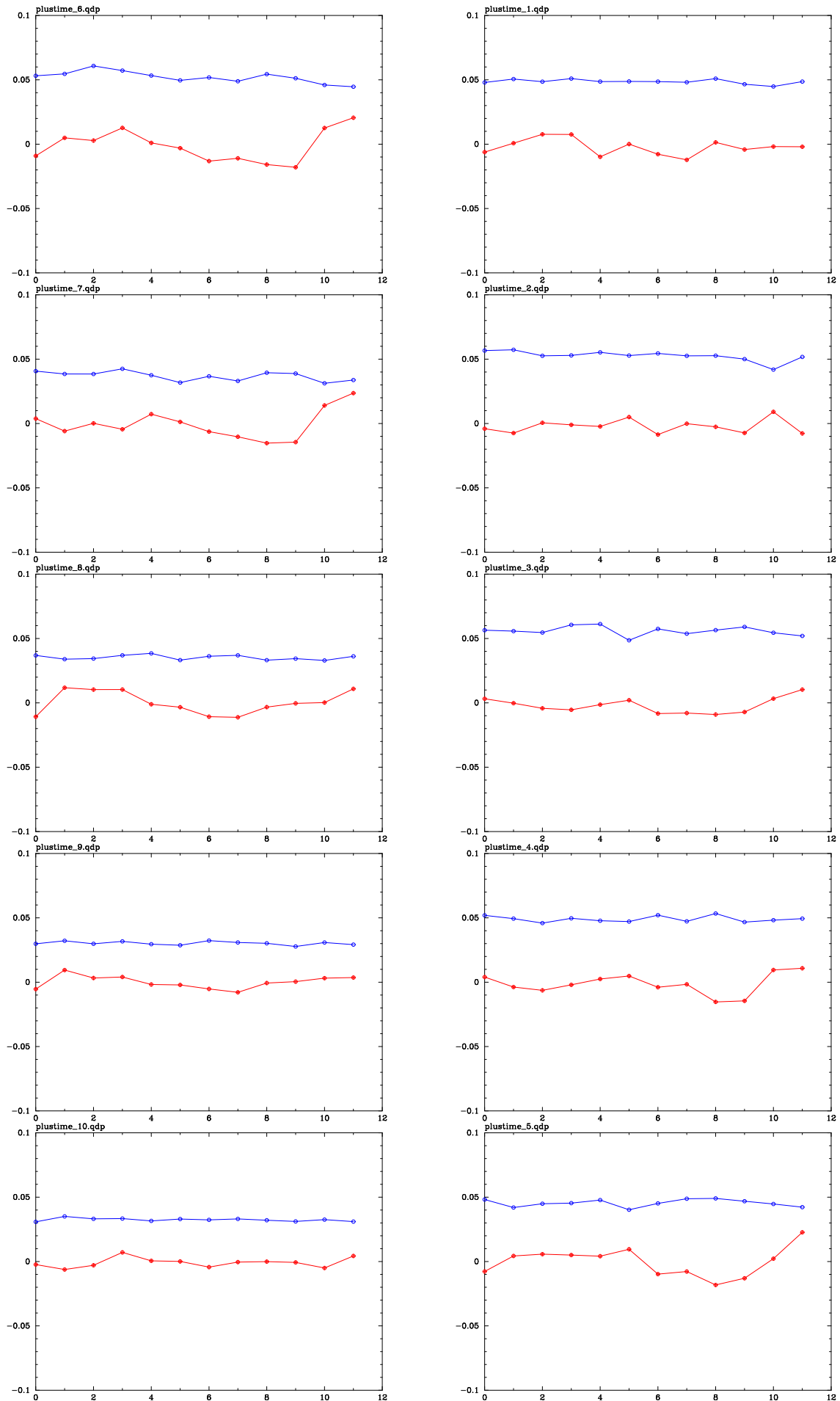


図 4.12: 時間項を加えたときのエネルギーごとにおける残差の平均 (赤) と分散 (青) の振る舞い。図 4.10 と比較すると、時間の経過による残差の増え幅が小さくなっている。

4.8 モデル化したバックグラウンドの系統誤差

ここまで構築してきたバックグラウンドのモデルを用いて、各観測のバックグラウンドスペクトルを作り、バックグラウンドの再現性による系統誤差がどれほどであるか調べた。まず、ライトカーブをフィットしたときと同じように、時間項まで含むモデル関数を用いて200秒ごとのカウントレートを各観測日ごと・エネルギーバンドごとにモデル化する。このとき、各パラメータは全ての観測における共通のパラメータを用い、天体からのフラックスを表す”sky”項は0にしてモデル化を行っている。そして、200秒ごとのモデルカウントを積分して観測全体のバックグラウンドスペクトルを作り、観測日のデータからその日のモデル化したデータを差し引いた。

図4.13がその結果である。モデル化を行うと、エネルギー領域を問わず残差の割合が小さくなり、バックグラウンドの再現性による系統誤差を $\pm 2\%$ 以内に抑えるができた。なお、150~200keVのエネルギー領域で系統誤差の大きなデータがあるが、「すざく」はおよそ40日周期で粒子環境が変動することがわかっており(高橋修論2006年 広島大学)、このデータの日(05101900)あたりでは粒子フラックスが大きくなったため、バックグラウンドモデルの精度が悪くなったと考えられる。

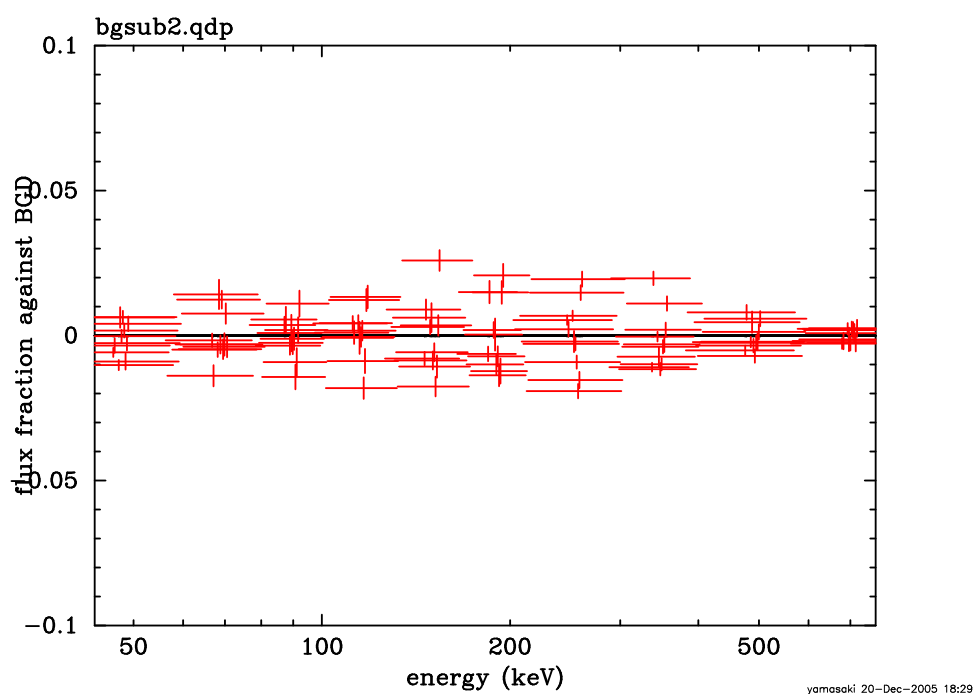


図4.13: バックグラウンドの実データとモデル化したデータどうしの差し引きによる系統誤差の割合。

4.9 SAA 依存性のモデル化における別のアプローチ

図 4.4 を見ると、6 番目から 8 番目のライトカーブ (170 ~ 400keV のエネルギー領域) におけるデータとモデルとのずれが大きく波打っているように見える。これまでは、SAA に依存する部分を GSO の WANTI(467 ~ 700keV) カウントで表していたが、この方法では SAA を通過した後のライトカーブの形を完全に再現できていないことがわかる。SAA に対応する部分は、検出器に入射した荷電粒子数となんらかの関係があるはずである。HXD では荷電粒子数を *pinud* でカウントしており、*pinud* の総カウント数を *saaud* で表している。そこで、対応するパラメータを指数関数で表すことにし、SAA 中における放射量を *pinud* カウントで見積もって *normalization*(係数) とする。そして SAA を通過するごとに指数関数を重ね合わせることで SAA 依存を表そうと考えた。

本セクションでは、SAA 中での *pinud* カウントの積分値と指数関数の係数との関係を調べた。なお、SAA に依存しないパラメータによる影響を防ぐため、はじめに取り扱っているすべての観測について、パラメータをフリーにしてフィッティングを行った。そして SAA に依存しない全てのパラメータを、各観測で得られた値の中から 05091301 のときの値で固定したのちに再度フィッティングしている (表 4.4 参照)。また、解析に用いる閾値としての COR は 6.0 以上、 $pinud \geq 100counts/sec$ のときに *saaud* にカウントしている。

まず指数関数の係数を求めるために、以下のモデル関数を用いてライトカーブをフィッティングしている。

$$f = a_0 + a_1 \cdot pinud^{a_2} + a_3 \cdot sky/dt \quad (4.9)$$

SAA を 1 回通過するごとに追加していく関数

$$g_i = a_{9+i} \cdot [\exp(-(yt - saat[i])/a_4) + a_7 \cdot \exp(-(yt - saat[i])/a_5)]$$

ここで、 a_{9+i} が SAA 通過後の指数関数の係数であり、これ以降 SAA パラメータと呼ぶ。それ以外のモデル関数のパラメータが、それぞれどんな意味をもっているか簡単に述べる。

- $a_0 \sim a_5, a_7, a_9$: 時間に不変なパラメータ
- a_{9+i} : SAA 対応のパラメータ (SAA を 1 回通ると 1 つ増える)
- *pinud* : 荷電粒子モニターのカウント数 (荷電粒子成分の指標)
- *sky* : 検出器の視野の方向 (1 を空, 0 を地没とする)
- *dt* : ライトカーブ 1bin あたりの積分時間 (sec)
- *yt* : 2000 年 1 月 1 日を基準としたときの現在の時刻 (sec)
- *saat*[*i*] : 各 SAA 中で *pinud* カウントが最大となる時刻 (sec)

図 4.14 に COR > 6.0 としたときの SAA 対応のモデル関数によるフィッティング結果を示す。

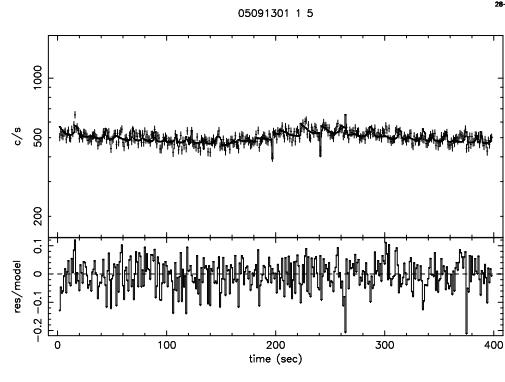
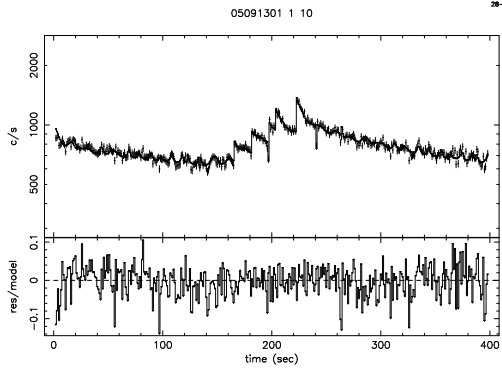
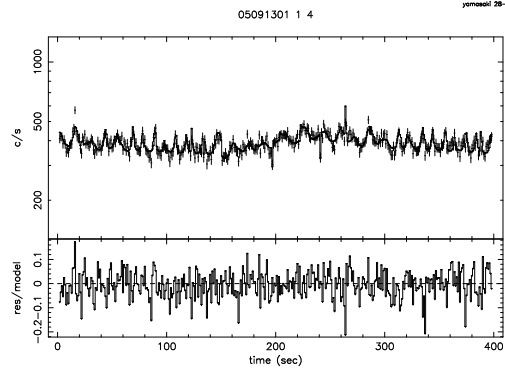
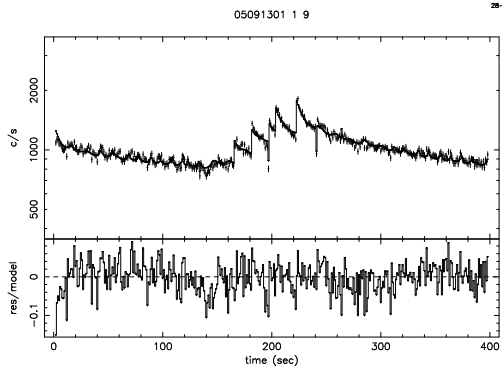
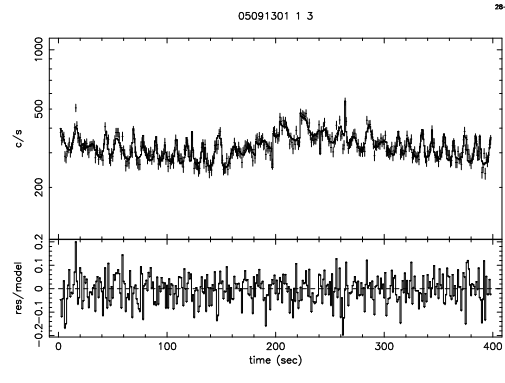
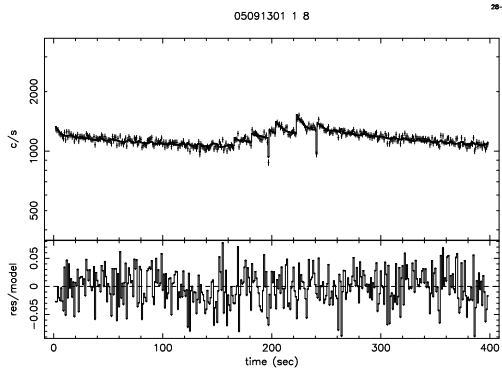
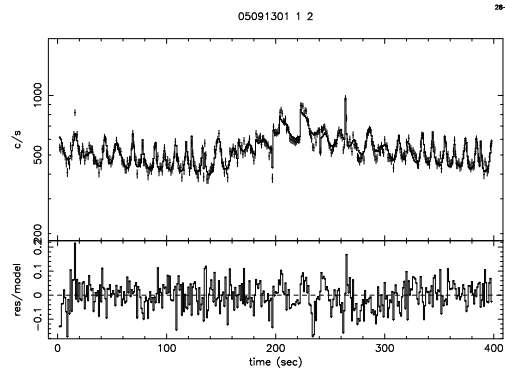
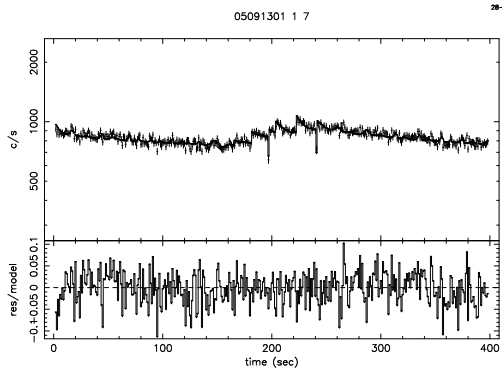
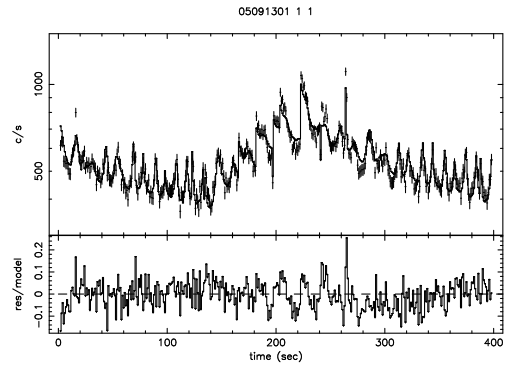
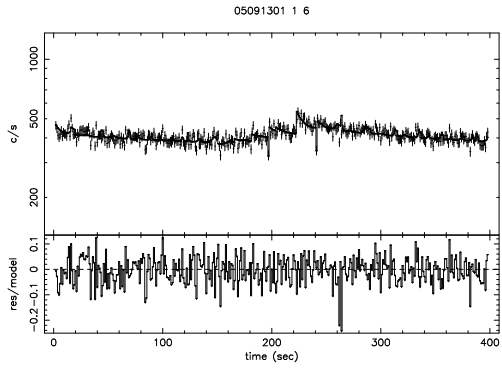


図 4.14: SAA 対応のモデル関数によるフィッティング結果

| energy-band | a_0 | a_1 | a_2 | a_3 | a_4 | a_5 | a_7 | a_9 |
|-------------------|--------|-------------|---------|-----------|-------|-------|-------|--------|
| 1 (48 ~ 60keV) | 1.7666 | 8.9902e-06 | 2.1006 | -0.21436 | 1000 | 18000 | 0.18 | 4.9200 |
| 2 (60 ~ 80keV) | 1.8585 | 1.7820e-05 | 2.0031 | -0.20586 | 1000 | 18000 | 0.18 | 2.5727 |
| 3 (80 ~ 100keV) | 1.2021 | 3.0180e-05 | 1.8062 | -0.14334 | 1000 | 18000 | 0.18 | 1.7809 |
| 4 (100 ~ 130keV) | 1.7343 | 5.9188e-06 | 2.0639 | -0.179123 | 1000 | 18000 | 0.18 | 1.1739 |
| 5 (130 ~ 170keV) | 2.5113 | 4.7599e-10 | 3.5627 | -0.21542 | 1000 | 18000 | 0.18 | 1.6011 |
| 6 (170 ~ 210keV) | 1.9964 | 3.68623e-11 | 3.9138 | -0.12001 | 1000 | 18000 | 0.18 | 1.3883 |
| 7 (210 ~ 300keV) | 3.8761 | 3.1302e-07 | 2.4098 | -0.14767 | 1000 | 18000 | 0.18 | 3.3584 |
| 8 (300 ~ 400keV) | 5.0859 | 0.0012599 | 0.99603 | -0.019005 | 1000 | 18000 | 0.18 | 4.4526 |
| 9 (400 ~ 600keV) | 3.8032 | 5.0605e-05 | 1.6485 | -0.016356 | 1000 | 18000 | 0.18 | 7.1474 |
| 10 (600 ~ 850keV) | 2.6468 | 0.012250 | 0.74424 | -0.053583 | 1000 | 18000 | 0.18 | 5.2082 |

表 4.4: SAA 依存のないパラメータを固定させた値をエネルギーバンドごとに示す。用いた値は 05091301 である。

4.9.1 SAA とパラメータとの相関

図 4.15 にエネルギーバンドごとにおける sa_{aud} と SAA 依存パラメータの相関を示す。全体的にみれば正の相関があるように見えるが、各日付けごとにみると相関がみられない。さらに 5 番目から 7 番目のグラフ (130 ~ 400keV のエネルギー領域) では相関がないようにも見える。これは、以下のような原因が考えられる。

(1)HXD に入射してきた荷電粒子数はわかるものの、1 つ 1 つの荷電粒子が持つエネルギーまでは把握できないため。検出器の放射化の様子は入射する荷電粒子のエネルギーに依存するので、エネルギー依存性を無視していると相関が悪くなってしまう。

(2) 荷電粒子が検出器に入射する時間幅を正確に考慮していないため。今回用いたモデル関数では、SAA 中で $pinud$ のカウントが最大のときに荷電粒子がデルタ関数的に入射したという形をとっている。しかし実際は数 10 分程度の時間幅の中で荷電粒子は入射してくる。正確にカウントするためには

$$a_i \int_{t_0}^t pinud(t) \exp [-(t - t_i)/\tau_i] dt \quad (4.10)$$

と表すべきである。

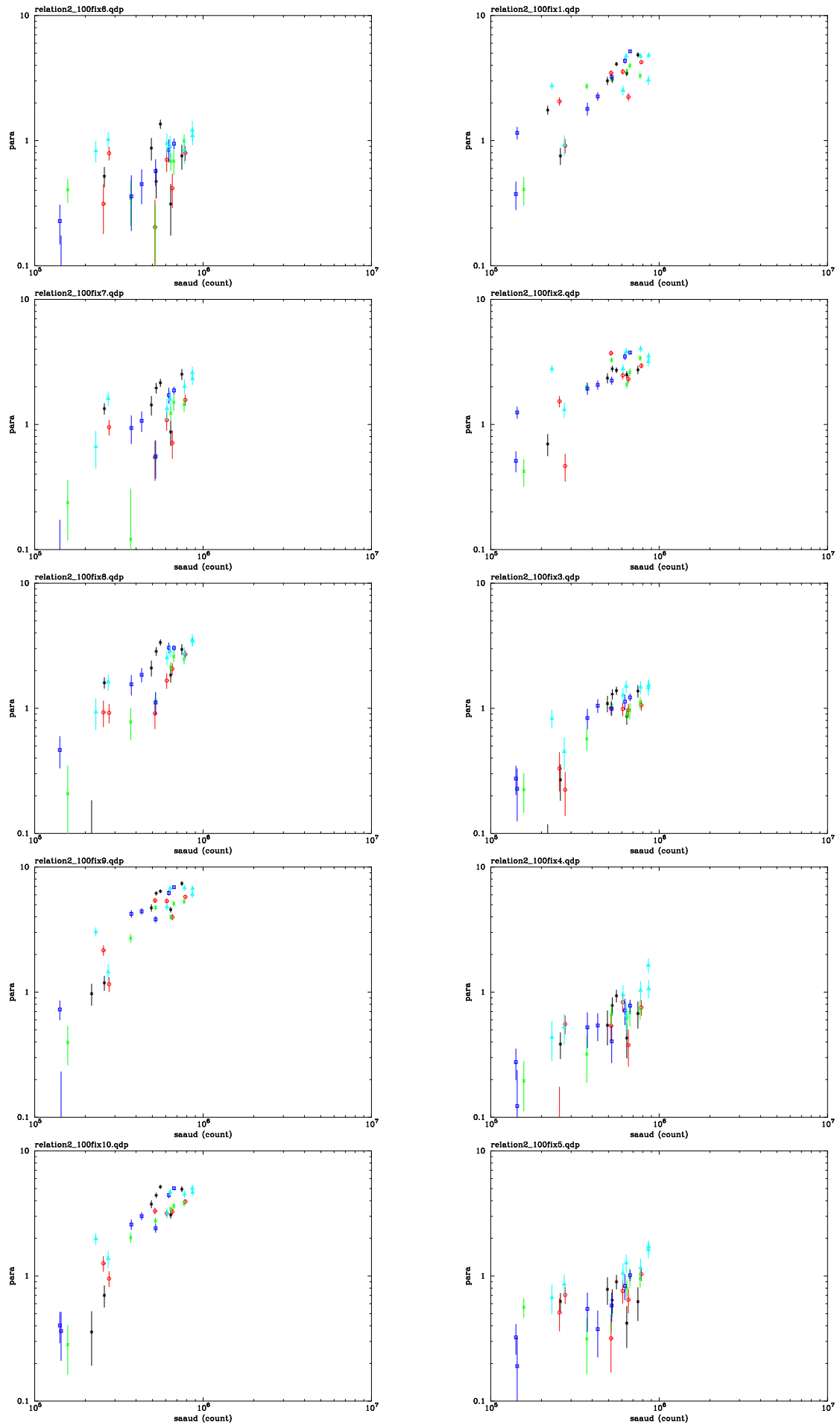


図 4.15: pinud の総カウント数である saadt と SAA 対応パラメータとの相関を示した図。

4.10 観測データからのバックグラウンドモデルの差し引き

4.8 に示したように、モデル化を行うとバックグラウンドの再現性による系統誤差を小さく抑えることができた。そこで、このモデル関数を実際に X 線天体を観測したデータに適用させることで、バックグラウンドが正しく差し引けているのか評価した。

| 観測開始 | 観測ターゲット |
|----------|---------------------|
| 05092904 | Galactic Center |
| 05100504 | CygX-1 Black Hole |
| 05100515 | HerX-1 X-ray Pulsar |
| 05102201 | Mrk3 AGN |

表 4.5: モデル関数を適用させた観測ターゲット

本セクションでは、これまで構築してきた時間を含むモデル関数に、地没の影響も考慮するため”sky” 項を加えた

$$f = a_0 + a_3 \cdot WANTI \cdot [1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9)] + a_5 \cdot pinud + a_0 \cdot a_7 \cdot sky/dt - a_{12} \exp[-(t - t_0)/a_{13}] \quad (4.11)$$

をモデル関数に用いる。まず、式 4.11 のパラメータを全てフリーにしてフィッティングを行う。次に”sky=0” とすることでバックグラウンドをモデル化し、データからバックグラウンドモデルを差し引いた。なお、参考として観測日に近い日のバックグラウンドと思われる観測のデータのスペクトルを単に差し引いたときも調べた。

系統誤差の結果を図 4.16, 図 4.17 に示す。上が観測データから近い日のバックグラウンドと思われる観測のデータのスペクトルを単に差し引いたとき、下がモデル関数をフィッティングしたときの残差である。データからバックグラウンドを単純に差し引くより、モデル関数を適用させるほうが系統誤差が小さいため、100keV 以下のエネルギー領域における天体からの信号が有意に見える。また、実際の観測データからバックグラウンドモデルを差し引いた結果を図 4.18, 図 4.19 に示す。観測データを黒、バックグラウンドモデルを赤、両者を差し引いて得られる天体からの信号を青で表している。カウント数が急激に下がるのは、地没の影響による。バックグラウンドをモデル化することにより、観測データからバックグラウンドが正しく差し引けていることが確認できた。

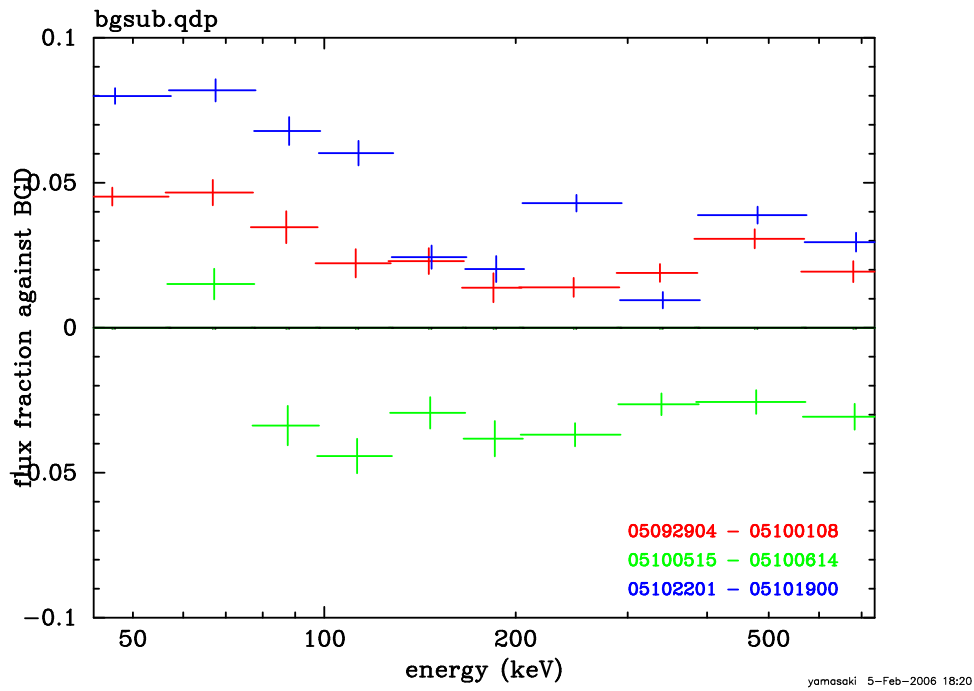


図 4.16: 観測日とBGD 観測と思われる日のデータとのスペクトルを単に差し引いたときの残差の割合。右下は「観測日 - バックグラウンド」を表す。

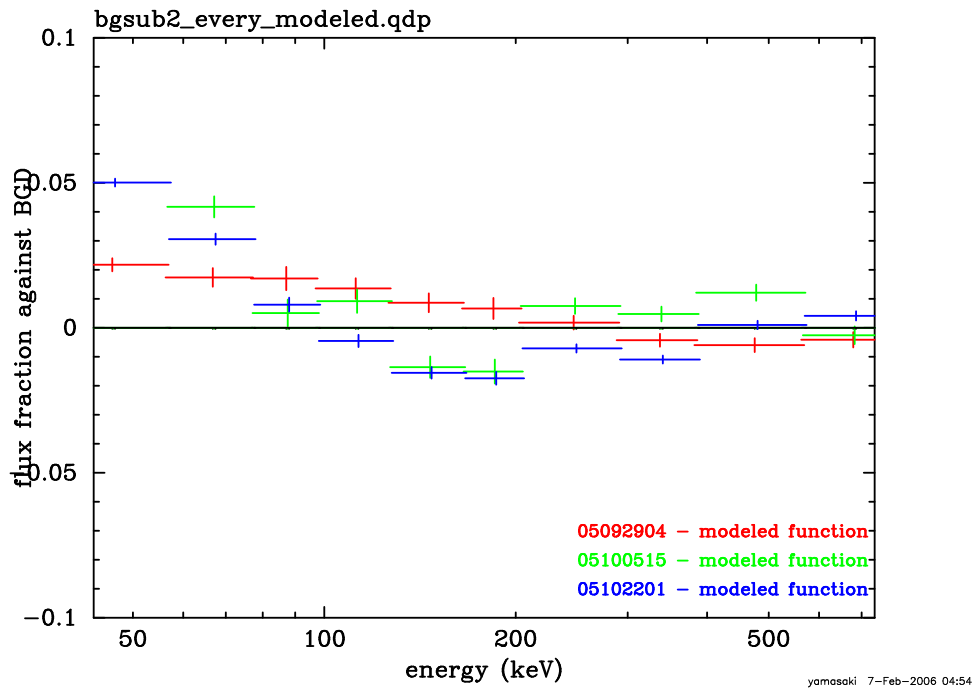
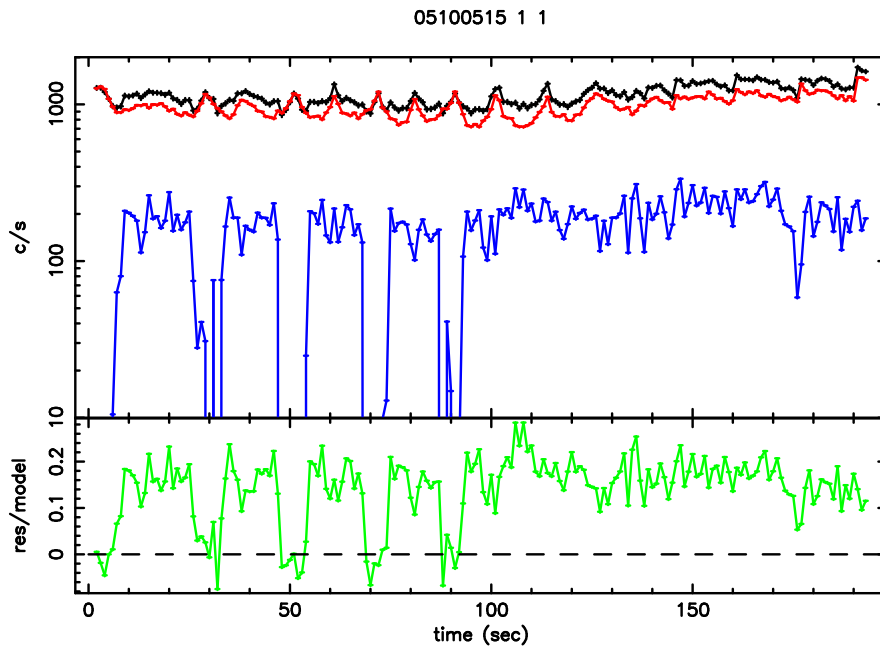
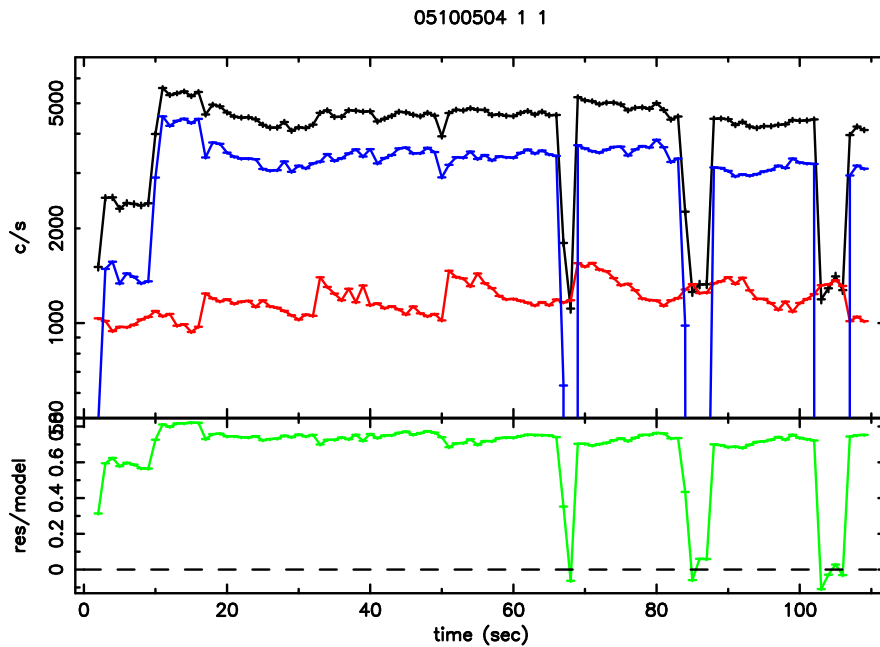


図 4.17: 観測日のデータからバックグラウンドをモデル化して差し引いたときの残差の割合。100keV 以下の領域では天体からの信号が有意に見えている。



yamasaki 10-Feb-2006 11:40

図 4.18: 式 4.11 を用いて得られた、48~60keV の領域における”HerX-1 (X-ray Pulsar,05100515)” からのX線のライトカーブ。



yamasaki 10-Feb-2006 11:38

図 4.19: 式 4.11 を用いて得られた、48~60keV の領域における”Cygnus X-1 (Black Hole,05100504)” からのX線のライトカーブ。上の HerX-1 と比較すると非常に明るいことがわかる。

4.10.1 ゲイン補正によるバックグラウンドの差し引き

「すざく」に搭載されている観測機器は、時間や周囲の環境変化によって様々な影響を受ける。特にシンチレータの信号を読み出す光電子増倍管 (PMT) は、時間の経過や温度変化によってゲインが変動してしまう。また GSO シンチレータ自体も温度変化によって光量が増える。さらに、衛星が SAA 通過しているときは劣化を防ぐために PMT の高圧電源を切っているが、切った直後にゲインが一時的に上昇することがわかっている。そのため、これらの影響を取り除いてやり、より正確にバックグラウンドのライトカーブを求めることで系統誤差を小さくすることができると考えられる。ゲイン補正とは、チャンネルとエネルギーが常に一定の関係になるよう補正することである。ここでは、ゲイン補正を行ったデータに対して先程と同じ解析を行い、各観測どうしのモデル化バックグラウンドの差し引きを行った。

結果を図 4.20 に示す。ゲイン補正を行う以前の図 4.17 と比較すると、全てのエネルギー領域において残差の割合が予想よりも小さくならず、逆にその割合が大きくなるデータも見られる。ゲイン補正は、目標天体からの信号を正確に得るためには必要な補正であるが、実データとモデルとのフィッティング精度を上げることにに関しては、それほど重要な役割を果たしていないといえる。

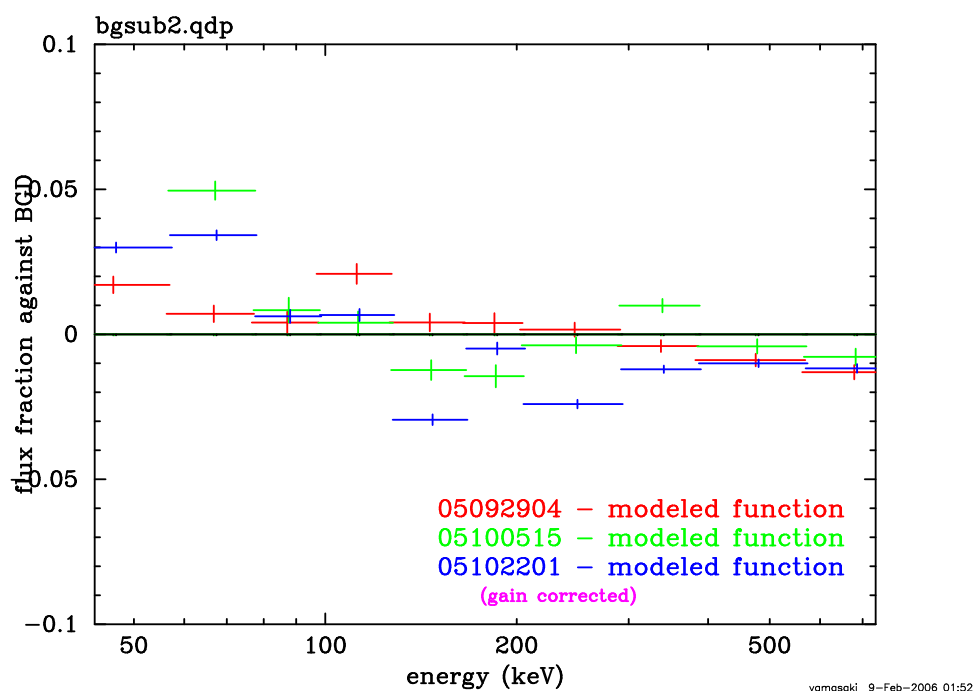


図 4.20: ゲイン補正を行ったデータからバックグラウンドモデルを差し引いたときの残差の割合。図 4.17 と比較すると、期待していたほどの改善は見られない。

第5章 まとめと今後の課題

今回の研究では、「すざく」衛星搭載の硬X線検出器 (HXD) の性能を最大限引き出すため、バックグラウンドのモデルを構築し、再現性による系統誤差を精度良く見積もる解析作業を行った。過去のX線天文衛星「ぎんが」や「あすか」で培われた手法を用い、 χ^2/dof が1に近づくことでデータとモデルとの整合性を判断しながら解析を進めた結果、現時点では $COR > 6.0$ として

$$f = a_0 + a_3 \cdot WANTI \cdot [1.0 + a_8 \exp(-saadt/a_9)] \\ + a_5 \cdot pinud + a_0 \cdot a_7 \cdot sky/dt - a_{12} \exp[-(t - t_0)/a_{13}] \quad (5.1)$$

でフィッティングを行うと最も精度が良いことがわかった。

ただ、式 5.1 ではバックグラウンドを完全に再現することができておらず、より精度の高いバックグラウンドモデルを模索していく必要がある。具体的には、SAA パラメータの導入、地球の緯度経度によるモデルの構築が挙げられる。まず、式 5.1 でフィッティングを行うと、SAA を通過した後のライトカーブの形をうまく再現できていないことがわかっていて、解析では $pinud$ を用いた SAA パラメータを導入したが、検出器に入射してくる荷電粒子の数を正確にカウントしなかったため、よい結果が得られなかった。今後の解析では、式 4.10 を用いて荷電粒子数を正確にカウントし、SAA 通過後のライトカーブを正確に再現することが求められる。さらに、時間変数に加え周回軌道上における位置座標のパラメータを導入することで、より一層精度の高いバックグラウンドのモデル関数を構築することができるものとする。HXD の性能を十分に生かせるようなモデル構築のため、今後もより一層研究に専念する所存である。

謝辞

本研究を行うにあたり、実に多くの方々の御協力を頂きました。この場をかりて厚く御礼申し上げます。まず基礎からご指導してくださった大杉先生と深沢先生に感謝いたします。特に指導教官の深沢先生には、データ解析から論文の添削にいたるまで懇切丁寧なご指導を頂きました。学部1年生のときに、当時他学科の学生だった私が研究室訪問した際、多忙な時期にも拘わらず宇宙のことについて熱く語って頂いてから、私はこの研究室を志望するようになりました。今こうして研究室に入ることができ、研究に携わっていることを嬉しく、誇りに思います。また、解析を行うにあたり、「言われた作業の10倍は勉強せよ」「結果を素人にもわかってもらえるよう常に工夫を施せ」など有益な言葉もたくさん頂きました。まだまだ未熟な私ですが、これからもご指導のほど、よろしく願いいたします。

同じ小部屋にいらっしゃる先輩の山田さんには、本当にお世話になりました。プログラミングの「プ」の字すらわからなかった私に、コマンドから、C言語やシェルの解説・さらにはデバック作業に至るまで一から教えてくださいました。山田さんがいたからこそ、ようやくここまで来れたといっても過言ではありません。本当にありがとうございました。

また、研究室の先輩方にはたいへんお世話になりました。HXD全般について、些細な質問に対しても丁寧に解説してくださった川埜さん、豊富な知恵をもとに的確なアドバイスをくださった大野さん、夜中にいつも背後にやってきては鋭い質問を投げかけてくださった高橋さん、解析が行き詰まってどうしようもないときにいつも愚痴を聞いてくださった平澤さん、心より感謝申し上げます。また、同期の白井君、竹本君、田中君、中本君、保田君、みんなの研究に対する気迫と熱意を垣間見ることができたから、夜を徹しての作業も乗り越えることができました。素晴らしいメンバーに巡りあえたことに感謝します。小部屋の水野さん、河本さん、千代延さん、安田さん、そして研究室のみなさんには、この1年間お世話になりました。みなさんのおかげで卒業論文を完成させることができたと思うと、感謝以外の何物でもありません。本当にありがとうございました。

参考文献

- [1] <http://www.isas.jaxa.jp/j/enterp/missions/suzaku/scienti.shtml>
- [2] <http://arxiv.org/ps/astro-ph/9709257>
- [3] <http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/gallery/display/saa.html>
- [4] 出沢恵理子 東京大学大学院 理学系研究科 天文学専攻 1996 年度修士論文
“ASTRO-E 衛星搭載硬 X 線検出器用 fine collimator の開発”
- [5] 村島未生 東京大学大学院 理学系研究科 天文学専攻 2002 年度修士論文
“宇宙硬 X 線・ 線検出器の放射化バックグラウンド特性”
- [6] 河嶋健吾 広島大学理学部物理科学科 2002 年度卒業論文
“Astro-E2 衛星搭載硬 X 線検出器におけるバックグラウンド除去機能の性能評価”
- [7] 川添哲志 広島大学理学部物理科学科 2000 年度卒業論文
“宇宙硬 X 線観測用シンチレーション検出器の低バックグラウンド化の研究”
- [8] 川添哲志 広島大学大学院 理学研究科 物理科学専攻 2002 年度修士論文
“Astro-E2 衛星搭載硬 X 線全天モニタ装置のバックグラウンドの推定”
- [9] 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 実験計画書 (第 2 分冊 12.6)”
- [10] Astronomical Society of Japan, 1989
”The Origin and Behavior of the background in the Large Area Counters on Ginga and Its Effect on the Sensitivity”
- [11] N.C.BARFORD 著/酒井英行訳 丸善
”実験精度と誤差 - 測定の確からしさとは何か”(平成 15 年第 6 刷)