

ASTRO-H 衛星搭載軟X線マイクロカロリメータの バックグラウンドシミュレーションモデルの構築

埼玉大学大学院 理工学研究科

平成23年度 修了

物理機能系専攻 物理学コース

田代・寺田研究室

10MP116 安田 哲也

指導教官：寺田幸功

2012年3月2日

概要

2014 年打ち上げ予定の ASTRO-H 衛星搭載の軟 X 線マイクロカロリメータ (SXS) は、X 線光子 1 つ 1 つのエネルギーを素子の温度上昇によって測定する撮像型高精度分光検出器である。SXS は極低温 (~ 50 mK) で動作させ、精密にその温度上昇を測定することで 0.3 - 12.0 keV のエネルギー帯域で 7 eV (FWHM) 以下のエネルギー分解能を達成する。これは、従来の CCD による撮像型分光器よりも 1 桁以上優れた性能である。

衛星軌道上では目標天体からの X 線信号の他に、宇宙背景放射や銀河面放射などの X 線バックグラウンド背景放射や、宇宙線などの荷電粒子由来による偽イベントも検出される。これらは観測データに混ざりデータの質を下げるだけではなく、発生頻度が上がると X 線の分光精度を低下させたり、波形処理回路の処理能力を圧迫したりするために、検出器の能力を十分に発揮できなくなってしまう。そのため、精密分光観測においてこれらのバックグラウンドを正確に推定し見積もることは極めて重要である。マイクロカロリメータのバックグラウンドは、SXS と基本的な設計は同じである「すざく」衛星 XRS の実測値からおおよその推定は可能である。センサ部で検出されるこれらの X 線・非 X 線バックグラウンドのエネルギースペクトルやフラックスは、検出器の構造や素材、密度等に依存するため、より正確にはセンサのピクセル数の増加 (32 \rightarrow 36) やサイズの増大 (624 \rightarrow 814 μm 角) など、詳細な構造の差異を考慮する必要がある。したがって、SXS でのバックグラウンドを推定するためには、検出器内の精密な物質分布や衛星全体の構造を把握する必要がある。さらに、その上でセンサに入射する粒子の種類や量を正確に求め、その粒子に対するエネルギー応答を理解することが不可欠である。しかし、現設計において検出器の構造や検出原理がとても複雑なため、解析的な評価が困難である。そこで、物質中での粒子の振る舞いを再現することができるモンテカルロシミュレーションを用いて評価することが必要である。

本研究では、衛星軌道上でのバックグラウンドを推定するためのモンテカルロシミュレータを開発した。モンテカルロ法を導入するために、光子や陽子などの粒子と物質との相互作用シミュレートするためのツールキットである Geant4 を用いた。また、このときに ASTRO-H 衛星構体を含む SXS 検出器のマスマデルの構築や、導入する物理素過程の検証を行った。そして、バックグラウンドイベントのデジタル信号処理回路の処理機能占有率や、反同時検出器によるバックグラウンド除去率を定量的に評価した。さらに、バックグラウンドイベントのエネルギースペクトルとフラックスの推定を行った。

目次

第 1 章	X 線天文学と分光観測	3
第 2 章	高精度 X 線分光観測について	5
2.1	マイクロカロリメータによる X 線検出の原理	5
2.2	人工衛星搭載の高精度分光 X 線検出器	6
2.2.1	回折格子を利用した X 線分光検出器	6
2.2.2	すざく X-Ray Spectrometer	7
2.2.3	ASTRO-H Soft X-ray Spectrometer	8
2.2.4	TES 型マイクロカロリメータ	14
2.3	衛星軌道上でのバックグラウンドイベント	14
2.3.1	X 線バックグラウンド (X-ray background)	14
2.3.2	荷電粒子由来のバックグラウンド (Non X-ray background)	15
2.4	ASTRO-H/SXS への要求	17
2.5	本研究の目的	18
第 3 章	Geant4 モンテカルロシミュレータの開発	19
3.1	目的	19
3.2	Geant4 ツールキットの概要	20
3.2.1	検出器のマスマデル	20
3.2.2	物理素過程	20
3.2.3	入射粒子の生成部	20
3.2.4	検出アルゴリズム	21
第 4 章	ASTRO-H 衛星モデルの構築	22
4.1	マスマデルの構築 (Mass model)	22
4.1.1	「すざく」衛星/XRS の構築	22
4.1.2	ASTRO-H 衛星/SXS の構築	22
4.2	物理素過程のリスト (Physics list)	24
4.3	入射粒子の生成部の開発 (Primary particle generator)	24
4.3.1	等方的な入射方法	27
4.3.2	放射性同位体 ^{241}Am を模擬したエネルギースペクトル	28
4.3.3	宇宙線を模擬したエネルギースペクトル	29
4.4	X 線信号処理を模擬するパートの開発 (Digitization)	35

	2
第5章 シミュレータの検証	36
5.1 物理素過程の検証	36
5.2 ASTRO-H/SXS エンジニアリングモデルとの比較	39
5.2.1 性能実証モデルでのデータ取得	39
5.2.2 モンテカルロシミュレータでのデータ取得	41
5.3 「すざく」/XRS を用いた宇宙線スペクトル及び Digitization の検証	42
第6章 シミュレーション結果	49
6.1 結果1：ASTRO-H/SXS で検出される宇宙線（カウントレートの評価）	49
6.2 結果2：ASTRO-H/SXS で検出される宇宙線（エネルギースペクトル）	50
第7章 まとめ	54
付録A SXS でのバックグラウンドイメージ	55

第1章 X線天文学と分光観測

X線天文学は、1962年ジャッコーニらのロケット観測によって始まった。この観測によって太陽以外にX線で明るく輝く天体 (Sco X-1) を発見したと同時に、宇宙全体がX線でみちみちていることを初めて発見した。以降、1960年代にはロケットや気球の技術の発展に伴ってX線天文学も発展し、多くの観測が行われてきた。1970年にはUhuru衛星が初めてX線天文衛星として衛星軌道に投入され以来、現在まで多くのX線天文衛星が打ち上げられてきた。日本におけるX線天文学は、小田によってSco X-1の位置を1秒角の精度で決定した「すだれコリメータ」による気球観測を皮切りに、1979年以降現在まで「はくちょう」「てんま」「ぎんが」「あすか」「すざく」と、5つのX線天文衛星が衛星軌道上でのX線観測に成功している。

X線検出器の能力の主要なパラメータをあげるとすれば、X線光子をどれだけ効率よく検出できるかを表す「有効面積」や検出時刻決定精度の細かさである「時間分解能」、撮像能力を表す「角度分解能」や「視野角」、X線光子の「エネルギー決定精度」や分光能力である「エネルギー分解能」などがある。ここで日本の衛星における分光能力に注目すると、初期の小田稔らが上げた気球にはガイガーカウンターが搭載された。その後すぐに主役は比例係数管へと移り、X線帯域での分光が可能になった。比例係数管は、「はくちょう」「てんま」「ぎんが」「あすか」にも搭載され、現在でも国際宇宙ステーションに搭載されている全天X線監視装置MAXIなどにも使われている。特に、「てんま」「あすか」にはガス蛍光比例計数管が搭載され、5.9 keVのX線において約0.6 keVというエネルギー分解能を達成した。これは比例係数管の約2倍上回る精度である。「てんま」は、中性子星表面から突発的に数10-100秒の時間スケールで増光する現象であるX線バーストの観測に成功し、その優れたエネルギー分解能によってエネルギースペクトルから、6.7 keVの鉄のK殻での吸収線が4.1 keVに中性子星の重力によって赤方偏移していること発見し、中性子星の質量や半径に制限をつける重要な結果を得ている。これからも、X線観測において精密分光観測は非常に重要な役割を担っているといえる。

また「あすか」では、X線ミラーによる集光面にガス蛍光比例計数管が置かれた。さらに、多電極の位置検出型比例計数管を用いたことで撮像を可能にしたGISは、5.9 keVのX線に対して0.5 keVほどのエネルギー分解能であった。「あすか」「すざく」でのCCDカメラであるSIS、XISが ~ 150 eV、X線マイクロカロリメータであるXRSが ~ 7 eVを達成し、エネルギー分解能はたった30年あまりで1/100にまで進化し続けてきた。しかし、XRSは冷凍機の冷却剤として充填されていた液体ヘリウムの消失により、天体の観測には至らなかった。そして、2014年打ち上げ予定のASTRO-H衛星に搭載されるSXSはさらに進化した4 eVというエネルギー分解能を達成しようとしている。

SXSの観測帯域である200 eVから12 keVには、炭素、窒素、酸素、ネオン、マグネシウム、シリコン、硫黄、アルゴン、カルシウム、鉄などの宇宙に存在する主要な重元素のK輝

線や K 吸収端、L 輝線などが存在することから、これらの重元素の量や物理状態を知る上でも大きな役割を果たす。さらには、これらの輝線エネルギーシフト、あるいは幅は、これらの元素を含むガスの運動状態を知る上でも、今までのどの X 線検出器よりも精密に観測することが可能である。特に SXS ほどのエネルギー分解能であれば、5.9 keV の鉄輝線がドップラーシフトによるエネルギーシフトを 4.0 eV まで分離することが可能になるため、ガスの運動が 200 km/s のレベルまで知ることができる。このように、SXS は、X 線天文学の新たな時代を切り開くと期待されている。

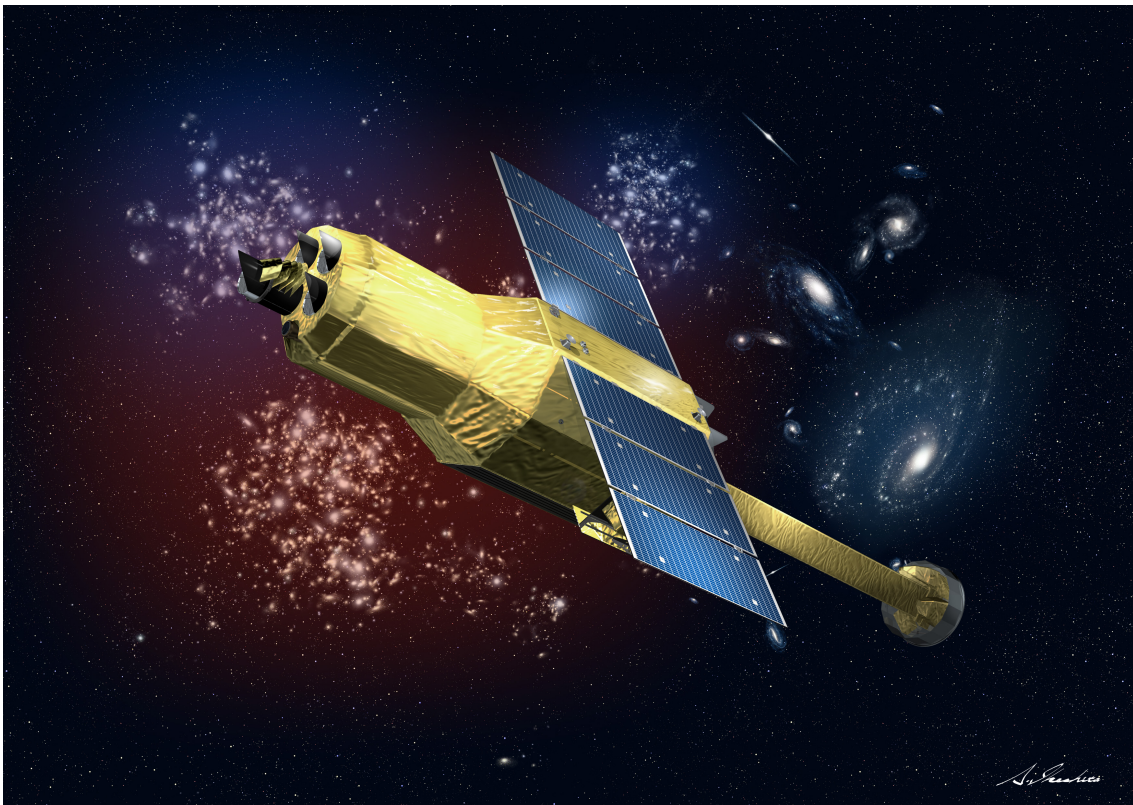


図 1.1: ASTRO-H 衛星。イラスト 池下章裕氏/提供 JAXA

第2章 高精度 X 線分光観測について

2.1 マイクロカロリメータによる X 線検出の原理

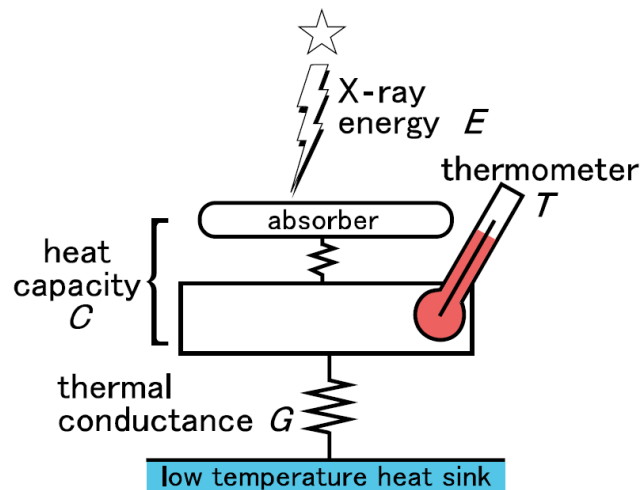


図 2.1: X 線マイクロカロリメータの概念図

X 線マイクロカロリメータは、入射した X 線光子 1 つ 1 つのエネルギーを素子の温度上昇によって測定する検出器である。X 線検出器でよく使用されるシリコン半導体検出器のキャリアとなる伝導電子の電離エネルギーは 3.7 eV 程度である。それに対して、100 mK 以下の極低温で動作させる X 線マイクロカロリメータのキャリアであるフォノンの励起エネルギーは 0.24 eV である。そのため、典型的なシリコン半導体検出器よりも 1 桁以上低いエネルギーでキャリアを励起することができ、キャリアの数が一桁多くなる。したがって、入射 X 線のエネルギーに対する統計誤差が小さくなることから、数 eV という優れたエネルギー分解能を実現する。

X 線マイクロカロリメータは、図 2.7 に示すような吸収体、温度計、熱リンク、熱浴から構成される。吸収体に入射した X 線光子は光電効果によって吸収され、そのエネルギーが熱に変わる。入射光子のエネルギー E に対する素子の温度変化 ΔT は、吸収体と温度計の熱容量を C として

$$\Delta T = \frac{E}{C} \quad (2.1)$$

と書ける。この微小な温度変化を、温度計の抵抗値の変化として測定する。吸収体は熱浴と弱い熱リンクで繋がっているため、吸収体で生じた熱は熱リンクを通じて熱浴に逃げていき、

ゆっくりと元の定常状態に戻る。この変化は熱伝導方程式

$$C \frac{d\Delta T}{dt} = -G\Delta T \quad (2.2)$$

で表される。ここで G は熱リンクの熱伝導度である。よって素子の温度上昇は時定数 τ は

$$\tau = \frac{C}{G} \quad (2.3)$$

に従って指数関数的に減衰していく。

X 線マイクロカロリメータのエネルギー分解能は素子の熱揺らぎによって制限される。吸収体中のフォノン数は

$$N \sim \frac{CT}{k_{\beta}T} = \frac{C}{k_{\beta}} \quad (2.4)$$

と書ける。この数がポアソン統計に従って揺らぐと考えると、素子の熱揺らぎ ΔU は

$$\Delta U \sim \sqrt{N}k_{\beta}T = \sqrt{k_{\beta}T^2C} \quad (2.5)$$

となる。より一般的には、X 線マイクロカロリメータの原理的なエネルギー分解能の限界は

$$\Delta E_{FWHM} = 2.35\xi\sqrt{k_{\beta}T^2C} \quad (2.6)$$

と書ける。ただし、 ξ は温度計の感度や動作条件などによって決まるパラメータであり。よって、エネルギー分解能の向上には温度を下げる、吸収体と温度計の熱容量を下げる、温度計の感度を上げることが本質的である。熱容量は吸収体の材質、体積、温度に特に依存し、金属の場合は電子比熱 $\propto T$ 、絶縁体の場合は格子比熱 $\propto T^3$ に比例するので、温度を下げることは、この点でも重要である。また、式 (2.6) からわかるように、理論的なエネルギー分解能は入射 X 線のエネルギーによらず一定である。これもマイクロカロリメータの特徴のひとつである。実際には、温度計読み出し回路の雑音、熱浴の温度揺らぎ、電磁干渉などの測定セットアップの外来雑音や、吸収位置による熱パルスのばらつきや、吸収体と温度計の間で生じる熱揺らぎなどによってエネルギー分解能は悪化する。しかし、これらは素子と実験環境を慎重に設計することで軽減できる。

2.2.2 節、2.2.3 節で述べる すざく/XRS、ASTRO-H/SXS の吸収体には、ギャップエネルギーの小さい化合物半導体であるテルル化水銀 (HgTe) を用いている。これらは抵抗温度計型とよばれ、いわゆる電熱フィードバックによって安定に動作させることができる。温度計に定電流をながし、X 線光子が入射すると温度が上がり、抵抗値が下がるためジュール発熱が減り負のフィードバックがかかり、元の温度状態へともどる。

2.2 人工衛星搭載の高精度分光 X 線検出器

2.2.1 回折格子を利用した X 線分光検出器

回折格子 (grating) は、X 線領域で数 eV のエネルギー分解能を達成する方法としてもっとも一般的である。回折格子を用いた X 線分光検出器は、1999 年に打ち上げられた Chandra 衛

星に搭載された透過型を用いたものと、XMM-Newton 衛星に搭載された反射型を用いたものによって既に観測が行われている。

Chandra 衛星には High Energy Transmission Grating Spectrometer (HETGS) と Low Energy Transmission Grating Spectrometer (LETGS) の2つの透過型回折格子が、XMM-Newton 衛星には Reflection Grating Spectrometers (RGS) の反射型回折格子が搭載されている。これらは、入射 X 線を回折格子によって分散させ、波長分解された光子のエネルギーを位置情報によって測定するため分散型の分光器とよばれる。この分散型分光器は 1 keV 以下のエネルギー帯域において FWHM で ~ 2 eV のエネルギー分解能を達成している実績がある。しかし、その検出原理から超新星残骸や銀河団のガスのような広がった天体に対しては、回折格子による分散と天体自身の空間分布が重なり、一義に入射光子のエネルギーを得ることは難しくなってしまう。そのため優れたエネルギー分解能を發揮できない。また、回折格子の分散角は入射 X 線の波長に比例するために、高いエネルギーの X 線光子に対して優れたエネルギー分解能を保つためには、焦点距離をより長くしたり回折格子をさらに挟む必要がある。すると、衛星がさらに巨大化してしまったり、分散された光子のみ検出するため、光子統計の面でも不利になってしまう。

2.2.2 すざく X-Ray Spectrometer

「すざく」衛星に搭載された X 線マイクロカロリメータ X-Ray spectrometer (XRS) は吸収体にテルル化水銀 (HgTe) をもちいた半導体温度計のカロリメータである。XRS は、Chandra 衛星や XMM-Newton に搭載された回折格子を用いた分散型に対し、光子 1 つ 1 つのエネルギーを温度上昇によって測定するため、非分散型とよばれる。(2.1) 節で述べたように、非分散型である X 線マイクロカロリメータのエネルギー分解能は入射光子のエネルギーによらず、広いエネルギー帯域 (0.1 - 12 keV) において優れたエネルギー分解能を実現する。さらに、回折格子のように分散によって光子統計が下がらずに、X 線ミラーで集光することでさらに光子統計を増やすことが出来ている。また、アレイ型にすることで撮像も可能にした。XRS は、宇宙線のような非 X 線バックグラウンドの除去のために、反同時係数検出器 (anti-coincidence detector; anti-co) として Si 半導体検出器がマイクロカロリメータ基板の下に配置されている。anti-co 検出器の構造は、Si PIN (P-Insulation-N) ダイオード検出器と同等であるが、50 mK の極低温化では電子はとホールキャリアが完全に凍結されて、イオン化検出器として動作する。anti-co 検出器が感度をもつ領域は $10 \times 10 \times 0.5$ mm³ であり、ほぼ完全に XRS の吸収体の領域 5×5 mm² をカバーする。エネルギー分解能は 60 keV の光子に対して ~ 5 keV で、0.5 mm 厚の Si を荷電粒子が通過した時の最小電離エネルギー 195 keV に対し十分低いしきい値を設定できる。

XRS は世界で初めて衛星軌道上で動作し、較正線源から ~ 7 keV の X 線光子に対して 7 eV (FWHM) という優れたエネルギー分解能を達成した。しかし、軌道上で 1 週間だけ動作に成功したものの、その直後にヘリウムタンクの温度が上昇し、液体ヘリウムが一気に気化してすべて失われる事態が生じてしまったために、残念ながら XRS による観測は不可能となり、衛星軌道上でのマイクロカロリメータによる天体観測は実現には至っていない。

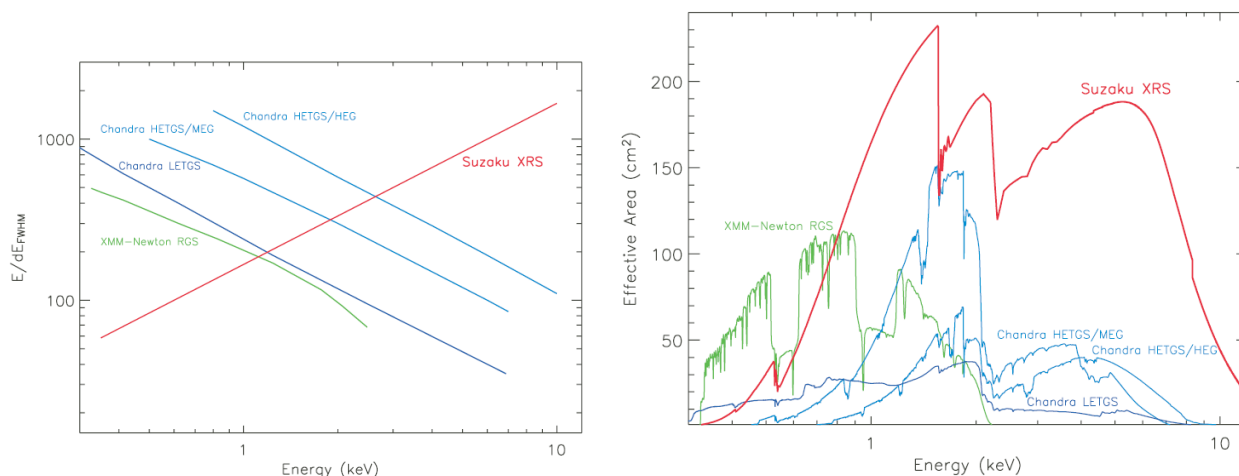


図 2.2: X 線光子のエネルギーに対する XRS のエネルギー分解能と有効面積。

2.2.3 ASTRO-H Soft X-ray Spectrometer

ASTRO-H/SXS は、「すざく」/XRS の設計を基本的に踏襲した X 線マイクロカロリメータである。開発は JAXA、首都大学東京、金沢大学、埼玉大学、立教大学、理化学研究所、物質材料研究機構、筑波大学、NASA/GSFC、ウィスコンシン大学、エール大学、SRON、ジュネーブ大学の国際協力によって行われている。

XRS からの改良点として、冷却系の徹底的な見直しが行われた (ネオン冷却系 → ジュールトムソン冷却系)。センサ部においては、エネルギー分解能の向上 (7→5 eV)、ピクセル数の増加 (32→36; 1つは較正用に用いられる)、ピクセルサイズの増大 (624→814 μm 角) などの改良が行われている。

光学系

光学系の機器として Soft X-ray Telescope (SXT)、Filter Wheel (FW)、MXS、Gate Valve、Aperture Assembly (ApA) + Optical Blocking Filters が挙げられる。天体からの X 線光子はまず SXT によって集光される。SXT の有効面積は 1 keV の光子に対して 500 cm² にも達するため、その集光能力によって撮像・分光するのに十分な光子を集めることができる。

その後光子は FW と Dewar Main Shell (DMS) filter や Outer Vapor Cooled Shield (OVCS) filter、Inner Vapor Cooled Shield (IVCS) filter、Detector Assembly (DA) filter、Calorimeter Thermal Sink (CTS) filter の 2 枚を通過し、センサ部に到達する。SXS はカウントレートが 1 pixel あたり数 10 count/sec を超えるとエネルギー分解能が劣化する。そのため、FW にはベリリウム (25, 50 μm) のフィルタを搭載し、モーターの回転により選択が可能である。また、Cu、Ti などの輝線を発生させることができる X 線発生装置も搭載しエネルギー較正に使用する。

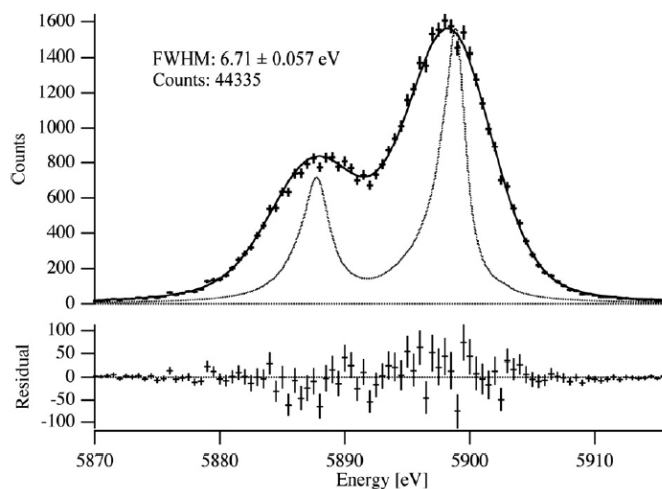


図 2.3: 衛星軌道上で XRS によって得られた、較正線源の Mn K α_1 と Mn K α_2 の輝線。FWHM で 6.7 eV のエネルギー分解能が達成された。点線は、不確定性による自然幅を考慮したときの自然幅である。

冷凍機

「すざく」衛星での液体ヘリウムが蒸発した失敗を経験に踏まえて、SXS では機械式冷凍機を計 5 台取り付けられている。液体ヘリウムがすべて蒸発した後や各冷凍機が 1 つ故障した場合でも、効率は落ちるものの観測を継続できるように熱設計が行われている。さらに、これらの機械式冷凍機は液体ヘリウムの寿命を延ばす上でも重要であり、正常では ~ 5 年の寿命が見込まれる、

センサ系

SXS の吸収体には HgTe、反同時検出器には Si 半導体検出器を用いている。6 \times 6 個の X 線観測用ピクセルとゲインモニタ用のピクセル 2 個、温度計の評価用に熱的に基盤と断熱されていないピクセル 2 個が少し離れて配置される。HgTe はイオン結晶であり、X 線の阻止能、熱化の速さ。熱容量の小ささから、このタイプの X 線マイクロカロリメータの吸収体として使われてきた。SXS では、動作温度を 60 \rightarrow 50 mK に下げることでエネルギー分解能を ~ 6 eV から ~ 5 eV (FWHM) まで向上させている。

信号処理系

センサ部に X 線光子が入射すると、温度計の温度が上昇する。マイクロカロリメータはほぼ低電流でバイアスされているため、温度上昇による抵抗の変化は電圧の変化として JFET プリアンプで読み出される。JFET はソースフォロワー回路である。これが室温の XBOX 内で RC ハイパスフィルタを通して低周波ノイズを落とした後に 10000 倍に増幅、A/D 変換される。この信号は PSP ヘデジタル波形として送られ、波形処理される。すべての信号処理はア

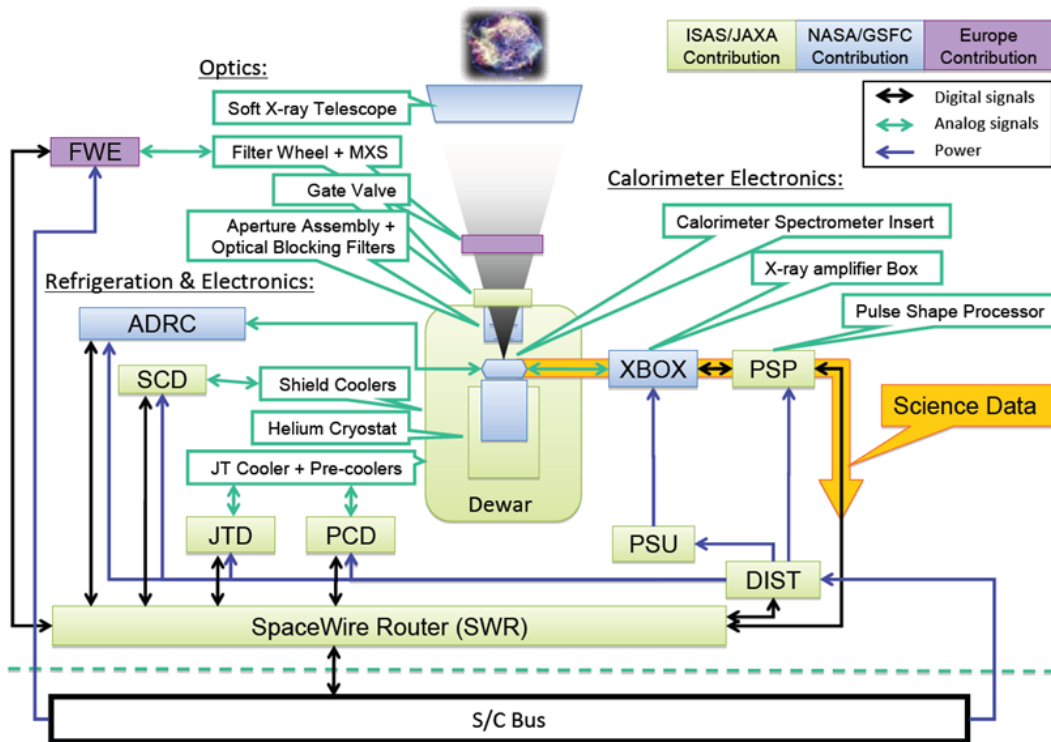


図 2.4: SXS 概要

ナログ・デジタルを通じて各ピクセルで独立に処理される。PSP 主な役割は、デジタル波形から X 線信号の候補を検出すること、前後のイベントの時間間隔を用いてイベントにグレード付けをすること、最適フィルタ処理によって光子のエネルギーを正確に決定すること、の3つである。PSP はこの作業を CPU と FPGA でうまく役割分担している。

PSP では、FPGA はまずデジタル波形に $(-1,-1,-1,-1,+1,+1,+1,+1)$ のような boxcar フィルタを掛け算し、微分波形を全ピクセルに対して並列に計算する。boxcar フィルタは簡単なロジック回路であるが、boxcar フィルタの長さと同じ長さまでの周期をもつ高周波ノイズを除去と、時定数の長い波形に対してパイルアップパルスの検出を行うために時定数の短い波形を作りだすことができる。ここでいうパイルアップとは1つの光子に対する波形が0にもどる前に、もう一つの光子が入射してしまい、波形が重なりあってしまうことをいう。基本的には、この微分波形がある「しきい」値を越え場合を1イベントとしてトリガーする。CPU はこのイベントの微分波形をもちいて、一定時間内に次のイベントがないかを精査する。その際に、平均波形と比較することで、パイルアップしている場合でもイベントを見つけられるようになっている。こうして次のイベントまでの時間差 t_n と、1つ前のイベントとの時間差 t_p が

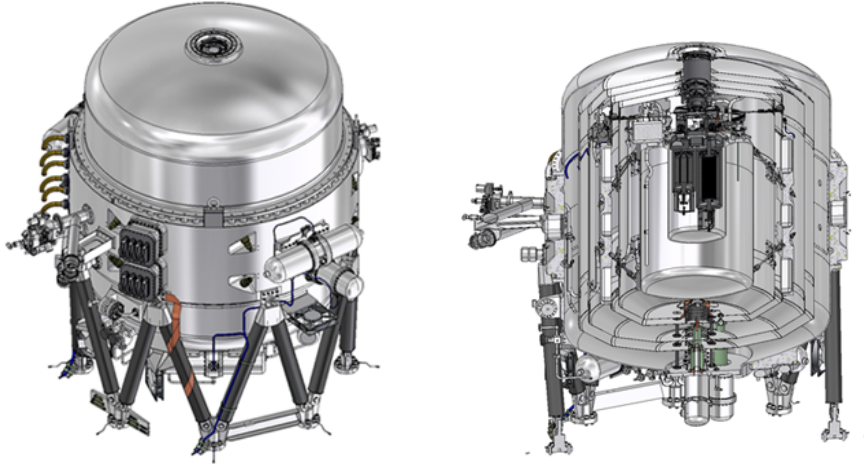


図 2.5: SXS の外観。

わかる。これらの時間差をからそのイベントをグレード付けを行う。各グレードは図 2.6 のように定義されている。ここで L_p 、 L_s と判断されたイベントは、その波高値によって光子のエネルギーが決定される。一方で、 H_p 、 M_p 、 M_s については、最適フィルタ処理が行われる。この最適フィルタ処理によって L_p 、 L_s のよりも正確に光子のエネルギーを決定することができる。図 2.7 に、イベントの発生率に対するそれぞれのグレードの割合を示す。SXS が優れたエネルギー分解能を発揮しつつ、効率良く多くの光子のエネルギーを測定するには H_p 、 M_p 、 M_s イベントが多くなる $10 \text{ counts s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$ 程度である必要がある。したがって、SXS によって得られるエネルギー分解能はイベントの検出される頻度に強く依存する。ここで注意すべきは、これらのイベントデータは反同時検出器の信号処理とは完全に独立して行われることである。したがって、カロリメータで検出されたイベントは、同時刻に反同時検出器でイベントが検出されていても同様の処理を行う。反同時検出器では微分による波形処理は行わず波高値解析のみ行われる。その波高値がある「しきい」値 (XRS では 16 keV 相当) を超えた場合、その波高値が記録され Antico flag が立てられる。反同時検出器による、非 X 線イベントの除去は機上で行わず、地上でのデータ解析の時に行われる。したがって、非 X 線バックグラウンドのカウントレートが多くなると X 線イベントに対しても L_p 、 L_s のイベントが多くなるため、バックグラウンドが少なくなるよう設計・開発することが大切である。以上から、本研究では満たすべきバックグラウンドのカウントレートを、もっとも効率のよい観測となる $10 \text{ counts s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$ 以下とした。

最適フィルタとは X 線のパルス波形とノイズスペクトルから計算できるテンプレートと測定された波形のクロスコリレーション計算を行うことである。まず、すべての波形がエネルギーに比例して相似形であることを仮定する。この時、測定されたパルスを $D(t)$ とすると、周波数空間では、

$$mD(\omega) = H \times S(\omega) + N(\omega) \quad (2.7)$$

となる。ここで、 $S(\omega)$ と $N(\omega)$ は理想パルススペクトルとノイズスペクトル、 H は波高値である。測定パルススペクトル (ω) と理想パルススペクトル $S(\omega)$ の差がもっとも小さくなるよ

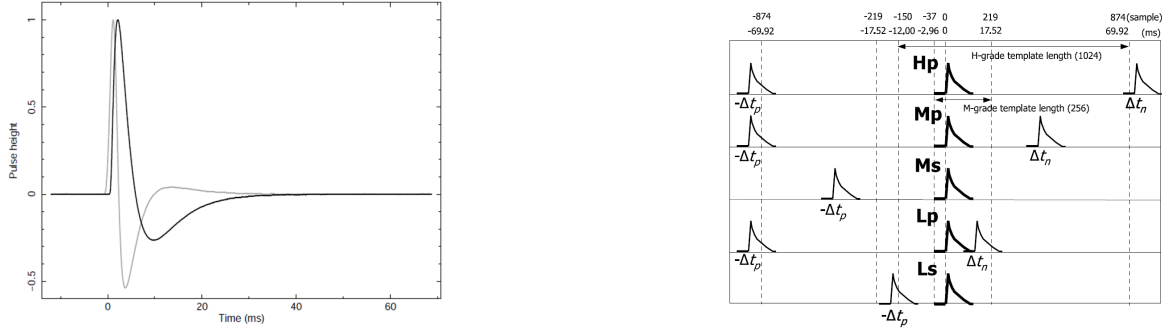


図 2.6: (左図) ; 生波形 (黒) と微分波形 (グレー)。デジタル信号処理部 (Pulse Shape Processor; PSP) におけるイベントトリガーや波高値計算などの波高解析のほとんどは微分波形を用いて行われる。(右図) ; グレード付け概要。各イベントのグレードは、前後のイベントの時間差によって決められる。H_p、M_p、M_s イベントは最適フィルタ処理が行われるので、L_p、L_s よりも良いエネルギー分解能を得ることができる。

うな波高値 H の値を最小二乗法で求めればよい。 χ^2 を

$$\chi^2 = \int_{-\infty}^{\infty} \frac{|D(\omega) - H \times S(\omega)|^2}{|N(\omega)|^2} d\omega \quad (2.8)$$

と定義する。これを最小にする H は、 $\partial|D(\omega) - H \times S(\omega)|^2/\partial H = 0$ となることより

$$H = \frac{\int_{-\infty}^{\infty} \frac{|D(\omega) - H \times S(\omega)|^2}{2|N(\omega)|^2} d\omega}{\int_{-\infty}^{\infty} \left| \frac{S(\omega)}{N(\omega)} \right|^2 d\omega} \quad (2.9)$$

となる。 $D(\omega)$ と $S(\omega)$ は実関数なので、 $D(\omega) = D^*(\omega)$ 、 $S(-\omega) = S^*(\omega)$ がそれぞれ成り立つ。よって、

$$D(\omega)S^*(\omega) = D(-\omega)S^*(-\omega) = D^*(\omega)S(\omega) \quad (2.10)$$

が成り立つので、 H は

$$H = \frac{\int_{-\infty}^{\infty} \frac{D(\omega)S^*(\omega)}{|N(\omega)|^2} d\omega}{\int_{-\infty}^{\infty} \left| \frac{S(\omega)}{N(\omega)} \right|^2 d\omega} \quad (2.11)$$

または、

$$H = \frac{\int_{-\infty}^{\infty} \frac{D(\omega)}{S(\omega)} \left| \frac{S(\omega)}{N(\omega)} \right|^2 d\omega}{\int_{-\infty}^{\infty} \left| \frac{S(\omega)}{N(\omega)} \right|^2 d\omega} \quad (2.12)$$

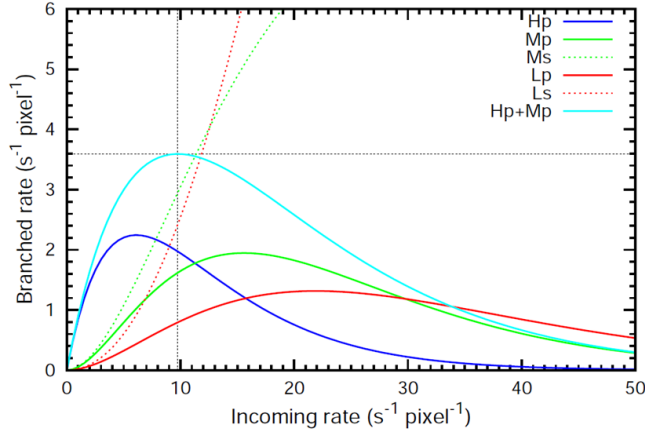


図 2.7: イベント発生率に対するそれぞれのグレードの割合。約 10 counts/s/pixel の時が $H_p \cdot M_p$ が多いため、効率のよい観測ができる。

と表すことができる。2.13 式は、 H は $|S(\omega)/N(\omega)|^2$ を重みとしたときの $D(\omega)/S(\omega)$ の平均値であることを表している。2.13 式はさらに

$$H = \frac{\int_{-\infty}^{\infty} D(t) \mathcal{F}^{-1} \left(\frac{S(\omega)}{N(\omega)^2} \right) d\omega}{\int_{-\infty}^{\infty} \left| \frac{S(\omega)}{N(\omega)} \right|^2 d\omega} \quad (2.13)$$

と変形することができる。ここで \mathcal{F}^{-1} は逆フーリエ変換を表しており、

$$T(t) = \mathcal{F}^{-1} \left(\frac{S(\omega)}{N(\omega)^2} \right) \quad (2.14)$$

を最適フィルターのテンプレートと呼ぶ。したがって、テンプレートを用いると波高値は、

$$H = A \int_{-\infty}^{\infty} D(t) T(t) dt \quad (2.15)$$

となり、離散的なデータに対しては

$$H = A \sum_i D_i(t) T_i(t) \quad (2.16)$$

となる。ここで、 A は最適な規格化定数で、 $D_i(t)$ と $T_i(t)$ は、それぞれデジタル化されたパルスデータテンプレートである。テンプレートを作成するためのモデルはパルスは、実験データで得られたパルスを平均したものをを用いる。以上から、最適フィルタ処理を行うことによって、より正確にエネルギーを求めることができる。先にも述べたが、最適フィルタ処理は前提

としてパルス波形の形がエネルギーによらない、パルスとノイズが独立である、データ長・サンプルレートが適切であることが必要である。

これらの処理を用いて、性能評価モデル (Engineering model) センサで得られた ^{55}Fe 線源からの Mn K_{α} 線のエネルギースペクトルを図 2.3 に示す。Mn $K_{\alpha 1}$ (5898.75 keV) と Mn $K_{\alpha 2}$ (5887.65 keV) が分離できている。FWHM で 4.1 eV のエネルギー分解能が得られている。ただし、エネルギー分解能が 10 eV を下回ると、Mn K_{α} 線の場合、不確定性による自然幅を考慮してスペクトルフィッティングを行うことが必要である。

2.2.4 TES 型マイクロカロリメータ

次世代の天文観測用の高精度分光検出器として、Transition Edge Sensor (TES, 超伝導遷移端温度計) または Superconducting Phasetransition Thermometer (SPT) 型と呼ばれる X 線マイクロカロリメータが期待されている。この TES 型マイクロカロリメータの基本的な X 線の検出原理は、すざく/XRS や ASTRO-H/SXS の温度計に半導体を用いたものと変わらないが、半導体ではなく超伝導物質を用いている点が大きな特徴のひとつである。数 mK の微小な温度変化による超伝導-常伝導遷移端での急激な電気抵抗の変化を用いることで、半導体を用いた X 線マイクロカロリメータよりも感度が 10 倍から 100 倍程度向上し、熱検出器の応答の高速化、大熱容量化、より小さい熱エネルギー入力に対する検出能力を改善することが可能である。X 線観測においては、半導体を用いたカロリメータよりも感度が高いため暗い天体が観測可能になり、高速化によってより明るい天体もエネルギー分解能を維持したまま観測することが可能となる。TES 型マイクロカロリメータはすでに、多素子サブミリ波観測器として天文観測に使われている。

2.3 衛星軌道上でのバックグラウンドイベント

衛星軌道に投入された検出器は、高エネルギー、高カウントレートの過酷な放射線環境に常にさらされる。この放射線がセンサー部と相互作用をすると、あたかも目標天体から到来した X 線光子が、センサー部に入射したかのように検出されてしまう「バックグラウンドイベント」が発生する。バックグラウンドイベントは定常的に発生するため、観測データは目標天体からの X 線イベント (シグナル) とバックグラウンドイベントの和であるといえる。このときのシグナルに対するバックグラウンドイベントの量やその揺らぎは、検出器の素材や構造に大きく依存し、その検出器の感度に直結する重要なパラメータのひとつであるといえる。バックグラウンドイベントは、観測天体以外からの X 線光子による X 線バックグラウンドと、宇宙線による荷電粒子由来のバックグラウンドに大別される。

2.3.1 X 線バックグラウンド (X-ray background)

目標天体以外からの X 線信号として、以下で述べる宇宙 X 線背景放射や大気反射ガンマ線がある。その他にも天の川銀河の中心方向を観測する場合には、銀河面リッジ放射や、銀河面バルジ放射などが観測データには混入する。

1. 宇宙 X 線背景放射 (Cosmic X-ray Background; CXB)

X 線天文学の初期であるジャックオーニらの観測によって既に CXB は発見されている。その放射起源は、活動銀河核の放射の重ね合わせだと考えられているが、いまだはっきりしていない。観測的には、10 keV 以下の軟 X 線帯域において光子指数が 1.4 のべき関数で再現されることがよく知られている。

2. 大気反射ガンマ線 (Atmospheric albedo gamma-rays)

宇宙線が地球大気に入射した際に、大気と相互作用することでガンマ線が発生する。このガンマ線は 50 keV 以下の CXB のフラックスの約 10 % も占める。

2.3.2 荷電粒子由来のバックグラウンド (Non X-ray background)

1. 1 次宇宙線と 2 次宇宙線 (Primary and secondary cosmic rays)

宇宙線はその発生場所によって 1 次宇宙線と 2 次宇宙線に分類される。1 次宇宙線も太陽系外から飛来する銀河宇宙線と太陽フレアによる太陽宇宙線に分類される。本論文では、以降 1 次宇宙線は銀河宇宙線のことを指す。そのフラックスのほとんどが陽子やアルファ線であるが、ごく微量に Li 以上の重粒子を含む。それに対し、2 次宇宙線は 1 次宇宙線と地球大気の相互作用によって発生するさまざまな 2 次粒子のことをいう。また、2 次宇宙線は地球から宇宙空間に向かって出ていくようなものを upward、地球に向かって降り注ぐものを downward と呼ばれる。

基本的に荷電粒子の 1 次宇宙線スペクトルは以下のような「べき」関数でモデル化される [Mizuno et al. 2004]。

$$\text{Unmod}(E_k) = A \left[\frac{R(E_k)}{GV} \right]^{-\alpha} \quad (2.17)$$

ここで、 E_k は粒子の運動エネルギー、 R は硬さ (rigidity) である。この R は以下の式で表される。

$$R(E_k) = \sqrt{(E_k + E_0)^2 - E_0^2} \quad (2.18)$$

E_0 は粒子の静止エネルギーである。

太陽風は太陽から放射されるプラズマの流れである。この流れによって空間の磁場が影響をうけるため、太陽風は宇宙線に対してあたかも散乱体のように振る舞う。そのため、特に数 GeV 程度の低いエネルギーの荷電粒子は、太陽系に入ると減速されるので、地球に降り注ぐ粒子のフラックスは太陽の活動の強さに反比例する。太陽風のフラックスへの影響は以下の式で表される。

$$\text{Mod}(E_k) = \text{Unmod}(E_k + Ze\phi) \times \frac{(E_k + Mc^2)^2 - (Mc^2)^2}{(E_k + Mc^2 + Ze\phi)^2 - (Mc^2)^2} \quad (2.19)$$

ここで、 e は素電荷で規格化した電荷量であり、 Z は原子番号、 M は粒子の質量、 c は真空中での光速である。 ϕ は太陽の活動性をあらわすパラメータであり、最小は ~ 550 MV から最大で ~ 1100 MV であることが知られている。

宇宙線が地球に到達したとき最も大きな影響を及ぼすのが地磁気である。宇宙線は地磁気によって軌道を曲げられトラップされる。この地磁気による宇宙線の進入を妨げる能力を Cut-Off Rigidity (COR) という。そのため、この COR よりも低いエネルギーの荷電粒子は検出器まで到達することが出来ないため、エネルギースペクトルには低エネルギー側でカットオフがみられる。この影響は経度に強く依存し、以下のように表される [Mizuno et al.]。

$$\frac{1}{1 + (R/R_{cut})^r} \quad (2.20)$$

ここで r は荷電粒子が proton/alpha の場合は $r = 12.0$ 、 e^-/e^+ の場合は $r = 6.0$ である。また R_{cut} は

$$R_{cut} = 14.9 \times \left(1 + \frac{h}{R_{cut}}\right)^{-2.0} (\cos \theta_M)^4 \quad (2.21)$$

で与えられる。以上から、各粒子の 1 次宇宙線スペクトルは、

$$\begin{aligned} \text{Primary}(E_k) = & \text{Unmod}(E_k + Ze\phi) \\ & \times \frac{(E_k + Mc^2)^2 - (Mc^2)^2}{(E_k + Mc^2 + Ze\phi)^2 - (Mc^2)^2} \\ & \times \frac{1}{1 + (R/R_{cut})^r} \end{aligned} \quad (2.22)$$

で表される。

1 次宇宙線は地球大気と相互作用して 2 次宇宙線を発生させる。地磁気に対する位置によって異なるが、「すぎく」や ASTRO-H の周回する地上 550 km 付近での陽子や電子などは、比較的低い MeV 帯域においては 2 次宇宙線の量が 1 次宇宙線よりも卓越してくる。2 次宇宙線のエネルギースペクトルは各粒子によって異なる。これらは、AMS や BESS、GLAST 開発に向けた気球実験で観測されている。(Alcaraz et al. 2000、Mizuno et al. 2004)

2. Prompt secondary radiation

宇宙線と衛星構体との相互作用によって作られた二次粒子の放射が、その周辺の検出器にシグナルを残すことによって発生する。

3. 自然放射性同位体由来の固有バックグラウンド

(Intrinsic background from natural radioactive isotopes)

衛星構体に存在する、特に原子番号の大きな物質が荷電粒子によって励起され放射化することによって発生する。

「すぎく」/HXD-GSO では、GSO 結晶に含まれる ^{152}Gd のアルファ崩壊によって、エネルギースペクトルに 360 keV ピークができ、 0.2 cnt s^{-1} per a Well-counter のカウントレートで入射している。この放射を消すことはできないが、軌道上での較正線源に利用することができる。

4. Delayed emission from fresh radio-active isotpres

衛星が South Atlantic Anomaly (SAA) を通過する際に、 $\sim 100 \text{ MeV}$ 程度の陽子が大量

に衛星構体や検出器に衝突する。それと同時に、検出器内外にさまざまなタイムスケールで崩壊する不安定元素を作り出すことによって発生する。これを放射化バックグラウンドとも呼ぶ。

5. 大気反射中性子線 (Atmospheric albedo neutrons)

1 次宇宙線が大気中の原子核とハドロン相互作用を起こすことで発生する。この大気反射中性子線は特に、硬 X 線帯域の検出器のバックグラウンドに大きく影響する。「すざく」/HXD-PIN においては、Non X-ray Background の $\sim 50\%$ がこれによるものと考えられているが、フラックスの COR 依存の不定性が大きいいため、バックグラウンドの見積りも不定性が大きくなってしまっている。

2.4 ASTRO-H/SXS への要求

SXS への性能要求を表 2.1 にまとめる。バックグラウンドイベントに対する要求は、反同時検出器によって data reduction した後の残留バックグラウンドフラックスと、ピクセルとアレイに対するカウントレートのみ記述した。しかし、バックグラウンドのカウントレートが吸収体の X 線光子に対する反応速度や、デジタル信号処理回路の処理速度に逼迫してくると、エネルギー分解能の劣化や感度の低下に繋がるなど、それぞれの要求が独立的なパラメータではなく相補的に関係してくるため、すべての要求を確実に満たすように、設計・開発が行われる必要がある。

表 2.1: SXS に課せられた性能要求

	要求	ゴール
エネルギー分解能 (FWHM)	7 eV	4 eV
エネルギー帯域	0.3-12.0 keV	=left
残留バックグラウンド	$1.5 \times 10^{-3} \text{ counts s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$	=left
視野	$2.8 \times 2.8 \text{ arcmin}^2$	=left
アレイ構成	6×6	=left
角度分解能 (in Half Power Diameter)	1.7 arcmin	1.3 arcmin
有効面積	$210 \text{ cm}^2 @ 6 \text{ keV}$	=left
寿命	3 年	5 年
較正精度		
エネルギー分解能	2 eV	1 eV
エネルギースケール	2 eV	1 eV
カウントレート (アレイ)	$150 \text{ counts s}^{-1} \text{ array}^{-1}$	$2500 \text{ counts s}^{-1} \text{ array}^{-1}$
カウントレート (ピクセル)	$20 \text{ counts s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$	=left
絶対時刻精度	10 ms	0.08 ms
時間分解能	1 ms	0.08 ms
ピクセルサイズ	$>800 \mu\text{m square}$	=left

2.5 本研究の目的

ASTRO-H/SXS にもっとも期待されている性能の一つは過去のどの X 線分光器よりも 0.2-12.0 keV という広いエネルギー帯域での、優れたエネルギー分解能である。この SXS に課せられた性能要求を達成するためには、エネルギー分解能に大きく影響するものの地上実験によって推定することが困難なバックグラウンドイベントのカウントレートやエネルギースペクトルを理解することが大切である。そのため、衛星軌道上でのバックグラウンドイベントを再現することができるモンテカルロシミュレーションを用いて、その検出器応答を調べることが必要である。そのためには、

- ASTRO-H 衛星構体を含む SXS 検出器のマスモデル構築
- 導入する物理素過程のリストと検証
- 宇宙線を模擬した入射粒子の生成部の開発
- Digitization の導入

を行わなければならない。

本研究ではこれらのパートを実行し、モンテカルロシミュレーションによって衛星軌道上での SXS のバックグラウンドを推定を行い、SXS の性能評価を行った。ここで満たすべき SXS のバックグラウンドは、課せられた性能要求である $1.5 \times 10^{-3} \text{ counts s}^{-1} \text{ keV}^{-1}$ 以下と、波形処理のグレード付けからくる要求である $10 \text{ counts s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$ 以下である。

第3章 Geant4 モンテカルロシミュレータの開発

ASTRO-H 衛星モンテカルロチームでは、シミュレータの開発に素粒子・原子核・高エネルギー宇宙実験でよく利用されてきた Geant4 ツールキットを採用している。この Geant4 は、「すざく」衛星搭載の HXD のバックグラウンド推定やエネルギーレスポンス作成などに用いられている実績がある。そこで、SXS のバックグラウンド推定のために Geant4 を用いたモンテカルロシミュレータを開発し、それを用いて SXS の性能評価を行った。

3.1 目的

衛星軌道上での人工衛星は常に過酷な放射線環境にさらされている。バックグラウンドが推定が出来れば、設計・開発段階においてバックグラウンド量を減らすような対策が可能となり、観測データからは観測天体の X 線信号以外のデータを正しく除去することができる。しかし、センサ部周辺のジオメトリと構成物質にバックグラウンドは大きく依存するが、現代の X 線観測衛星の構造は複雑化・大型化し、検出器の検出原理や digitization も非常に複雑化している。そのため、解析的に求めることは困難である。また実験によって求めることは可能であるが、正確に求めるためには衛星をすべて組み立てた上で、宇宙線を再現する何桁にも及ぶ広いエネルギースペクトル・量の荷電粒子を放射することが可能な実験施設が必要となる。このようなときに、モンテカルロシミュレーションが大きな役割を果たすことができる。モンテカルロシミュレーションであれば、人工衛星を仮想的に組み立てることでき、幅広いエネルギー帯域の荷電粒子も思いのままに操作することが可能である。さらに、粒子の軌跡も追うことが可能になるため設計・開発にフィードバックすることでより、バックグラウンドを抑えた検出器を作ることができる。したがって、開発すべきモンテカルロシミュレータは実際の衛星・検出器のジオメトリと構成物質、digitization、宇宙線環境をより近似的に再現することが大切である。

本研究では、以上のことを達成できるモンテカルロシミュレータを開発する必要がある。そこで、加速器実験や宇宙実験などの高エネルギー物理において多くの実績がある Geant4 ツールキットを用いた。Geant4 は C++ 言語によって記述されているため、他のソフトウェアや解析ツールなどが導入しやすいというメリットがある。そのため、digitization のようなそれぞれの検出器特有の信号処理アルゴリズムも容易に導入することができる。

3.2 Geant4 ツールキットの概要

Geant4 は、物質中を運動する粒子とその物質との相互作用をシミュレートするためのツールを提供する。Geant4 は C++ 言語によって書かれている。モンテカルロシミュレーションのフレームワークとして Geant4 を用いるためには、最低限以下の 4 つのオブジェクトを用意する必要がある。

1. 検出器のマスモデル (Mass model)
2. 物理素過程 (Physics)
3. 入射粒子の生成部 (Primary particle generator)
4. 検出アルゴリズム (Digitization)

3.2.1 検出器のマスモデル

ジオメトリと構成物質を記述する。そのジオメトリの大きさや形状、その構成する物質の元素や化合物の比率、密度などである。マスモデルを構成する際には検出器だけではなく、その周辺物質も検出器応答に大きな影響を与えるので、できる限り正確に記述することが大切である。また、センサ部などのユーザーがより興味深いジオメトリは Sensitive detector に設定することでシミュレーション結果をより詳細かつ自由に取り出すことができる。具体的には、Sensitive detector のジオメトリ内に入射した粒子の種類やそのエネルギー、ジオメトリ内でおこした相互作用やエネルギー損失、移動距離などのさまざまな情報が取り出せる。

3.2.2 物理素過程

電子や光子の電磁相互作用や陽子や重粒子のハドロン相互作用を記述する。Geant4 には基本的なものは含まれており、ユーザーが導入する物理素過程を選択することができる。いくつかの物理素過程をパッケージ化したものも提供されている。ここではさらに、Cut と呼ばれるシミュレーション中に生成する 2 次粒子の最低移動距離を設定することができる。Geant4 の特徴として、各粒子の 1 ステップごとの移動距離は擬似乱数と平均自由行程から算出される。そして、粒子の運動の終末はエネルギーではなく移動距離によって判断される。ユーザーが設定した Cut 以下の移動距離を持った 2 次粒子は、その運動が追跡されことはなく、その場のエネルギーデポジットとして扱われる。Cut はガンマ線や電子、陽電子に与えることができるので、ユーザー自身が目的にあった値に設定にする必要がある。また、Cut はただただ小さい値にすればより精度の良い計算ができるというわけではないので、注意が必要である。

3.2.3 入射粒子の生成部

入射粒子の種類（光子、電子、陽子など）、エネルギー、運動量、位置を設定する。宇宙線を再現するには、等方的な入射位置や角度、宇宙線のエネルギー分布に従ったエネルギーなどを各粒子の種類ごとに与える必要がある。

3.2.4 検出アルゴリズム

Geant4 は定義された物理素過程を試行するので、そこから引き出せる情報はすべて取得できる。ユーザーはそこから、目的にあった情報のみを取り出せばいい。例えば、ある特定のジオメトリに入射した粒子種類やエネルギー、ジオメトリ内を移動した距離などである。相互作用した場合は、その相互作用の名称やその時のエネルギー損失も取り出すことができる。ただし、シミュレーションで得られた結果を実測値と比較する場合には、実際の検出器が得られるデータはエネルギーではなく、相互作用によって発生した電荷量や波高値であることが多いため、それらの影響を考慮し検出アルゴリズム (digitization) を記述することが大切である。

第4章 ASTRO-H 衛星モデルの構築

シミュレーションの条件となる、マスモデル、導入する物理素過程、入射粒子の生成部、Digitization は Geant4 をもちいたモンテカルロシミュレーションにおいて、結果を大きく左右する非常に重要なパートである。この章では各要素を構築する際の条件を示す。

4.1 マスモデルの構築 (Mass model)

4.1.1 「すざく」衛星/XRSの構築

「すざく」衛星には、SXS と基本的な設計が同じである X 線マイクロカロリメータ (X-Ray Spectrometer; XRS) が搭載されている。XRS は約 2 週間という短い期間ではあるが、衛星軌道上でフィルターホイールを閉じた状態でのバックグラウンド測定に成功している。このとき得られたバックグラウンドデータは、ASTRO-H/SXS モンテカルロシミュレータの検証において、数少ない実測データは比較対象として極めて重要である。そのため、まず「すざく」衛星 XRS のマスモデルをより実物に近づける改良を行なった。その後、アップデートした「すざく」衛星マスモデルを ASTRO-H 衛星シミュレータで用いる物理素過程リストや入射粒子の生成部の検証に用いた。

現在の「すざく」衛星では既にモンテカルロシミュレーションが用いられており、運用において欠かせないものとなっている。「すざく」衛星に搭載されている Hard X-ray Detector (HXD) の主検出器である Si PIN ダイオード検出器と GSO シンチレータ検出器と、副検出器である BGO シンチレータ検出器の Wide-band All-sky Monitor (WAM) のバックグラウンドスペクトルデータや、検出器のエネルギーレスポンス関数の作成に使われている [Terada et al, Yamaoka et al.]. また、CCD カメラである Soft X-ray Imager (SXI) のバックグラウンドシミュレーションにも使われている。そのため、既に図 4.1 のような詳細なマスモデルは作成されているため、本研究で「すざく」衛星のマスモデルを用いる場合は、基本的に既存の「すざく」衛星マスモデルを用いている。しかし、このマスモデルには XRS のマスモデルは簡単な円柱で再現されているため、4.1.2 節で述べる SXS マスモデルのセンサ部のサイズを XRS に合わせたものを代わりに置いてシミュレーションを行った。

4.1.2 ASTRO-H 衛星/SXS の構築

3章で述べたように、Geant4 を用いたモンテカルロシミュレーションにおいてマスモデルの詳細さはとても大切である。詳細に構築するためには検出器内の精密な質量分布や構造を把握している必要がある。ところが検出器の設計・開発・製造には各研究機関や、企業独自のノウ

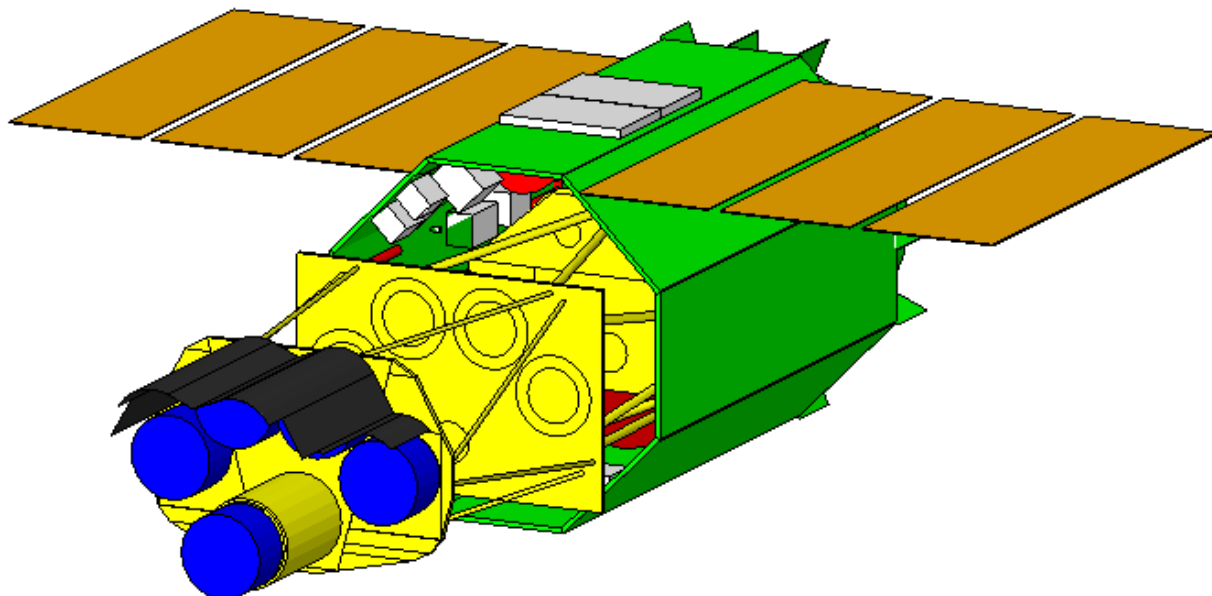


図 4.1: 「すざく」衛星ジオメトリ

ハウや機密情報を含んでいることがしばしばある。そのため ASTRO-H のマスモデル構築は、詳細な検出器情報を持っている各検出器チームによって構築されている。また、マスモデルを記述する際に問題が生じる場合は、簡単な形状や物質で代替している。

それぞれが独立した検出器開発チームによって、1つの ASTRO-H マスモデルを構築するときの問題点は、各検出器チームによってモンテカルロシミュレータに対する目的が違うことである。バックグラウンド推定もその一つであるが、その他に検出アルゴリズムの検証や光子に対するエネルギー応答関数の作成、撮像画像の予想などがある。そのため、各検出器チームが他の検出器のマスモデルの完成度に左右されずに、独立して ASTRO-H マスモデルが使えることが大切である。これらを解決するために、パラレルワールドテクニックを導入している。パラレルワールドはある条件のとき、ジオメトリのオーバーラップを許容するものである。これによって、他の検出器チームのマスモデルの出来具合に作用されずに独立でシミュレーションを行うことができる。一方、物質要素である素材は ASTRO-H マスモデル全体で統一し、統制をとるために AHG4MaterialManeger モジュールによって一括管理している。

ASTRO-H 衛星構体

ASTRO-H 衛星マスモデルは、太陽パネルや胴体部分のサイドパネル、さらに各プレートから構築されている。さらに、サイドパネルに取り付けられるいくつかの電子回路や機器は、立方体や円柱などのシンプルな形状で設置した。これらの機器の素材の多くはアルミ合金で構成している。既に、マスモデルに取り込まれている機器の代表的なものをリストを表 4.1、表 4.2

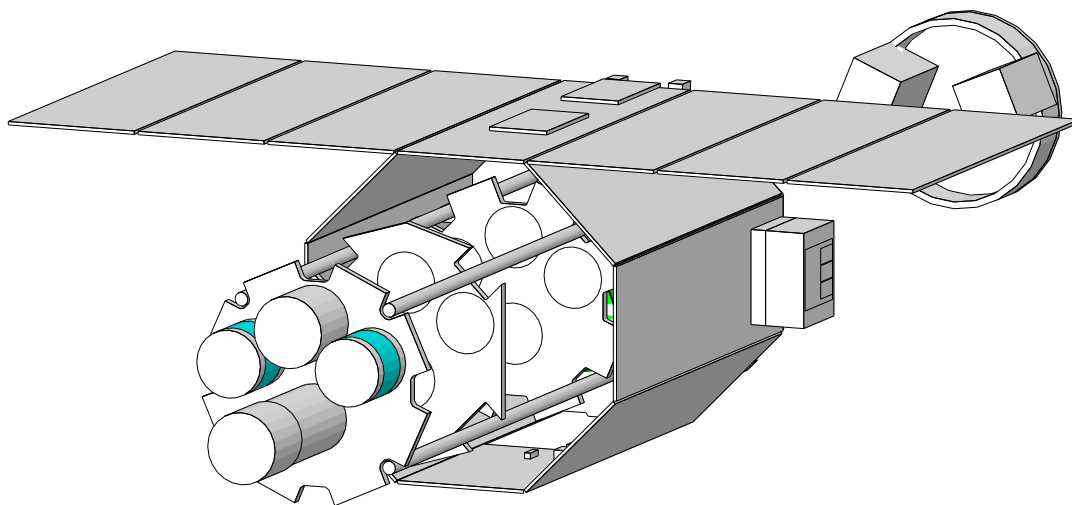


図 4.2: ASTRO-H 衛星ジオメトリ

に示す。

SXS 構体

SXS マスモデルは Dewar、ヘリウムタンク、JFET Box、センサ部で構成した。図 4.3 に構築したジオメトリの断面図を示す。また、その構成の詳細を表 4.3 に示す。特に、センサ部では 36 個の HgTe pixel と 1 個の Si 反同時検出器 (Anti-coincidence detector) を Sensitive detector に設定している。このとき、Sensitive detector ではすべてのデポジットエネルギーをシミュレーション結果として書きだすように記述した。

4.2 物理素過程のリスト (Physics list)

本研究で導入した物理モデルのリストを表 4.4 に示す。Standard EMPhysics よりもより低いエネルギー帯域 (250 eV ~) の振る舞いを正確に表現するために、Livermore Physics を導入している。この Livermore Physics を用いることで、蛍光 X 線やレイリー散乱の取り扱いも可能となっている。

4.3 入射粒子の生成部の開発 (Primary particle generator)

シミュレーション結果に信頼性をもたせるためには、より現実に近い明るさ、エネルギー、入射方向をもった粒子をシミュレーション内で発生させる必要がある。本 4.3 節では、地上 X 線実験を模擬した粒子の入射、衛星軌道上での宇宙線を模擬した等方的な粒子の入射の生成部の開発方法について述べる。

表 4.1: ASTRO-H マスモデルの構成機器

名称	
衛星構体	Solar panel
	Side panel
	Top panel
	Middle panel
	Lower panel
	Base panel
	HXI plate
	SDG cold plate
検出器	SXI
	SXS
	HXI
	SGD

表 4.2: ASTRO-H マスモデルの構成機器 (サイドパネル)

機器名	パネル番号	位置	形状	サイズ (mm)	機器名	パネル番号	位置	形状	サイズ (mm)
TCIM-S-A	1	inner	box	107.4×110×150	ACIM-SG-B	3	inner	box	121.4×110×150
TCIM-S-B	1	inner	box	107.4×110×150	SHNT1	3	out	box	28.0×450×780
TCIM-X	1	inner	box	107.4×110×150	SHNT2	3	out	box	28.0×450×780
STRP-A	1	inner	box	110×180×270	SWR2-B	4	inner	box	97.4×110×150
STRP-B	1	inner	box	110×180×270	SWR-3A	4	inner	box	77.4×110×150
XMOD	1	inner	box	75.3×182×172	SWR-3B	4	inner	box	77.4×110×150
SXS-SWR-A	1	inner	box	97.4×110×150	ACIM-RW-B	4	inner	box	91.4×110×150
SXS-SWR-B	1	inner	box	97.4×110×150	MSE	4	inner	box	76.0×110×150
SHYB-A	2	inner	box	15.0×29.6×37.0	SWR2-A	5	inner	box	97.4×110×150
SHYB-B	2	inner	box	15.0×29.6×37.0	GPSP	5	inner	box	155×63.0×218
XHYB	2	inner	box	16.0×49.8×51.2	ACIM-MPSU-A	5	inner	box	32.0×170×220
SDIP-A	2	inner	box	47.6×139×268	ACIM-MPSU-B	5	inner	box	32.0×170×220
SDIP-B	2	inner	box	47.6×268×139	ACIM-MTQ-A	5	inner	box	91.4×110×150
SMU-A	2	inner	box	175×59.0×220	ACIM-MTQ-B	5	inner	box	91.4×110×150
SMU-B	2	inner	box	175×59.0×220	ACIM-IRU-A	5	inner	box	91.4×110×150
SWR1-A	2	inner	box	77.4×110×150	ACIM-IRU-B	5	inner	box	91.4×110×150
SWR1-B	2	inner	box	77.4×110×150	ACIM-RCS-A	5	inner	box	131.4×110×150
DR-A	2	inner	box	107×110×150	ACIM-RCS-B	5	inner	box	131.4×110×150
DR-B	2	inner	box	107×110×150	GPSL2	7	inner	box	43.0×46.0×145
ACIM-RW-A	2	inner	box	101.4×110×150	ACIM-STT1	7	inner	box	81.4×110×150
GPSL	3	inner	box	43.0×46.0×145	ACIM-STT	7	inner	box	81.4×110×150
ACIM-SG-A	3	inner	box	121.4×110×150					

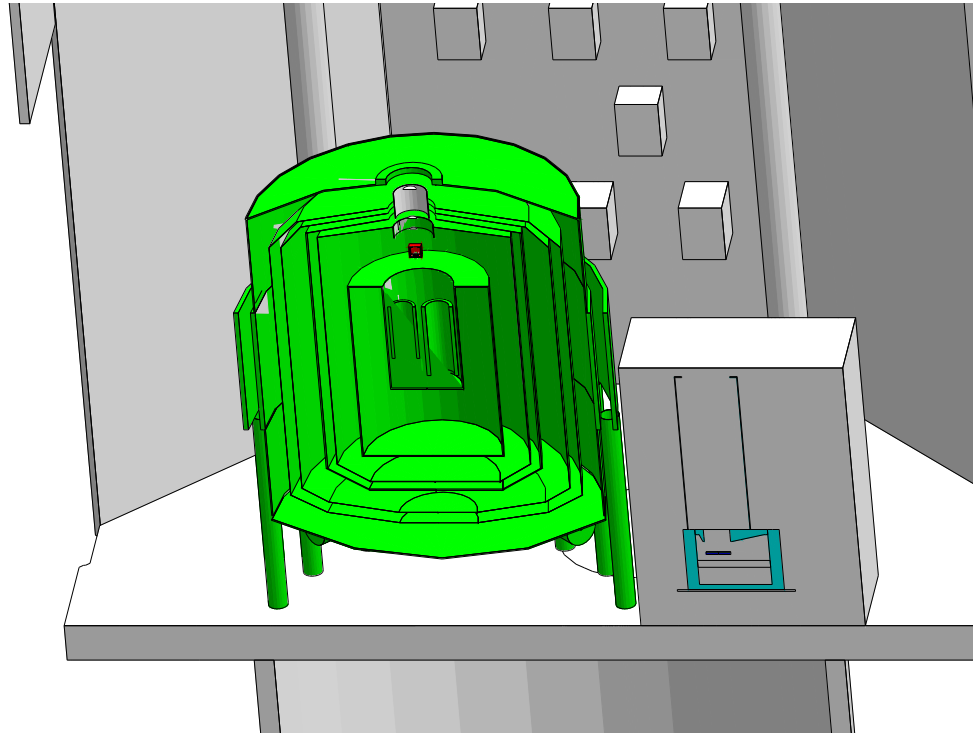


図 4.3: SXS ジオメトリ断面図。緑が SXS の Dewar やヘリウムタンクなどである。中央の赤いジオメトリがセンサ部になっている。



図 4.4: SXS センサ部ジオメトリ。左からセンサ部の上面、下面、断面図である。緑が HgTe のピクセル部、赤が Si の温度計、黄色がアルミナの fanout、青が Si の反同時検出器である。

表 4.3: SXS マスモデルの構成要素

機器名	構成物質	機器名	構成物質
HeTank	A6061	JTShield	A6061
IVCS	A6061	MVCS	A6061
OVCS	A6061	Mainshell	A6061
APA	A6061	DMSfilterAl	A6061
OVCSfilterAl	A6061	IVCSfilterAl	A6061
DALIDfilterAl	A6061	CTSfilterAl	A6061
HeatSink	Au	JFETbox	Cu
Sensor_Absorber	HgTe	Sensor_Antico	Si
Sensor_Thermistor	Si	Sensor_Fanout	Alumina
Strut	CFRP	STcoolerCMP	SUS304
JTcoolerCMP	SUS304	ADR1stShield	VanadiumPermender
ADR2nd	VanadiumPermender	ADR3rd	VanadiumPermender

表 4.4: 導入した物理モデルリスト

名称	エネルギー帯域	対応粒子
G4EmLivermorePhysics	250 eV - 1 GeV	γ , e^- , charged hadron
G4HadronElasticPhysics (LEP)	< TeV	longlived hadrons

4.3.1 等方的な入射方法

方法は以下の手順によって行なった。ここで決定すべきパラメータは、入射する粒子の位置 (x, y, z) と運動方向ベクトル (θ, ϕ) である。等方的に粒子を入射させるには、単純に粒子の位置と運動方向を乱数によって決定すればよい訳だが、そんなことをしているとほとんどの粒子がセンサ部に当たることはなく、莫大な計算時間だけかかり有益な情報がほとんど得られない。そこで、ターゲット周辺に向かってくる粒子だけを選択的に生成することで、等方的でありながら計算時間の短縮になるような粒子の生成部を開発した。

手順 1.

xy 平面上に半径 A の円盤内 (disk) で乱数をふって位置を決定する。なお、本論文ではこの半径 A の円盤の事を disk と定義する。このときの disk の半径は、十分センサ部のサイズより大きくする必要があるが、大きくするほどシミュレーションにかかる時間は増大する。計算時間はその計算を行うコンピュータのマシンパワーに大きく依存するが、disk の大きさはシミュレーションの統計と計算時間のトレードオフで決まる。

手順 2.

乱数によって角度 θ を決定し、 x 軸を中心に回転させる。

手順 3.

手順 2 同様に、角度 ϕ を決定し、 z 軸を中心に回転させる。

手順 4.

最後に、ターゲットから十分離れた距離まで (θ, ϕ) 方向に移動させる。このとき、粒子の運動方向ベクトルは $(-\theta, -\phi)$ となる。

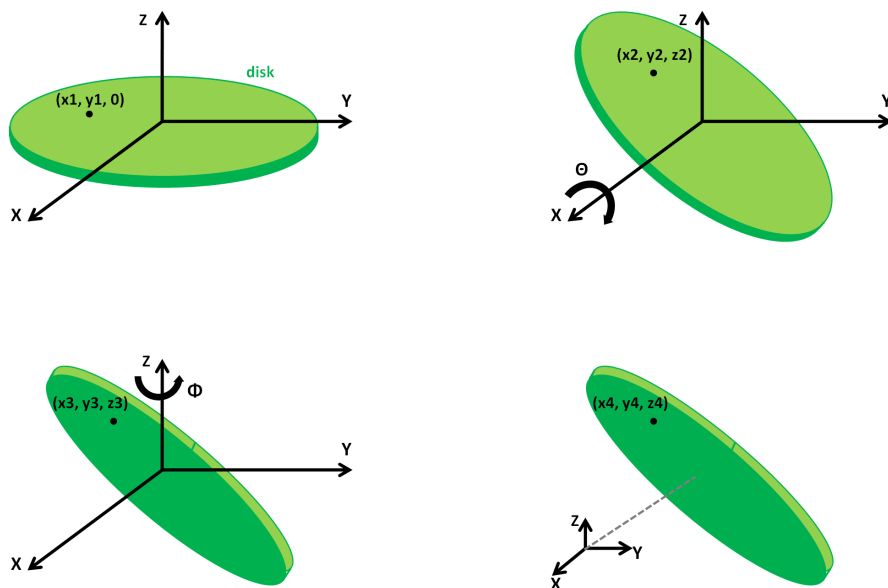


図 4.5: 等方的な入射方法。上左、上右、下左、下右の順で手順 1、2、3、4 である。

4.3.2 放射性同位体 ^{241}Am を模擬したエネルギースペクトル

^{241}Am を用いた、SXS エンジニアリングモデルの性能実証実験を再現するために、 ^{241}Am と同等のエネルギーの X 線とその量を再現する入射粒子の生成部を開発した。表 4.5 に ^{241}Am を想定した各パラメータを示す。これらの値は WWW Table of Radioactive Isotopes (<http://ie.lbl.gov/toi/index.a>) より引用した。

表 4.5: ^{241}Am からの X 線光子のエネルギーとその割合

エネルギー [keV]	割合
59.541	35.9
43.423	0.073
33.196	0.12
26.345	2.8

4.3.3 宇宙線を模擬したエネルギースペクトル

導入する宇宙線スペクトルは3章で述べた1次宇宙線スペクトル(式2.22)に、2次宇宙線スペクトル成分を足したものである。2次宇宙線スペクトルは、AMS や GLAST 気球実験などで得られたエネルギースペクトルをフィッティングすることで得られている (Mizuno et al.)。各粒子によってスペクトルモデルは違うが共通パラメータとして、衛星軌道の高度を 550 km、太陽活動の活動性がもっとも活発 ($\phi=1000$ MV) な時期を想定している。もう一度1次宇宙線スペクトル(式2.22)を示すと、

$$\begin{aligned} \text{PrimaryParticle}(E_k) = & A \left[\frac{\sqrt{(E_k + Ze\phi + E_0)^2 - E_0^2}}{\text{GV}} \right]^{-\alpha} \\ & \times \frac{(E_k + Mc^2)^2 - (Mc^2)^2}{(E_k + Mc^2 + Ze\phi)^2 - (Mc^2)^2} \\ & \times \frac{1}{1 + (R/R_{cut})^r} \end{aligned} \quad (4.1)$$

である。ここで、 R_{cut} は

$$R_{cut} = 14.9 \times \left(1 + \frac{h}{R_{earth}} \right)^{-2.0} (\cos \theta_M)^4 \quad (4.2)$$

ガンマ線に対しては、

$$\text{PrimaryGamma}(E_k) = A \left[\frac{E_k}{\text{MeV}} \right]^{-\alpha} \quad (4.3)$$

と書ける。各粒子の1次宇宙線スペクトルのパラメータは、表4.6を代入した。また、各粒子ごとの2次宇宙線成分は以下に述べる。

表 4.6: 1次宇宙線スペクトルのパラメータ

	共通	proton	alpha	electron/positron	gamma
h	550 [km]	-	-	-	-
R_{earth}	6370 [km]	-	-	-	-
θ_M	0.735 [rad]	-	-	-	-
$Ze\phi$	-	1100 [MeV]	2200 [MeV]	1100 [MeV]	1100 [MeV]
A	-	23.9	1.50	0.65	40.0
α	-	2.83	2.74	3.3	2.15

陽子の2次宇宙線成分

陽子の2次宇宙線スペクトルは downward と upward とともに、

$$\text{Secondary}(E_k) = \begin{cases} F_0 \left(\frac{E_k}{100\text{MeV}} \right)^{-\alpha} & (E_k < E_{bk}) \\ F_0 \left(\frac{E_k}{100\text{MeV}} \right)^{-\alpha} \cdot \left(\frac{E_k}{E_{bk}} \right)^{-b} & (E_{bk} \leq E_k) \end{cases} \quad (4.4)$$

であり。この時のパラメータは、表 4.7 を代入した。ここで設定した 2 次宇宙線スペクトルを 1 次宇宙線スペクトルと足し合わせることで陽子の宇宙線スペクトルとした。陽子の宇宙線スペクトルを図 4.6 左図に示す。この宇宙線スペクトルを陽子のエネルギーごとに積分することによって、0 から 1 の乱数を用いて宇宙線スペクトルの分布にしたがったエネルギーを陽子に与える (図 4.6; 中央図)。この時、積分の過程で各エネルギーに対する確率は、連続的な分布ではなく飛び飛びの値をもつ。そのため、乱数によってエネルギーを陽子に与える際は、各点間を 1 次関数で補完し、エネルギースペクトルがより連続的な成分に近づくようにした。この方法は、いずれの粒子に対しても同様の方法を用いた。

表 4.7: 陽子の 2 次宇宙線スペクトルパラメータ

	Downward	Upward
F_0	0.2	0.2
α	1.5	1.5
b	1.85	4.16
E_{bk} [GeV]	400	400

アルファ線の 2 次宇宙線成分

アルファ線の 2 次宇宙線は、1 次宇宙線成分と比較すると 3 桁以上低い flux である。そのため、本シミュレータにおいてアルファ線の 2 次宇宙線成分は導入しない。アルファ線の宇宙線スペクトルを図 4.7 に示す。

電子/陽電子の 2 次宇宙線成分

本シミュレータでは、電子/陽電子の 1 次宇宙線スペクトルと 2 次宇宙線スペクトルは同等のエネルギースペクトルをもつとした。また、downward と upward の flux も同じであると仮定した。2 次宇宙線のスペクトルは、

$$\text{Secondary}(E_k) = \begin{cases} F_0 \left(\frac{E_k}{100\text{MeV}} \right)^{-\alpha} & (E_k < 100\text{MeV}) \\ F_0 \left(\frac{E_k}{100\text{MeV}} \right)^{-\alpha} + F_1 \left(\frac{E_k}{\text{GeV}} \right)^b \exp \left[- \left(\frac{E_k}{E_c} \right)^{b+1} \right] & (100\text{MeV} \leq E_k) \end{cases} \quad (4.5)$$

であり。この時のパラメータは、表 4.8 を代入した。ここで設定した 2 次宇宙線スペクトルを 1 次宇宙線スペクトルと足し合わせることで電子/陽電子の宇宙線スペクトルとした。電子/陽電子の宇宙線スペクトルを図 4.8、4.9 左図に示す。

表 4.8: 電子/陽電子の2次宇宙線スペクトルパラメータ

	Downward	Upward
F_0	0.3	0.3
F_1	2.0×10^{-4}	2.0×10^{-4}
α	3.3	3.3
b	1.5	1.5
E_c [GeV]	2.3	2.3

ガンマ線の2次宇宙線成分

ガンマ線の downward と upward の2次宇宙線スペクトルはそれぞれ以下のように与えた。
2次宇宙線の downward は、

$$\text{Secondary}(E_k) = \begin{cases} F_0 \left(\frac{E_k}{\text{MeV}}\right)^{-\alpha} + 1.14 \times 10^5 \left(\frac{E_k}{\text{MeV}}\right)^{-2.5} \cdot \exp\left[-\left(\frac{E_k}{E_{cut}}\right)^{-1.5}\right] & (E_k \leq 1\text{GeV}) \\ F_0 \left(\frac{E_k}{\text{MeV}}\right)^{-\alpha} & (1\text{GeV} < E_k) \end{cases} \quad (4.6)$$

とし、upward は、

$$\text{Secondary}(E_k) = F_0 \left(\frac{E_k}{\text{MeV}}\right)^{-\alpha} \quad (4.7)$$

とした。この時のパラメータは、表 4.9 を代入した。ここで設定した2次宇宙線スペクトルを1次宇宙線スペクトルと足し合わせることでガンマ線の宇宙線スペクトルとした。ガンマ線の宇宙線スペクトルを図 4.10 左図に示す。

表 4.9: ガンマ線の2次宇宙線スペクトルパラメータ

	Downward			Upward		
	1MeV-1GeV	1GeV-100GeV	1MeV-20MeV	20MeV-1GeV	1GeV-100GeV	
F_0	250	2.15×10^4	1010	7290	2.9×10^4	
α	1.7	2.2	1.34	2.0	2.2	
E_{cut}	120 [MeV]	-	-	-	-	

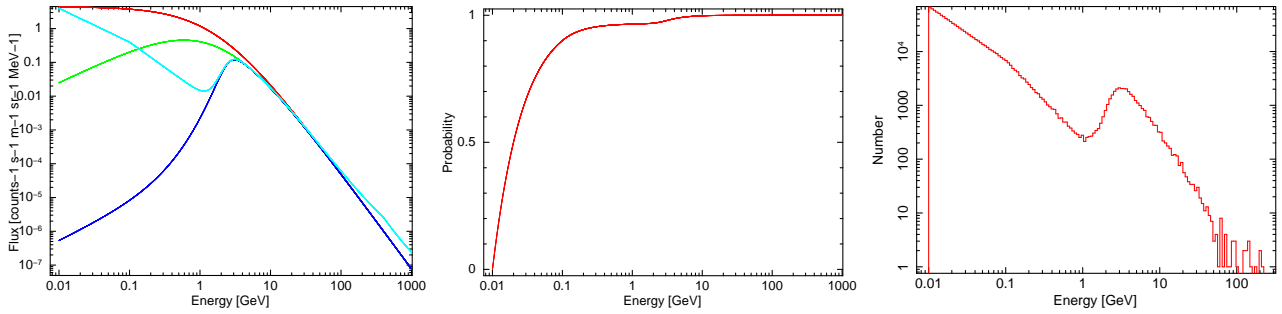


図 4.6: 陽子の宇宙線スペクトル。(左図) 1 次宇宙線と 2 次宇宙線を含む陽子の宇宙線スペクトル。赤 : 1 次宇宙線、緑 : 赤色スペクトルに太陽風の影響を補正、青 : 緑色スペクトルに地磁気の影響を補正、水色 : 青色スペクトルに 2 次宇宙線スペクトルを加算。(中央図) 左図の水色スペクトルを陽子のエネルギーで積分したもの。擬似乱数を 0-1 で振ることでシミュレーション上で宇宙線スペクトルを得る。(右図) 擬似乱数によって得られた陽子の宇宙線スペクトル。このエネルギー分布を入射陽子のエネルギーとして与えた。

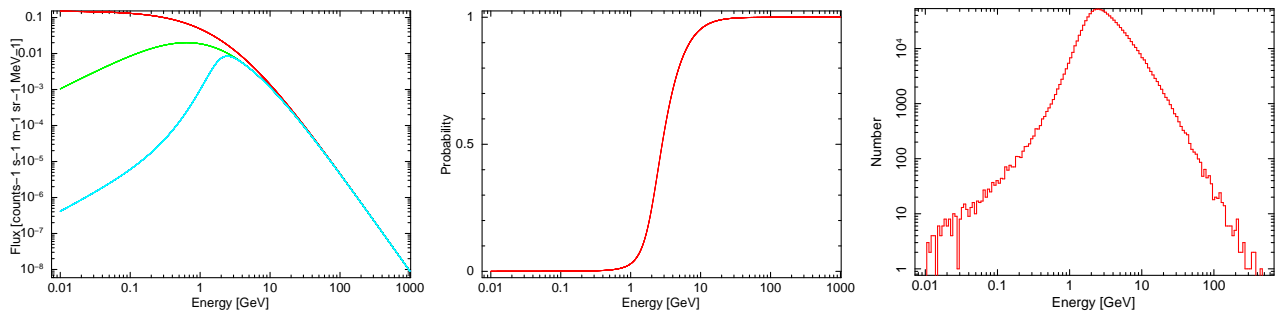


図 4.7: アルファ線の宇宙線スペクトル。(左図) 1 次宇宙線のアルファ線スペクトル。赤 : 1 次宇宙線、緑 : 赤色スペクトルに太陽風の影響を補正、水 : 緑色スペクトルに地磁気の影響を補正。(中央図) 左図の水色スペクトルをアルファ線のエネルギーで積分したもの。擬似乱数を 0-1 で振ることでシミュレーション上で宇宙線スペクトルを得る。(右図) 擬似乱数によって得られたアルファ線の宇宙線スペクトル。このエネルギー分布を入射アルファ線のエネルギーとして与えた。

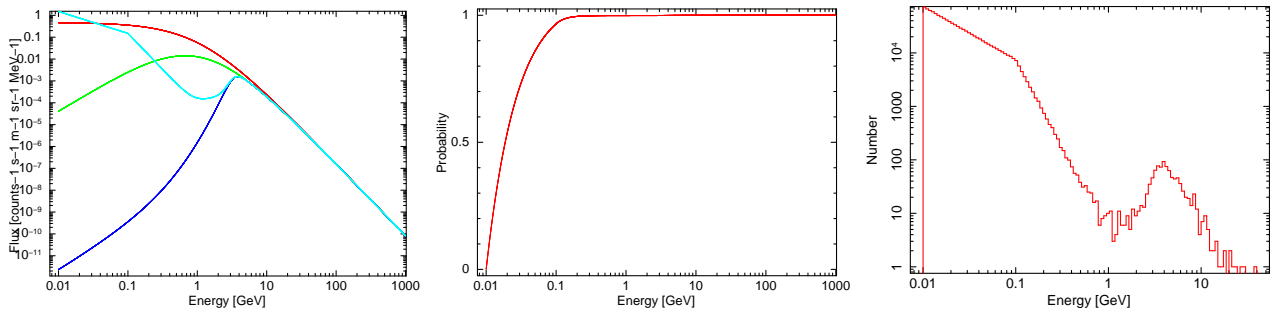


図 4.8: 電子の宇宙線スペクトル。(左図) 1次宇宙線の電子スペクトル。赤：1次宇宙線。緑：赤色スペクトルに太陽風の影響を補正。青：緑色スペクトルに地磁気の影響を補正。水：青色スペクトルに2次宇宙線を加算。(中央図) 左図の水色スペクトルを電子のエネルギーで積分したもの。擬似乱数を0-1で振ることでシミュレーション上で宇宙線スペクトルを得る。(右図) 擬似乱数によって得られた電子の宇宙線スペクトル。このエネルギー分布を入射電子のエネルギーとして与えた。

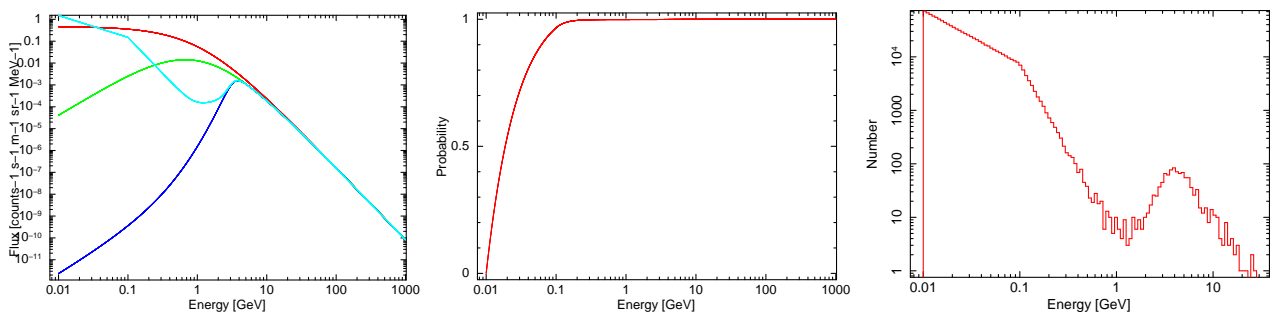


図 4.9: 陽電子の宇宙線スペクトル。(左図) 1次宇宙線の陽電子スペクトル。赤：1次宇宙線。緑：赤色スペクトルに太陽風の影響を補正。青：緑色スペクトルに地磁気の影響を補正。水：青色スペクトルに2次宇宙線を加算。(中央図) 左図の水色スペクトルを陽電子のエネルギーで積分したもの。擬似乱数を0-1で振ることでシミュレーション上で宇宙線スペクトルを得る。(右図) 擬似乱数によって得られた陽電子の宇宙線スペクトル。このエネルギー分布を入射陽電子のエネルギーとして与えた。

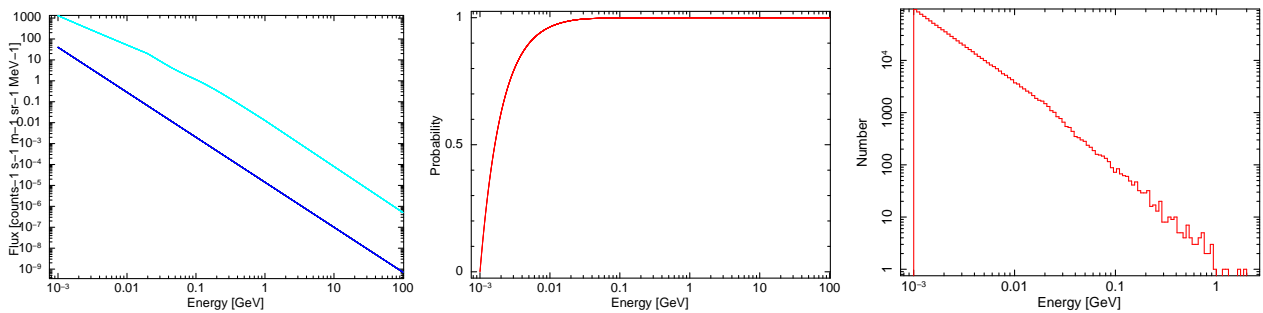


図 4.10: ガンマ線のスペクトル。(左図) 1 次宇宙線のガンマ線スペクトル。青: 1 次宇宙線。水: 青色スペクトルに 2 次宇宙線を加算。(中央図) 左図の水色スペクトルをガンマ線のエネルギーで積分したもの。擬似乱数を 0-1 で振ることでシミュレーション上で宇宙線スペクトルを得る。(右図) 擬似乱数によって得られたガンマ線の宇宙線スペクトル。このエネルギー分布を入射ガンマ線のエネルギーとして与えた。

4.4 X線信号処理を模擬するパートの開発 (Digitization)

現在、SXS の digitization のアルゴリズムや具体的な方法のすべては決定していない。そのため、本研究では SXS の digitization は「すざく」/XRS の方式を取り入れることにする。

本シミュレーションでは、以下の3つの処理を行った。

- 各検出器でのトリガーのしきい値は、pixel では 0.1 keV、反同時検出器では 16.0 keV 以上のものをすべてトリガーする。
- 同時に、pixel と反同時検出器でトリガーがかかった場合、Antico flag を立てる。
- 同時に、2つ以上の pixel でトリガーがかかった場合、Antico flag を立てる。

シミュレーションによって得られたエネルギースペクトルは、トリガーしたイベントすべてのものと、Antico flag が立ったイベントを除去したものの2種類を取得するよう記述した。

第5章 シミュレータの検証

粒子は検出器を構成する様々な物質と相互作用する。Geant4 を用いたシミュレータでは、その相互作用のおこる確率や粒子の軌跡、エネルギー損失量など、さまざま計算の結果を知ることができる。この計算結果は、計算機による莫大な量の処理によって得られているため、結果に至るまでの過程を人間がすべて追跡することはほとんど不可能である。しかし、その計算結果が必ずしも正しいとは限らないので、様々な方法でシミュレータの妥当性を検証する必要がある。シミュレーションで得られた結果と実際の検出器による結果を比較することで、シミュレータの妥当性を知ることができる。そのために、まず 5.1 節と 5.1 節で物理素過程が、予想どおりの振る舞いをするか確かめた。その後、5.2 節でシミュレーションによって、SXS エンジニアリングモデルの性能実証実験の再現を行なった。さらに、「すざく」/XRS によって得られた衛星軌道上でのバックグラウンドスペクトルの再現を試みた。これらのシミュレーションによる再現試行によって、実際のセンサで得られた結果をどの程度再現できるかを確認した。これは同時に、構築したシミュレータのマスモデルや Digitization、宇宙線を模擬した粒子の生成部が、SXS のバックグラウンド推定において十分な結果が得られるかどうか調査するものでもある。

5.1 物理素過程の検証

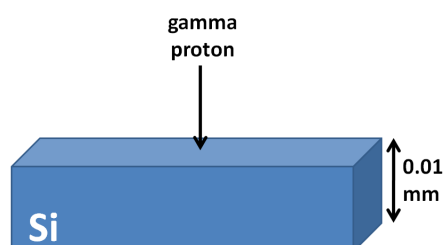


図 5.1: セットアップ。縦 5 m × 横 5 m × 高さ 0.01 mm (光子場合は 1 cm) の Si に陽子または光子を入射させ、そのときのエネルギーデポジットと相互作用の種類を測定した。

この 5.1 節では、シミュレータで得られる陽子のエネルギー損失量と、高エネルギー光子の物質中での相互作用の確率について検証を行なった。具体的には、縦 5 m × 横 5 m × 高さ 0.01 mm (光子の場合は高さ 1 cm) の Si 板に陽子や光子を垂直に入射させ、最小電離効果によるエネルギー損失量と、起こる相互作用の確率を、Bethe-Bloch の式やアメリカ国立標準技術研究所 (National Institute of Standards and Technology, NIST) によって公開されている散乱断面積データベースの値と比較した。そうしてシミュレータ内での物理相互作用の妥当性を検証した。セットアップを図 5.1 に示す。物質を Si を選んだ理由は、「すざく」/XRS と ASTRO-H/SXS とともに反同時検出器 (Anti-coincidence) として Si 半導体検出器が用いられているためである。ピクセル部に用いられている HgTe でもよいが、より明確かつ単純に計算結果を検証できるように、化合物ではない Si を用いた。このときの Si の密度は 2.34 g/cm³ である。

陽子のエネルギー損失量

物質中での荷電粒子は、原子を電離することによってエネルギーを失う。その平均のエネルギー損失は Bethe-Bloch の式によってあたえられる。

$$-\frac{dE}{dx} = 2\pi N_a r_e^2 m_e c^2 \rho \frac{Z}{A} \frac{z^2}{\beta^2} \left[\ln \left(\frac{2m_e \gamma^2 v^2 W_{max}}{I^2} \right) - 2\beta^2 - \delta - 2\frac{C}{Z} \right] \quad (5.1)$$

r_e : 古典電子半径	γ : $1/\sqrt{1-\beta^2}$
ρ : 吸収物質の密度	Z : 吸収物質の原子番号
m_e : 電子質量	δ : 密度補正項
z : 入射粒子の電荷 [単位は e]	A : 吸収物質の原子量
N_a : アボガド口定数	C : シェル補正項
β : v/c	W_{max} : 一回の衝突で渡される最大のエネルギー
I : 平均励起ポテンシャル	

この Bethe-Bloch の式を理論値として、シミュレータによって得られた結果がどの程度一致するかを検証した。結果を図 5.2 に示す。陽子のエネルギーが 0.1 GeV から 100 GeV 以下では、非常に良く Bethe-Bloch の式によって求められたエネルギー損失を再現しているが、100 GeV 以上では少なく見積もってしまう傾向がみられた。4.3.3 章で述べる陽子の宇宙線スペクトルでは、100 GeV 以上のエネルギーを持っている陽子が入射してくる確率は、もっとも多い 0.01 GeV の陽子よりも 4 桁以上少ない。そのため、SXS のバックグラウンド推定においては問題ないといえる。

光子の各物理相互作用の確率

光子の物質中での相互作用を起こす確率は、その光子の持つエネルギーや物質の密度や構成する元素の原子番号に大きく依存する。散乱断面積データベースから計算した反応確率とシミュレータで起こった反応確率を比較することで、シミュレータ上で光子が予想どおりの振る舞いをするかどうか検証した。セットアップは図 5.1 の Si を厚さ 1 cm に変更したものを

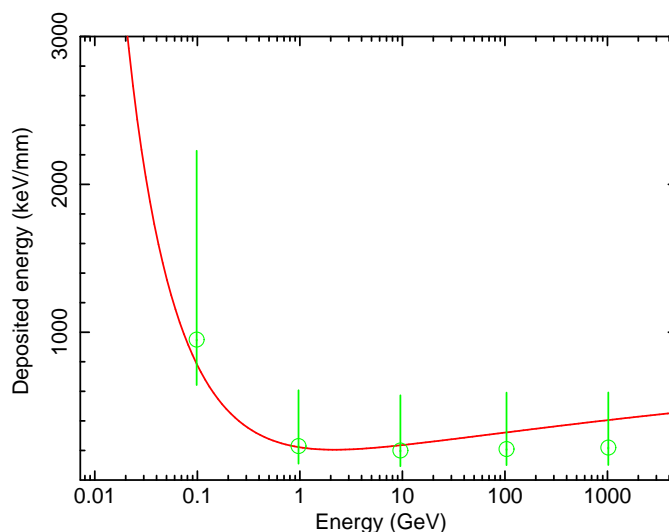


図 5.2: 各エネルギーをもつ陽子の Si 中での単位長さあたりのエネルギー損失。赤: Bethe-Bloch の式、緑: シミュレータで得られたエネルギー損失。シミュレーションでは、ランダウ分布に従うので各点は最頻値であり、エラーは 90 % の積分領域である。

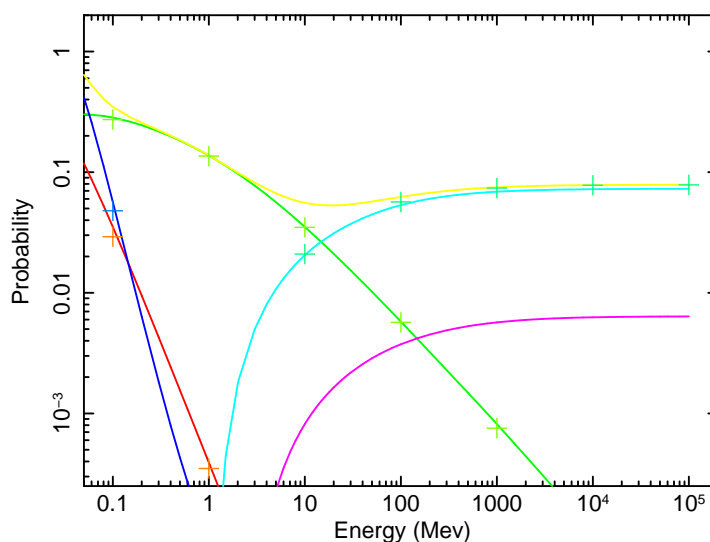


図 5.3: 各エネルギーをもつ光子の Si 中での各相互作用のおこる確率。赤: レイリー散乱、青: 光電効果、緑: コンプトン散乱、水色: 電子陽電子対生成 (in nuclear field)、マゼンダ: 電子陽電子対生成 (in electron field)、黄: 全相互作用の合計の確率である。シミュレーションによって得られた結果は、いずれの相互作用もよく再現できている。電子陽電子対生成においては、2つの場での電子陽電子対生成の確率を足したものとなっている。

いた。結果を図 5.3 に示す。各相互作用の確率は、散乱断面積データベースから求めた値とほぼ同等の値が得られた。電子陽電子対生成については、シミュレーションで得られた確率は、2つの場での確率を足したものとほぼ同等の値が得られた。以上から、シミュレータ内での陽子と光子の振る舞いは SXS のバックグラウンド推定において問題ないといえる。

5.2 ASTRO-H/SXS エンジニアリングモデルとの比較

ASTRO-H/SXS のバックグラウンドシミュレーションを行う上で、入射粒子の生成部だけでなく SXS センサ部が十分現実の検出器のような振る舞いを再現できていることが大切である。そこで、SXS の性能評価モデル (EM) による ^{241}Am 線源を用いた性能実証実験の実測データとシミュレータによる再現試行の結果を比較した。

5.2.1 性能実証モデルでのデータ取得

シミュレーションのデータと比較するために、まず性能実証モデル (EM) の反同時検出器によって実測されたエネルギースペクトルを求めた。このデータは、NASA/GSFC で取得された。機器はセンサ部 EM と A/D 変換を行う XBOX EM を用いて行われた。デジタル波形処理回路の PSP は EM は使っておらず、ソフトウェアの `sxspssim` という PSP と同様の波形処理を行うシミュレータを用いて解析を行った。

X 線源として ^{241}Am を用いている。 ^{241}Am の放射する主な X 線光子のエネルギーは 59.54 keV と 26.35 keV である。詳細は、表 4.5 に記載した。`sxspssim` の波形処理によって、図 5.6 上図の `adc` スペクトルが得られた。スペクトルの -6430 付近が 59.54 keV、-6515 付近が 26.35 keV の全吸収ピークで、-6540 付近が 59.54 keV 光子によるコンプトンエッジであることが容易に予想できる。ここで、波高値 `adc` からエネルギーへ変換するためには、`adc` とエネルギーの相関関数を知る必要がある。そこで、まずそれぞれの輝線をガウス関数でフィッティングし、`adc` の中心値を求めた。そのときの結果を図 5.4 に示す。ここで得たガウス関数の中心値を用いて、`adc` とエネルギーの相関関数を 2 次関数と仮定することで、`sxspssim` で得られた波高値からエネルギーへ変換した。フィッティング結果は、59.54 keV と 26.35 keV の全吸収ピークは、それぞれ -6514 `adc` と -6543 `adc` となった。さらにこの時のペDESTAL は、-6564 `adc` であることがわかっている。これらの値から波高値 `adc` とエネルギーの相関関数は

$$E = -1.06 \times 10^{-3} \cdot \text{PH}^2 - 13.4 \cdot \text{PH} - 4.19 \times 10^4 \quad (5.2)$$

となった。

5.2.1 式をもちいて、波高値からエネルギーに変換したスペクトルが図 5.6 である。ガウス関数のパラメータ σ から FWHM でエネルギー分解能を算出すると、59.54 keV と 26.35 keV の光子に対して 3.46 keV と 2.46 keV であった。図 5.6 のエネルギースペクトルには、コンプトン散乱によって生じるコンプトンエッジが検出されているのがわかる。コンプトンエッジの現れるエネルギーは、入射 X 線光子が 1 回のコンプトン散乱によって失うエネルギーがもっとも小さいところに現れるものである。したがって、

$$h\nu' = \frac{h\nu}{1 + \frac{h\nu}{m_0c^2}(1 - \cos\theta)} \quad (5.3)$$

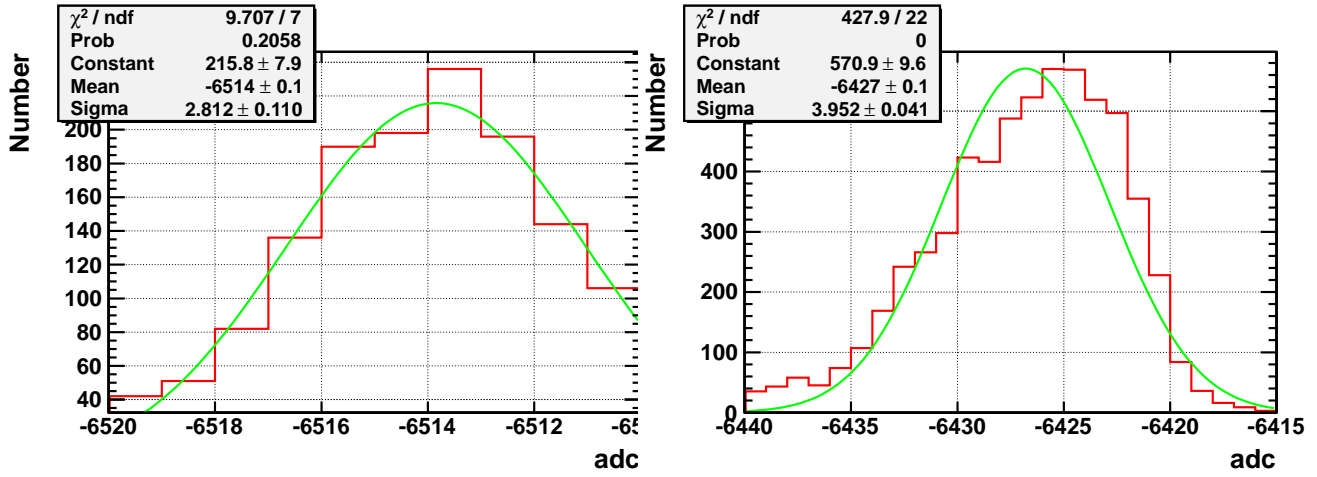


図 5.4: 26.35 keV、59.54 keV のガウス関数でのフィッティング。

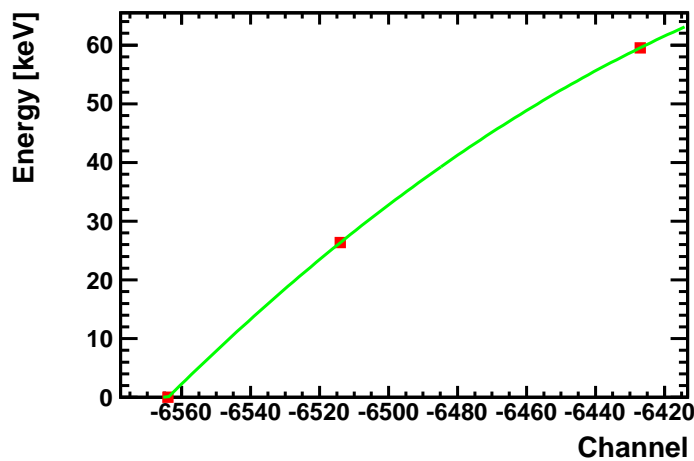


図 5.5: エネルギーと adc の較正曲線。2 次関数でフィッティングしている。フィッティング結果は式 5.2.1 である。

の θ が 0 の時、すなわち光子の散乱方向が入射方向のちょうど反対方向を向いた後方散乱のときである。したがって、59.54 keV の光子に対しては $h\nu = 48.29$ keV であるので、コンプトンエッジは $59.54 - 48.29 = 11.25$ keV となる。このコンプトンエッジが図 5.6 では、目視でだいたい 12 keV あたりのピークとして確認できる。

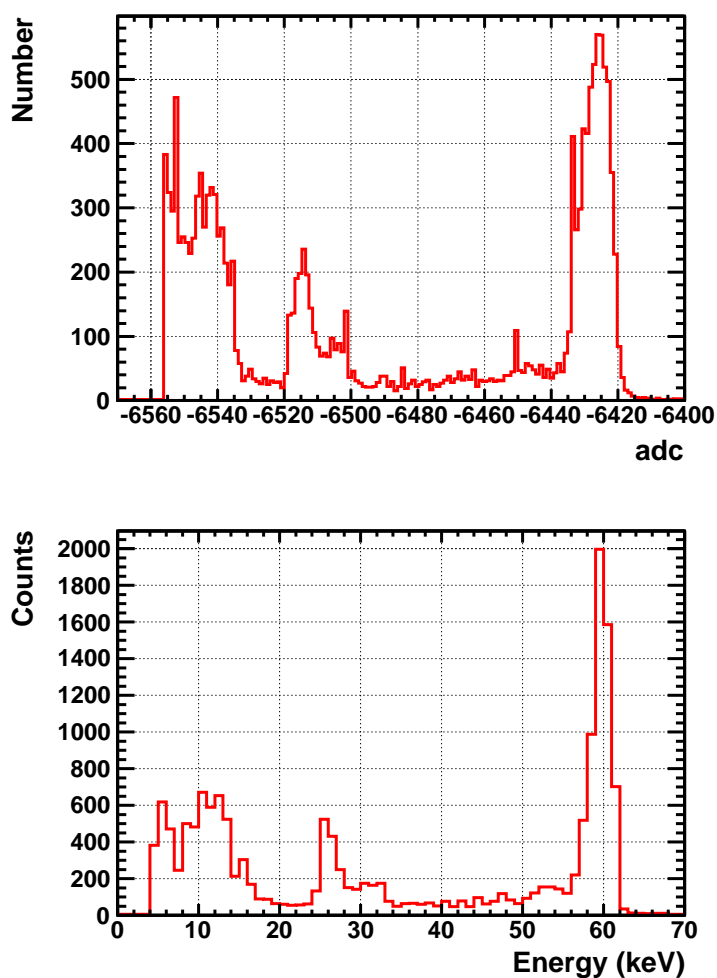


図 5.6: (上図) EM センサで取得され、sxspssim によって波形解析されたスペクトル。(下図) 59.54 keV ラインと 26.35 keV ラインを用いて、較正直線を 1 次関数と仮定してエネルギー変換したエネルギースペクトル。

5.2.2 モンテカルロシミュレータでのデータ取得

次に、モンテカルロシミュレータを用いて ^{241}Am による X 線測定実験の再現試行を行なった。これは、シミュレータの再現性を確認する作業であるが、同時に実験・解析方法の確かさを検証していることになる。この節では特に、実験とシミュレーションは相補的な役割を果たしている。

^{241}Am からの放射は、センサ上部から垂直に入射させた。この時の放射位置は乱数を用いてランダムに、センサと平行な半径 0.4 mm の円盤上に分布させた。半径 0.4 mm の円盤は 36 個並べられたピクセルの総面積よりも十分小さいサイズである。図 5.7 は、セットアップの模式図である。ここでの各要素のサイズは実際の比率ではない。

図 5.6、5.7 より、59.54 keV と 26.35 keV、11.25 keV のコンプトンエッジがシミュレーションでもはっきり検出されている。しかし、26.35 keV の全吸収ピークが実測スペクトルと比べて、59.54 keV とコンプトン散乱成分よりも明るく検出されている。これは、シミュレーションの入射粒子生成部がセンサに対して垂直方向にしか運動しない X 線光子を生成していることと、センサ部のマスモデルが十分に実際の検出器を再現できていないことが原因だと考えられる。SXS のバックグラウンドシミュレーションを行うときは、これらの影響を考慮する必要がある。

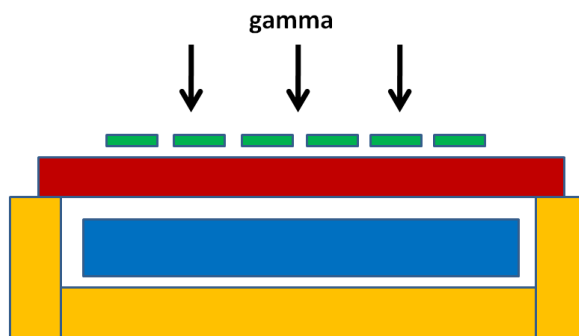


図 5.7: ^{241}Am による反同時検出器のスペクトル検証セットアップ。緑がピクセル、赤が温度計、黄色が fanout、青が反同時検出器である。 ^{241}Am はセンサの上部から垂直方向のみに放射しているとした。発射位置は乱数によってランダムに決定した。

5.3 「すざく」/XRS を用いた宇宙線スペクトル及び Digitization の検証

「すざく」/XRS は、ASTRO-H/SXS と基本的な構造はほとんど同じであり、衛星軌道上で約 10 時間のバックグラウンド測定に成功している。そのため、4 章で定義した宇宙線スペクトルと Digitization の再現性の調査にはうってつけのサンプルである。

入射させた宇宙線は、 10^5 s 分に相当する粒子数を入射させた。このときの「時間」は、あるフラックス I [counts/s/sr/m²/MeV] が面積 S の disk に入射するとき、単位時間あたりに disk に入射するレート F [counts/s] は $F = 2\pi S \int I dE$ となることから割り出した。また disk の大きさはシミュレーションにかかる実際の時間を短縮するため、半径を 81 mm としている。この大きさは、センサ部を完全に覆う JFET box のジオメトリのサイズ (93.5 mm × 93.5 mm × 93.5mm) に合わせている。

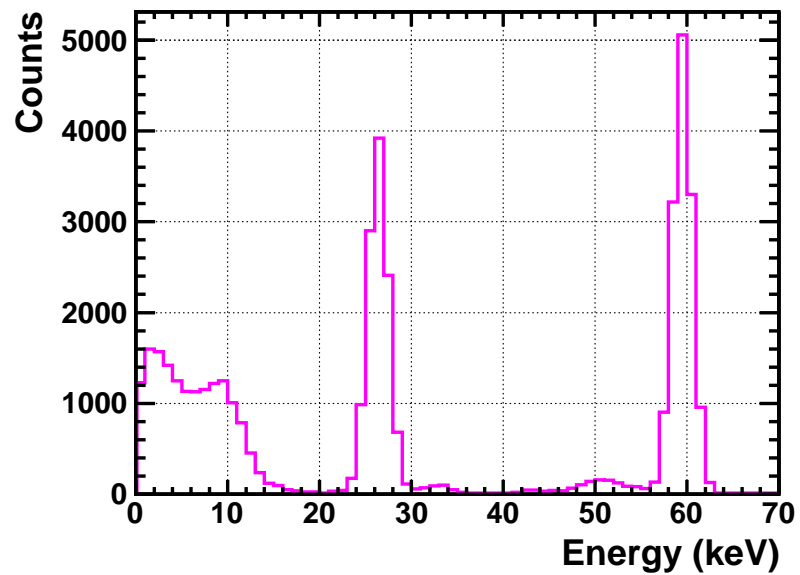


図 5.8: シミュレーションによって測定された反同時検出器のエネルギースペクトル。エネルギー分解能の 2.46 keV (FWHM) 分分散させている。メインピーク 2 つとコンプトンエッジがはっきり検出されている。

シミュレーション結果として宇宙線イベントのカウントレート、エネルギースペクトルを得た。このときの結果を表 5.1、図 ??-5.12 に示す。カウントレートでは、シミュレーションと XRS の実測値でそれぞれ良く合っていることがわかった。反同時検出器では、約 30 %、Anti-co Flag による宇宙線イベント除去後データでは約 16 % の不定性があった。さらに、5.12 では 6 keV 以上で良く再現されているため、この不定性は 6 keV 以下のイベントが主な原因であると考えられる。また各粒子ごとのカウントレートに注目すると、陽子やアルファ線はピクセルと反同時検出器ともに、検出されるレートは高い。しかし、Anti-co flag によるデータ除去は効率的に行われているためデータに残留イベントとして他の粒子よりも残りやすい。また、電子や陽電子はもともとフラックスが小さいためか、他の粒子よりも Anti-co flag イベント処理後の残留イベントともに 1 桁少ない結果が得られた。最も、注意すべき粒子はガンマ線である。他の粒子よりも残留イベントが多いのは、そのエネルギー損失の過程が荷電粒子による電離損失のような連続的な相互作用ではなく、コンプトン散乱のような離散的に起こる相互作用をすることに起因している。今回のシミュレーションでのガンマ線によるほとんどのエネルギーデポジションは、電子陽電子対生成とコンプトン散乱によるものであった。ピクセル内でコンプトン散乱した光子は進行方向が変化するため、反同時検出器で同時に検出することができていないイベントが発生し、残留バックグラウンドとして残ってしまっていると考えられる。

表 5.1: 各粒子ごとのカウントレート

	Anti-co [counts/s]	Pixel(0.1 keV 以上) [counts/s/pixel]	Pixel (0.1-12keV; Anti-co イベント除去後) [counts/s/pixel]
陽子	0.24	8.3×10^{-4}	1.2×10^{-5}
アルファ線	0.13	6.0×10^{-4}	2.2×10^{-5}
電子	3.2×10^{-2}	1.6×10^{-4}	8.3×10^{-6}
陽電子	3.3×10^{-2}	1.2×10^{-4}	2.8×10^{-6}
ガンマ線	0.20	6.4×10^{-4}	1.1×10^{-4}
合計	0.63	2.4×10^{-3}	1.6×10^{-4}
XRS 実測値	0.9	-	1.9×10^{-4}
(sim)/(実測値) 比	0.7	-	0.84

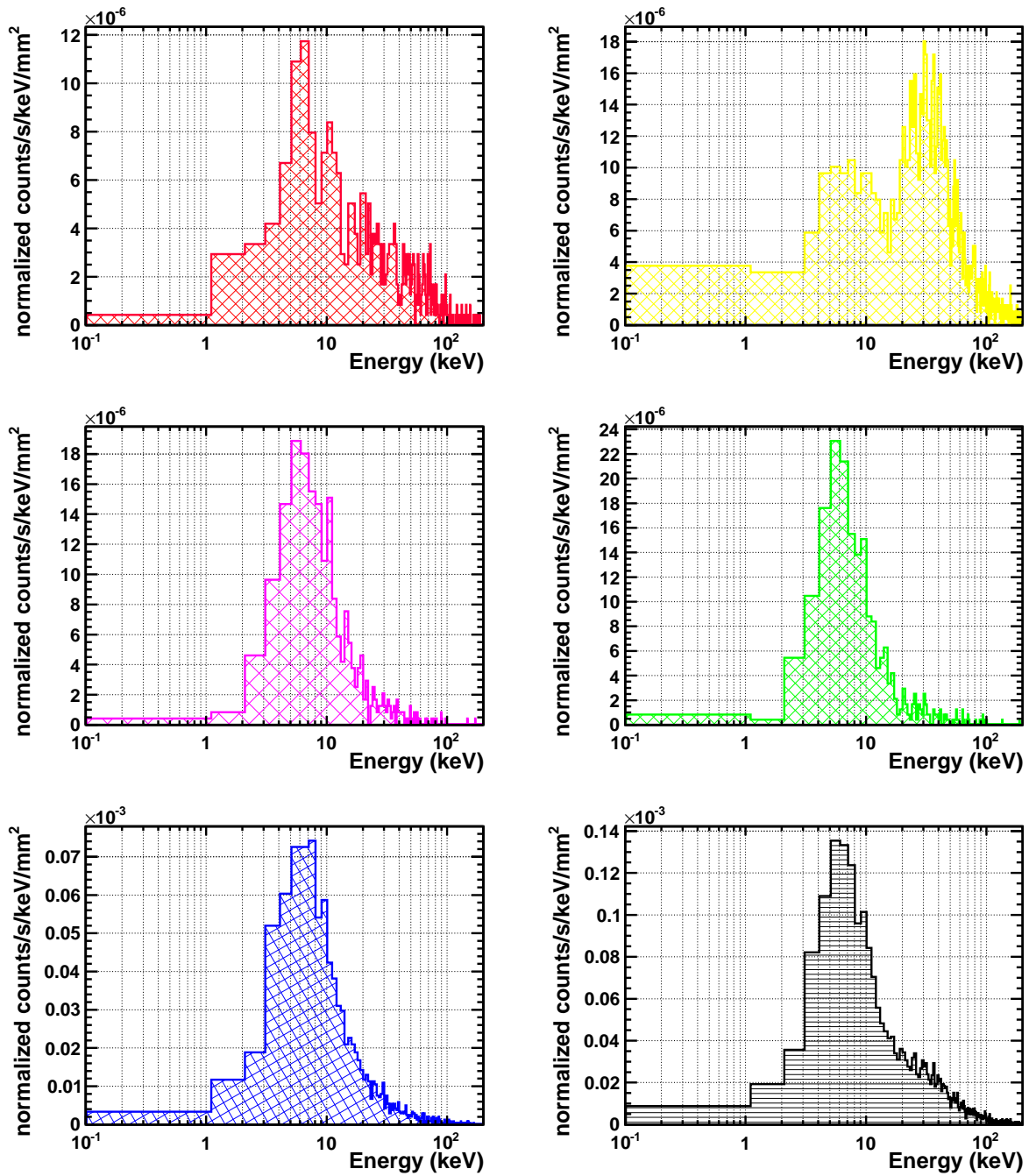


図 5.9: pixel でトリガーされた宇宙線イベントのエネルギースペクトル。赤；陽子、黄；アルファ線、マゼンダ；電子、緑；陽電子、青；ガンマ線、黒；全粒子の合計である。

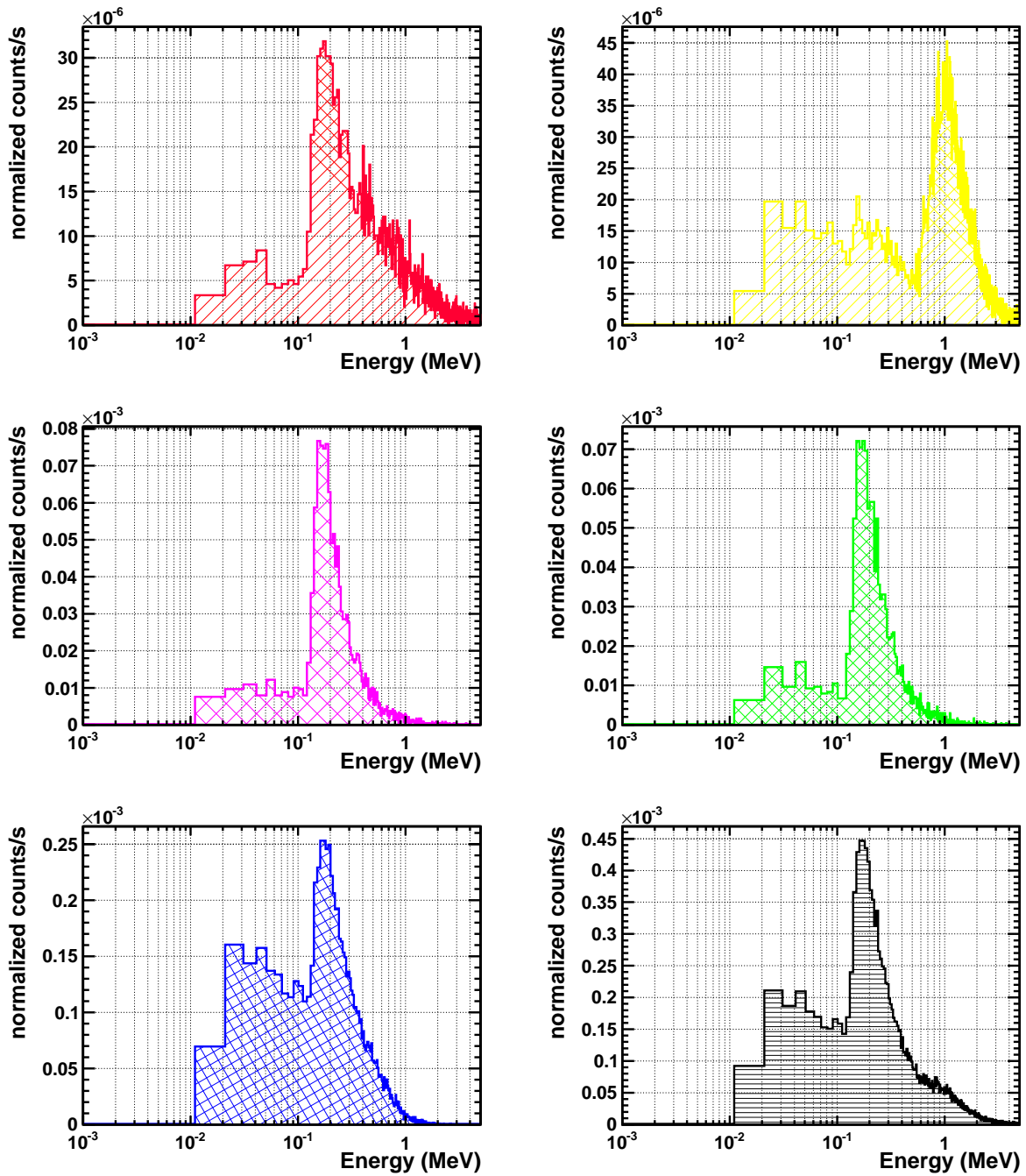


図 5.10: anti-co 検出器でトリガーされた宇宙線イベントのエネルギースペクトル。赤；陽子、黄；アルファ線、マゼンダ；電子、緑；陽電子、青；ガンマ線、黒；全粒子の合計である。

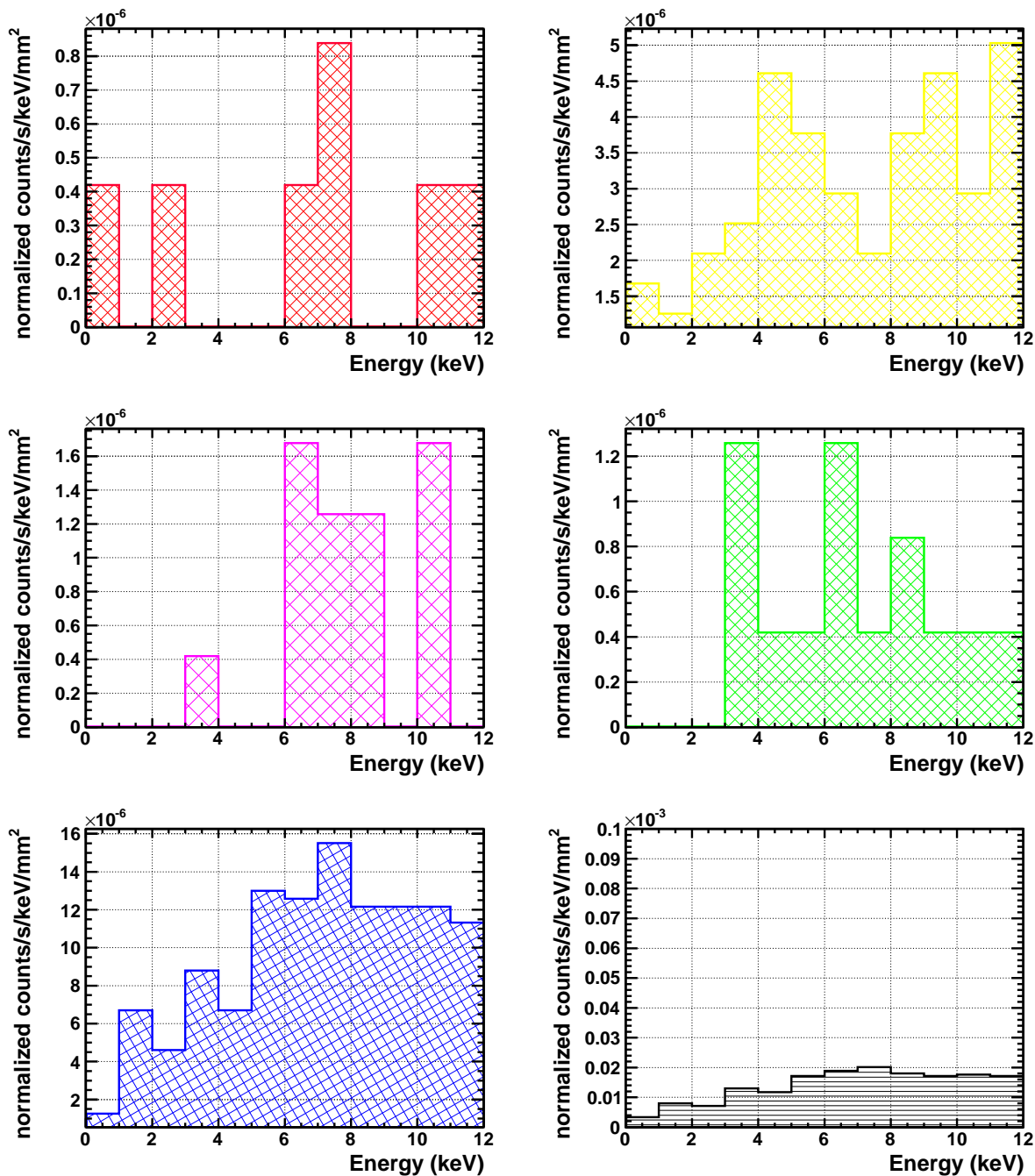


図 5.11: Antico flag が立ったイベントを除去したときの pixel のエネルギースペクトル (残留バックグラウンド)。赤；陽子、黄；アルファ線、マゼンダ；電子、緑；陽電子、青；ガンマ線、黒；全粒子の合計である。

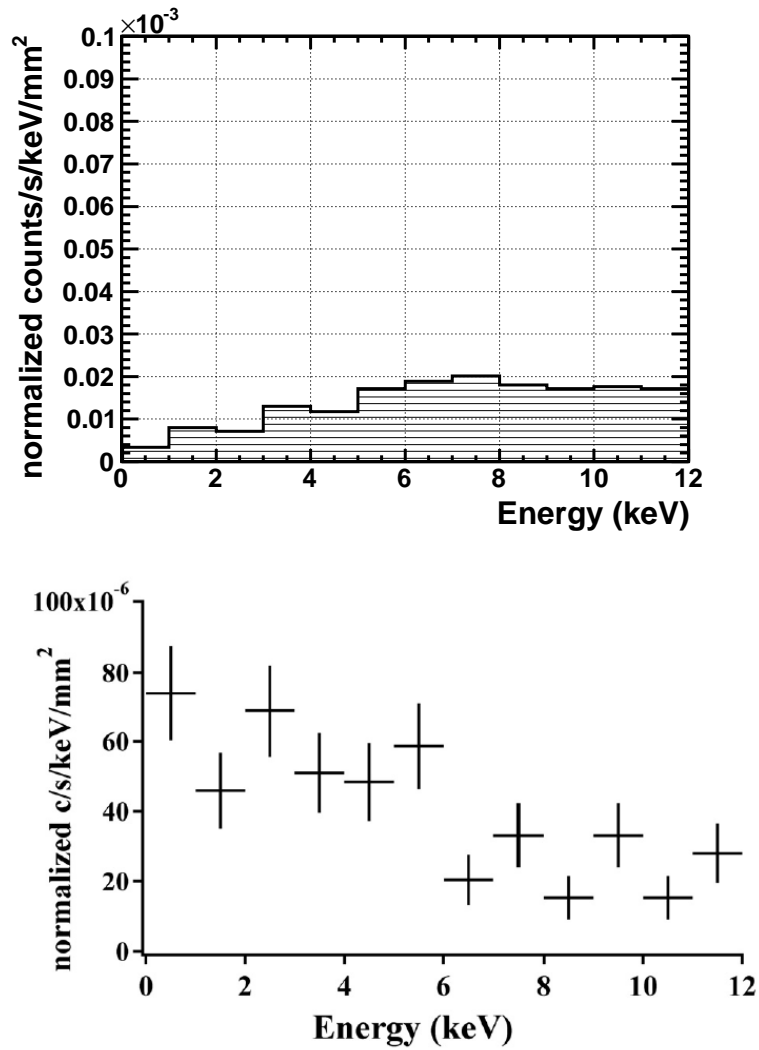


図 5.12: 上図; 全粒子の Antico flag イベントを除去した時のエネルギースペクトル。下図; すざく/XRS によって実測されたエネルギースペクトル。

第6章 シミュレーション結果

ASTRO-H/SXS のマスモデルを用いて、衛星軌道上での宇宙線によるバックグラウンドイベントのカウンtrateとエネルギースペクトルを見積もった。入射粒子の生成部や Digitization は、5章の「すざく」/XRS によるバックグラウンドシミュレーションと同様のものを用いた。この章では、バックグラウンドイベントが SXS の性能要求と波形処理からくる制限を満たすかどうかについて述べる。

6.1 結果1：ASTRO-H/SXS で検出される宇宙線（カウンtrateの評価）

ASTRO-H 衛星マスモデルを用いて、衛星軌道上での宇宙線によるバックグラウンドイベントのカウンtrateを見積もった。宇宙線粒子の入射方法は「すざく」衛星マスモデルでのシミュレーションと同じ条件である。入射させた粒子の数は、いずれも 10^5 s 分行った。そのとき得られたカウンtrateを表 6.1 に示す。結果は、「すざく」マスモデルによって得られたカウンtrateとほぼ同程度のデータが得られた。このことより、宇宙線のカウンtrateにおいて、「すざく」衛星と ASTRO-H 衛星の構造の違いによる影響はほとんどないと言える。

全粒子の合計カウンtrateが反同時検出器で 0.47 counts/s、ピクセルにおいて 3.2×10^{-3} counts/s/pixel は、デジタル信号処理器である PSP のイベントに対するグレード付からくる 10 counts/s/pixel という制限よりも3桁以上低いことが確認された。したがって、現在の波形処理の方法や設計では、宇宙線由来によるバックグラウンドイベントのカウンtrateはほとんど問題ないといえる。

表 6.1: 各粒子ごとのカウンtrate

	Anti-co [counts/s]	Pixel(0.1 keV 以上) [counts/s/pixel]	Pixel (0.1-12keV; Anti-co イベント除去後) [counts/s/pixel]
陽子	0.16	1.1×10^{-3}	1.6×10^{-5}
アルファ線	0.12	8.6×10^{-4}	4.8×10^{-5}
電子	1.3×10^{-2}	9.3×10^{-5}	2.2×10^{-6}
陽電子	1.2×10^{-2}	9.1×10^{-5}	2.8×10^{-6}
ガンマ線	0.16	8.4×10^{-4}	1.2×10^{-4}
合計	0.45	3.0×10^{-3}	1.9×10^{-4}
要求	-	<10	-

6.2 結果 2 : ASTRO-H/SXS で検出される宇宙線 (エネルギースペクトル)

6.2 節でのカウントレート計測と同時にエネルギースペクトルも取得した。pixel 検出器では 0.1 keV、anti-co 検出器では 16.0 keV をしきい値として、これを超えるイベントをすべてトリガーした。この時の結果を図 6.1、6.2、6.3 に示す。図 6.1 は、pixel でトリガーされたすべてのイベントのエネルギースペクトルであり、図 6.2 は anti-co 検出器によるものである。図 6.3 は、anti-co flag が立ったイベントを除去した後の残留バックグラウンドのエネルギースペクトルである。この時の残留バックグラウンドのカウントレートは、 1.8×10^{-4} count/s/pixel となった。単位を [counts/s/pixel] から、全 pixel での各エネルギーに対するカウントレート [counts/s/keV] に変換すると、SXS に課せられた性能要求と比較することができる。単位変換すると、残留バックグラウンドは 5.4×10^{-4} [counts/s/keV] となった。SXS に求められる性能要求は 1.5×10^{-3} [counts/s/keV] であるため、十分性能要求を満たしている。「すざく」/XRS によるバックグラウンドシミュレーションで、6 keV 以下のカウントレートが十分再現されていないことがわかっているが、その時の精度はファクターで 2 倍程度の誤差であった。しかし、今回の結果を 2 倍した値 1.1×10^{-3} [counts/s/keV] でも十分性能要求を満たしている。したがって、宇宙線によるバックグラウンドは現設計において十分問題ないといえる。

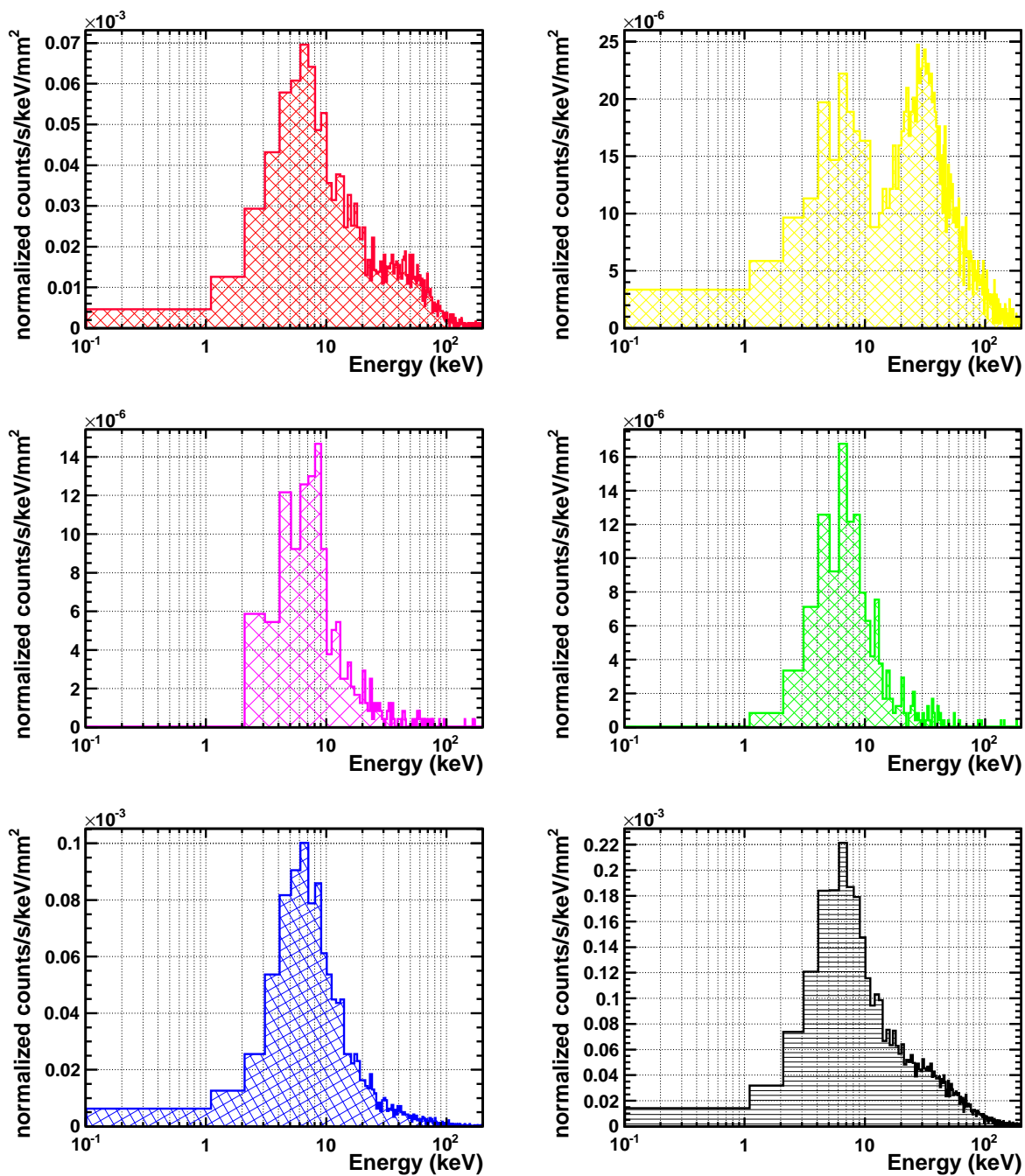


図 6.1: ピクセルで検出された宇宙線イベントのエネルギースペクトル。赤；陽子、黄；アルファ線、マゼンダ；電子、緑；陽電子、青；ガンマ線、黒；全粒子の合計である。

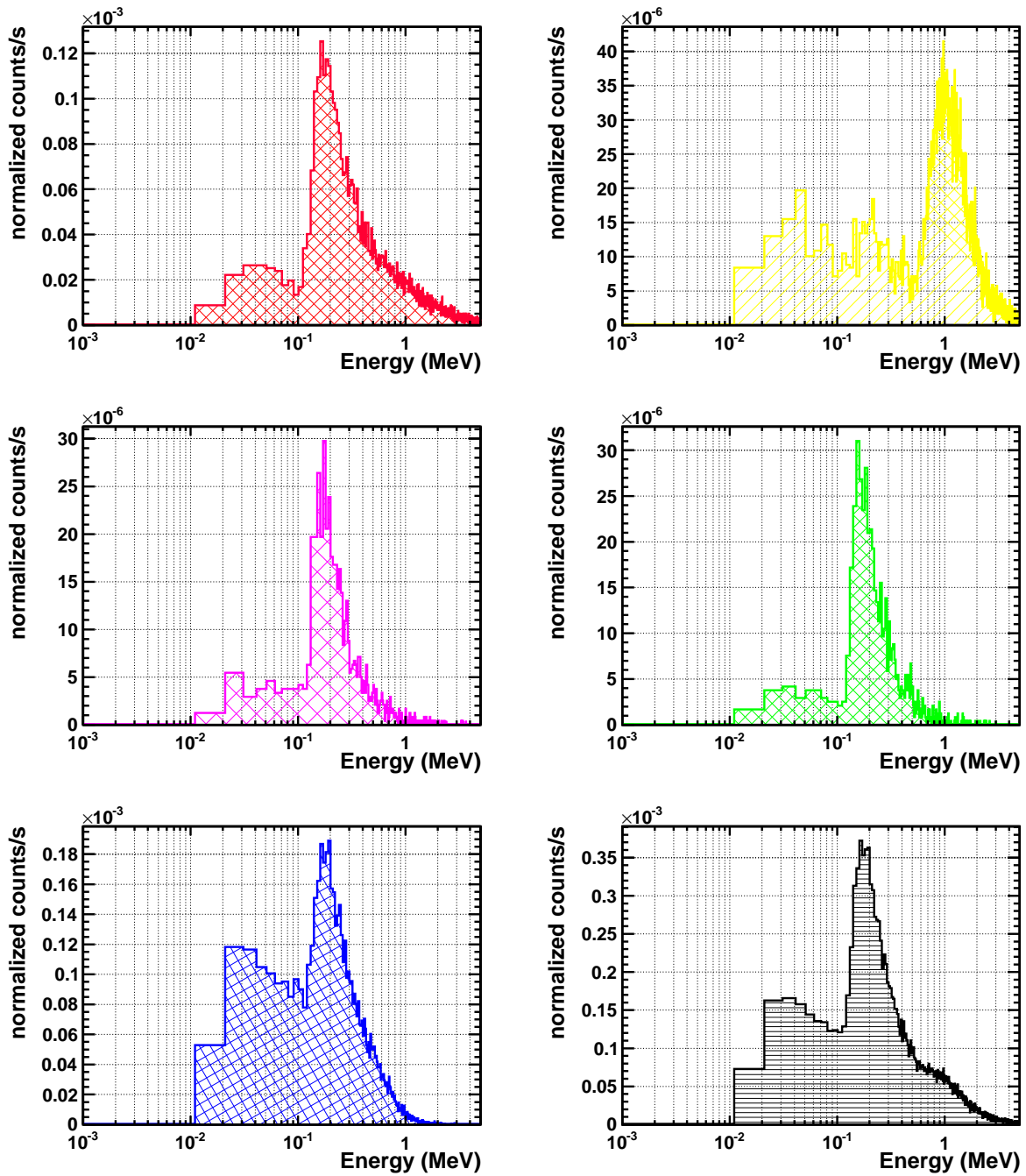


図 6.2: 反同時検出器で検出された宇宙線イベントのエネルギースペクトル。赤;陽子、黄;アルファ線、マゼンダ;電子、緑;陽電子、青;ガンマ線、黒;全粒子の合計である。

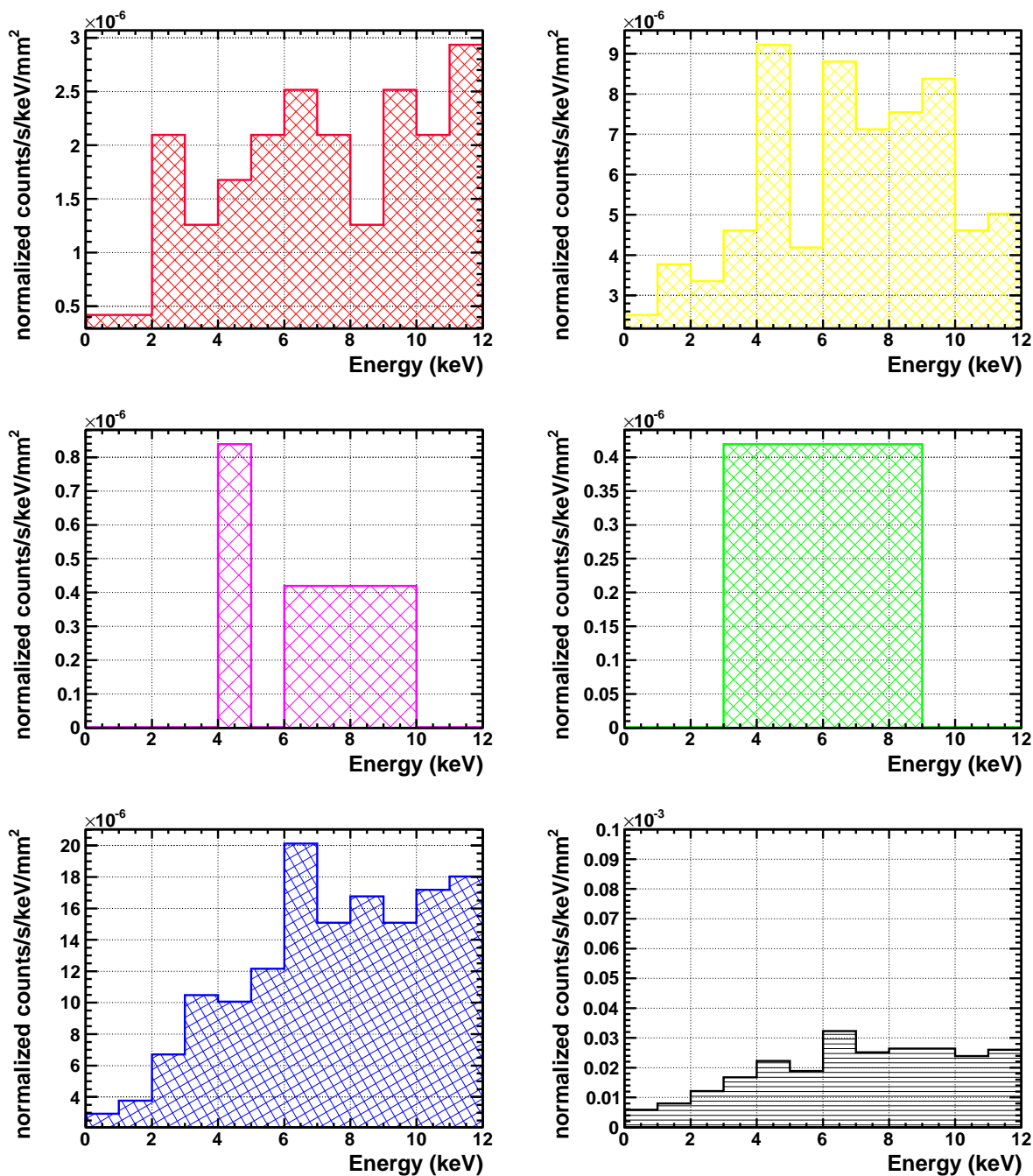


図 6.3: 反同時検出器を用いてデータ選別を行なった後も観測データに残る残留バックグラウンドのエネルギースペクトル。赤；陽子、黄；アルファ線、マゼンダ；電子、緑；陽電子、青；ガンマ線、黒；全粒子の合計である。

第7章 まとめ

本研究では、

1. ASTRO-H/SXS の衛星軌道上での宇宙線バックグラウンドを推定するためのモンテカルロシミュレータ開発を行なった。「すざく」衛星マスモデルとバックグラウンドの実測データを用いて、シミュレータがオーダーの精度でバックグラウンドを見積もることができたことがわかった。
2. 開発したシミュレータを用いて、見積もられた宇宙線バックグラウンドのカウンtrateは、SXS に求められている性能要求 $10 \text{ counts s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$ 以下を3桁小さく、要求を十分満たすことがわかった。
3. 宇宙線によるエネルギースペクトルへの影響は、要求されている残留バックグラウンド量 $1.5 \times 10^{-3} [\text{counts s}^{-1} \text{ keV}^{-1}]$ を十分満たすことがわかった。したがって、現段階の設計で宇宙線バックグラウンドの影響は、観測データにほとんどないと言える。

本研究のモンテカルロシミュレーションによって「すざく」/XRS の衛星軌道上でのバックグラウンド推定が可能であることが実証された。また、XRS のデータを軸に SXS のバックグラウンドも推定可能となった。しかし、これらの結果は現段階でのマスモデルを用いた結果であり、較正や実測値との照らし合わせが十分であるとはいえない。今後はさらに、このモンテカルロシミュレータの精度をあげるため、さらに詳細なマスモデルや Digitization を導入する必要がある。また、X線ミラーによるX線の反射プロセスを導入しX線天体からの光子を完全にトレースできるシミュレータにすることで、打ち上げ後の較正作業にも十分対応できるように改良する必要がある。

付録A SXS でのバックグラウンドイメージ

SXS のマスモデル上で得られたバックグラウンドデータのイメージを以下に示す。各図ごとに色 (Z 軸) の基準が異なるの注意が必要である。図 A.6 は、全粒子のイメージの重ねあわせである。Antico flag イベント除去後スペクトルは、中心に近いピクセルほど残留バックグラウンドが少ない傾向が見られた。これは、中心に近いピクセルほど電離やコンプトン散乱して発生した電子や X 線が、他のピクセルや反同時検出器で検出されやすいことが理由として考えられる。

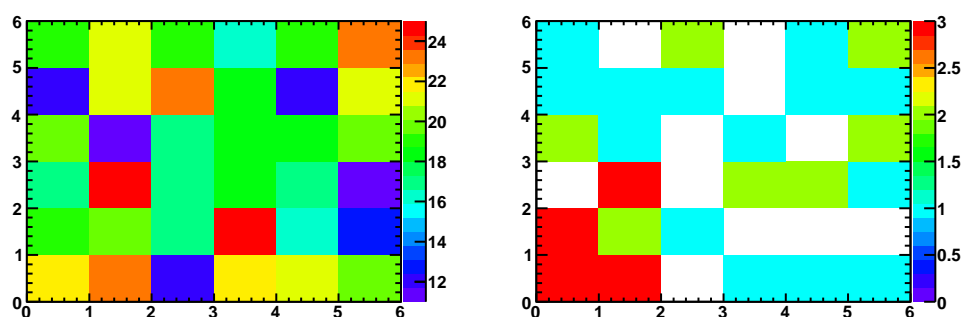


図 A.1: 陽子のバックグラウンドイメージ。実質時間は 10^5 s 分、敷居値は 0.1 keV 以上としている。左: 生の検出イメージ。右: Antico flag イベントと 2 つ以上のピクセルで同時に検出されたイベントの除去後イメージ。

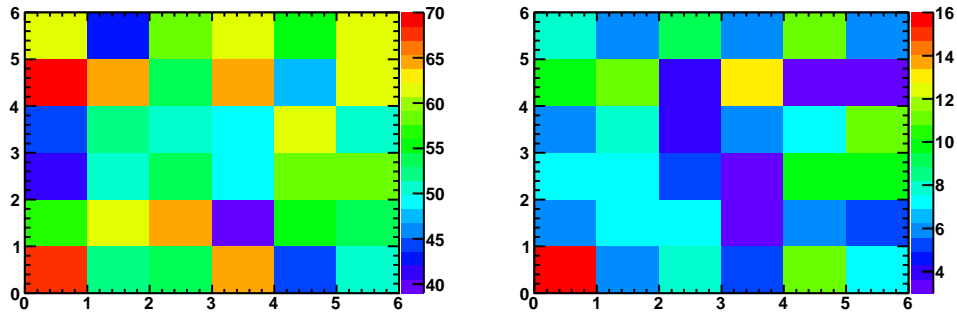


図 A.2: アルファ線のバックグラウンドイメージ。実質時間は 10^5 s 分、敷居値は 0.1 keV 以上としている。左：生の検出イメージ。右：Antico flag イベントと 2 つ以上のピクセルで同時に検出されたイベントの除去後イメージ。

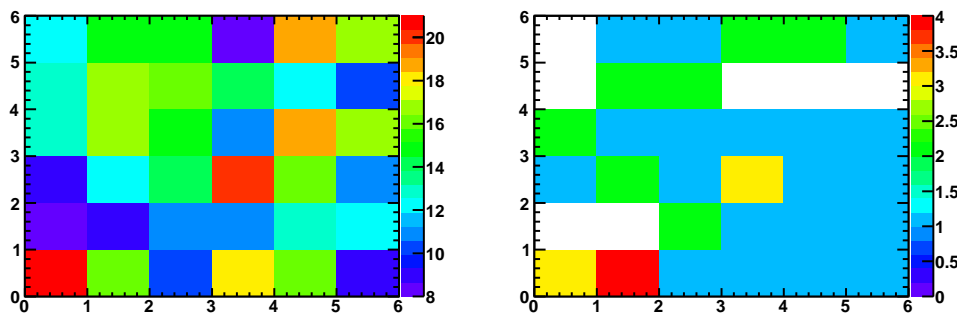


図 A.3: 電子のバックグラウンドイメージ。実質時間は 10^5 s 分、敷居値は 0.1 keV 以上としている。左：生の検出イメージ。右：Antico flag イベントと 2 つ以上のピクセルで同時に検出されたイベントの除去後イメージ。

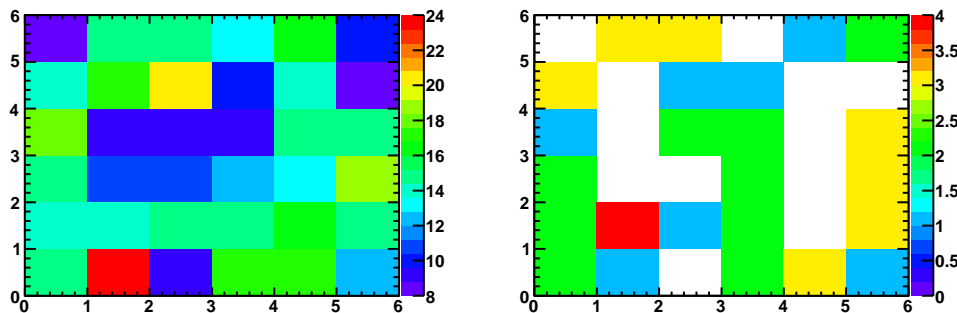


図 A.4: 陽電子のバックグラウンドイメージ。実質時間は 10^5 s 分、敷居値は 0.1 keV 以上としている。左：生の検出イメージ。右：Antico flag イベントと 2 つ以上のピクセルで同時に検出されたイベントの除去後イメージ。

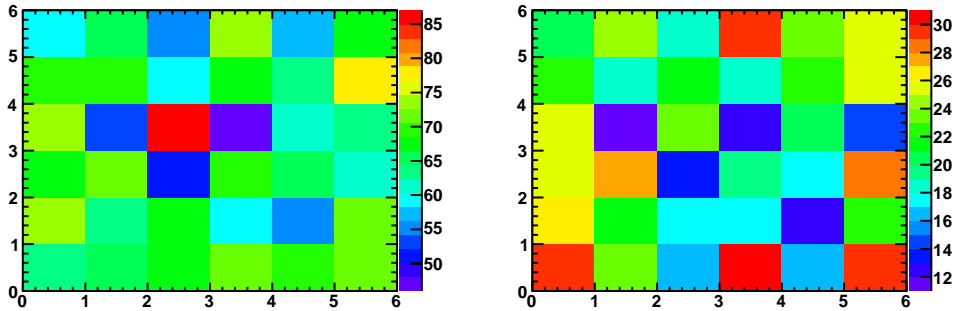


図 A.5: ガンマ線のバックグラウンドイメージ。実質時間は 10^5 s 分、敷居値は 0.1 keV 以上としている。左: 生の検出イメージ。右: Antico flag イベントと2つ以上のピクセルで同時に検出されたイベントの除去後イメージ。

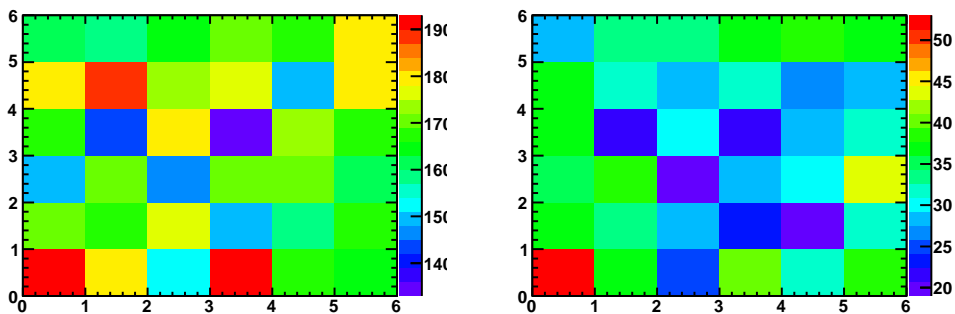


図 A.6: 全粒子合計のバックグラウンドイメージ。実質時間は 10^5 s 分、敷居値は 0.1 keV 以上としている。左: 生の検出イメージ。右: Antico flag イベントと2つ以上のピクセルで同時に検出されたイベントの除去後イメージ。

謝辞

本論文を書くにあたって本当に多くの方々にお世話になりました。ありがとうございました。この研究を行うにあたって、もちろん共同研究者である JAXA/ISAS の尾崎さん、小高さん、佐藤くんのご協力なしには行うことができませんでした。ありがとうございました。また、SLAC の浅井さんには Geant4 だけではなく、SLAC 滞在時にはアメリカの生活からスタンフォード周辺の地域事情、酒の飲み方などいろいろ教わりました。かなり刺激的でした。

埼玉大の物理学科のみなさんにはお世話になりました。修士から入ってきて、どこの馬の骨かもわからない私をあたたかく受け入れていただきました。特に同級生のみなさんありがとう。とても楽しい2年間でした。埼玉大にきてよかった。

それから研究室のみなさん、ありがとうございました。2年前にはじめて訪れた時からメンバーはだいぶ変わりましたが、今でもあの時の田代・寺田研らしいあたたかさが感じられます。研究室選びの時の自分の目に狂いはなかったと、今でも思います。同期の小山君と岩瀬さんには特にいろいろとお世話になりました。岩瀬さんが研究室をさるのはとても不安ですが、小山君とはこれから3年間、お互い切磋琢磨していけたらなによりです。負けないようにがんばります。

最後に、親身になって指導して下さった寺田先生、田代先生には心より感謝申し上げます。本修士論文のモンテカルロシミュレーションだけでなく、PSP 実験や「すざく」/WAM でのマグネター観測など、多くの研究課題をいただきました。多くの学ぶ機会を与えていただき、大学院生として本当に幸せです。ありがとうございました。これからもどうぞよろしく願いいたします。

また、この本修士論文は早川基金の協力によって行われました。