

広帯域X線高感度撮像分光衛星
Focusing On Relativistic universe and Cosmic Evolution
概念検討書

広帯域X線高感度撮像分光衛星 FORCE 検討グループ

平成 28 年 11 月 26 日

目次

第 1 章	はじめに	5
第 2 章	FORCE の科学目的	7
2.1	巨大ブラックホールと銀河の共進化の解明	7
2.1.1	埋もれた活動銀河核の探査の意義	7
2.1.2	埋もれた活動銀河核の宇宙論的進化	8
2.1.3	宇宙 X 線背景放射の本質の解明に向けて	9
2.1.4	LLAGN との関連	10
2.2	中間質量ブラックホールの探査	12
2.3	銀河系内ミッシングブラックホールの探査	13
2.3.1	星間空間に潜む大量のブラックホール	13
2.3.2	天の川硬 X 線放射の起源	13
2.3.3	硬 X 線による銀河中心領域の探査	14
2.3.4	天の川銀河の構成と形成史	15
2.4	FORCE で可能なその他の科学目的	16
2.4.1	超新星残骸における宇宙線加速メカニズムの解明	16
2.4.2	超新星残骸の起源と進化の解明	21
2.4.3	銀河団における粒子加熱・加速メカニズムの解明	23
第 3 章	FORCE の概要	25
3.1	科学目的から導かれるミッションコンセプト	25
3.1.1	ミッション概要	29
3.1.2	姿勢系の検討	29
3.2	高角度分解能 X 線望遠鏡	32
3.2.1	望遠鏡の構造と要求性能	32
3.2.2	光学系デザイン	32
3.2.3	大面積高角度分解能 X 線望遠鏡用基盤技術	37
3.3	広帯域ハイブリッド X 線撮像装置 (WHXI)	41
3.3.1	要求の検討	41
3.3.2	設計検討	42
3.3.3	現在得られている性能	45
3.3.4	バックアッププラン	46
第 4 章	現在の課題と今後のスケジュール	47
4.1	望遠鏡	47
4.2	検出器	48
4.3	サイエンス検討	49
4.4	システム	50
第 5 章	国際的動向	53

第 6 章 開発チーム・開発体制	55
6.1 ミッション検討段階	55
6.2 プロジェクト移行後	56
6.2.1 マネージメント体制	57
6.2.2 開発体制	57
関連図書	59
付 録 A Focusing On Relativistic universe and Cosmic Evolution 検討グループ名簿	63

第1章 はじめに

我々は 1–80 keV のエネルギー帯域を 10 秒角にせまる高空間分解能で撮像分光する小型衛星 Focusing On Relativistic universe and Cosmic Evolution (FORCE) を提案する。FORCE の主たる科学目的は、宇宙のあらゆる階層において未だ見つかっていない「ミッシングブラックホール」を探索し、宇宙形成史を解明することにある。これらは、塵やガスに深く埋もれて銀河と共に成長する「銀河中心巨大ブラックホール」($> 10^4 M_{\odot}$)、その種の候補と考えられる「中間質量ブラックホール」($10^2 - 10^4 M_{\odot}$)、星間空間に大量に存在するはずの「銀河系内超低光度ブラックホール」($< 10^2 M_{\odot}$) を含む。

宇宙 X 線観測が実現してから半世紀が立つ。天文学において極めて若い分野であるにもかかわらず、アメリカ、ヨーロッパ、そして日本が、継続的に先端技術を駆使した観測衛星を開発し続けることで、星から銀河団に至るほぼすべての天体階層から X 線放射を観測するまでの感度を達成している。これにより、X 線天文学は、電波から TeV ガンマ線までの 20 桁に亘る電磁波をもちいた天文学のなかでの、支柱の一つにまで成長したといえる。濃いガスの中まで観測できる透過力、高温・高エネルギー現象を選択的に観測できる性質、そして観測装置の優れた到達感度から、ニュートリノ、重力波、宇宙線をも組み合わせたマルチメッセンジャー天文学においても、大きな役割を果たすことが期待されている。

我々が、今年度打ち上げる ASTRO-H は、2010 年代の X 線天文学の基幹ミッションとして位置づけられている。しかし、ASTRO-H の次の世代に必要とされる X 線衛星は、日米欧で独自に実現できるような規模を超える。そのため、世界のコミュニティーで一つの大型衛星を作り上げ、それを「軌道上国際 X 線天文台」として運用する時代が来ているのである。その上で各国は、それと相補的で特徴ある、より小型の衛星を機動的に打ち上げ、新しい方向性を探り、大型のミッションにはできないサイエンスを切り開く「競争」の時代が到来するのである。

2020 年代後半に実現予定の「軌道上国際 X 線天文台」Athena は、10 keV 以下の軟 X 線領域の巨大な有効面積とマイクロカロリメータのイメージャによる精密撮像分光を特徴とする。すなわち、我々が ASTRO-H 衛星で切り開く超精密分光を引き継ぎ、感度と撮像能力を大幅に向上した衛星と言える。しかし、ASTRO-H のもう一つの特徴である、10 keV 以下の軟 X 線から 80 keV の硬 X 線までの広い帯域を高感度で撮像分光する能力を、Athena は有しない。このため、冒頭に掲げた「隠されたブラックホール」の探索など、多くの重要なサイエンスが、このままでは未到達のままとなる。

我々がここで提案する FORCE 衛星は、ASTRO-H や NuSTAR が実現している、1–2 分角精度の現代の硬 X 線撮像観測を、一気に 10 秒角にせまるまで改善することで、1 桁以上も上回る感度を実現しようとするものである。特に硬 X 線帯域で初めて、宇宙の果てまでの天体の重なり合いを気にせずに分離して観測できる性能を実現する。そのため、放射の起源の解明に必要な広い帯域とあわせて、ASTRO-H の切り開くサイエンスの先をを担う、真の後継ミッションとして定義される。FORCE は、Athena では実現できない、重要な高エネルギー天文学の担い手となるのである。

日本は、これまで開発してきた X 線衛星において、高いエネルギー分解能とともに、X 線から硬 X 線あるいは軟ガンマ線へと広帯域観測能力を獲得するという独自路線を貫いてきた。そして、宇宙背景 X 線放射の分解や埋もれた活動銀河核の発見、あるいは超新星残骸において宇宙線加速が行われていることを示す X 線シンクロトロン放射の発見など、硬 X 線領域での撮像分光が重要な役割を果たすことを、世界にさがけて示すことに成功している。

FORCE が実現する硬 X 線撮像分光は、サイエンス面において Athena と相補的であるというだけでなく、日本の X 線天文コミュニティが長年に亘って取り組んできた技術のさらなる発展といえる。「あすか」衛星

で世界で初めて 10 keV までの撮像分光をおこない、「すざく」衛星では非集光型ながら世界最高感度の硬 X 線検出器を搭載した。そして ASTRO-H では硬 X 線望遠鏡と Si と CdTe を多層に組み合わせた低バックグラウンドハイブリッド半導体検出器を用いて硬 X 線撮像分光が行われる。日本は単独で衛星を作りあげる技術をもっており、X 線コミュニティはその技術の伝承者でもある。FORCE は、こうした技術とサイエンスの実績とビジョンとを最大限生かすことで、挑戦的なミッションを実現するものである。

FORCE は世界の潮流からみた必然性と、自らの発展からみた必然性の二点から導かれる解である。本概念検討書では、ワーキンググループ結成に先立って、FORCE の科学目的とその実現方法、さらにミッション検討を具体化するにあたっての体制について述べる。今後、衛星開発を念頭におき、概念設計を進め、小型科学衛星の境界条件で、科学目標を実現するための衛星とその開発への道筋を定義する必要がある。本書は、そのために、我々の現時点での理解をまとめたものである。

第2章 FORCE の科学目的

FORCE の主たる科学目的は、宇宙のあらゆる階層において未だ見つかっていない「ミッシングブラックホール」を探索し、宇宙形成史を解明することにある。これらは、塵やガスに深く埋もれて銀河と共に成長する「銀河中心巨大ブラックホール」($> 10^4 M_{\odot}$)、その種の候補と考えられる「中間質量ブラックホール」($10^2 - 10^4 M_{\odot}$)、星間空間に大量に存在するはずの「銀河系内超低光度ブラックホール」($< 10^2 M_{\odot}$)を含む。FORCE は、この中でもとりわけ、銀河中心巨大ブラックホールとその母銀河の共進化の解明を主要科学目的としている。本章では、各テーマについて現状の課題をまとめ、高感度の広域 X 線観測こそが、それらを解決する方法であることを示す。さらに、FORCE が超新星残骸や銀河団高温ガスの研究にも躍進をもたらすことを述べる。

2.1 巨大ブラックホールと銀河の共進化の解明

2.1.1 埋もれた活動銀河核の探索の意義

近傍宇宙の銀河の中心には、太陽の 10^6 倍を超える質量を持つ超巨大質量ブラックホール (SMBH) が普遍的に存在し、その質量は銀河バルジの質量と強く相関する (Magorrian et al., 1998)。この事実は、SMBH と銀河が「共進化」していることを強く示唆する。「これら SMBH がどのように形成され、宇宙の歴史においてどのような役割を果たしてきたのか？」という謎の解明は、銀河進化を理解する上で不可欠な、現代天文学に課された最重要課題の一つである。SMBH 成長の仕組みを読み解くための基礎となる観測対象が、活動銀河核 (AGN) である。物質が SMBH に落ち込む際に重力エネルギーを解放することで明るく輝く AGN は、まさにブラックホールが質量降着によって「成長」する現場だからである。

AGN 進化に関する大きな未解決テーマとして、**ガスや塵に深く埋もれた AGN (Compton thick AGN) は宇宙にいくつ存在し、ブラックホール成長にどれだけの寄与を果たしてきたか?**という大問題がある。AGN の検出には X 線観測が有効だが、これまで技術的な制限から、吸収の少ない AGN だけが選択的に観測されてきた。いっぽう、近年の「すざく」の観測 (図 2.1 左) やチャンドラディープサーベイ (Brightman & Ueda, 2012) により、「深く埋もれた」AGN が宇宙には極めて多数存在しているとの示唆が得られつつある。

埋もれた AGN は、吸収の少ない AGN と比べて母銀河の性質が大きく異なることから、そららとは異なる進化段階にある銀河に付随する現象であると指摘されている (Page et al., 2004)。AGN の性質が見かけの角度だけで決まる「AGN 統一モデル」(Awaki et al., 1991) は、一定の成功を収めているが、宇宙史を通して、常には成り立っていないことは明白である。つまり、隠されていない AGN の研究だけでは、SMBH 成長の本質を見誤る可能性がある。じっさい、銀河同志の合体がおこると、爆発的な星生成とガス降着が誘発され、深く塵に埋もれた状態でブラックホールが急成長するというシナリオが広く提唱されている (Sanders et al., 1988; Hopkins et al., 2006)。このように、埋もれた AGN は「SMBH を作るプロセスは降着か合体か」という基本問題や、銀河・ブラックホール共進化のメカニズムを理解する上で鍵となる種族である。しかし、これまでの観測は不十分で、その数密度や宇宙論的進化はほとんど分かっていない。

この問題を解決するための最も直接的な方法は、吸収や減光のバイアスをうけることのない波長帯で、このような埋もれた AGN を直接、探すことである。硬 X 線以外にも電波、中間赤外といった、ガスや塵による吸収を受けにくい電磁波帯があり、隠された AGN を探索するのに有効である。しかし電波では、全体の 1/10 程度しか存在しない radio loud AGN にのみバイアスがかかるという致命的な問題点がある。いっぽ

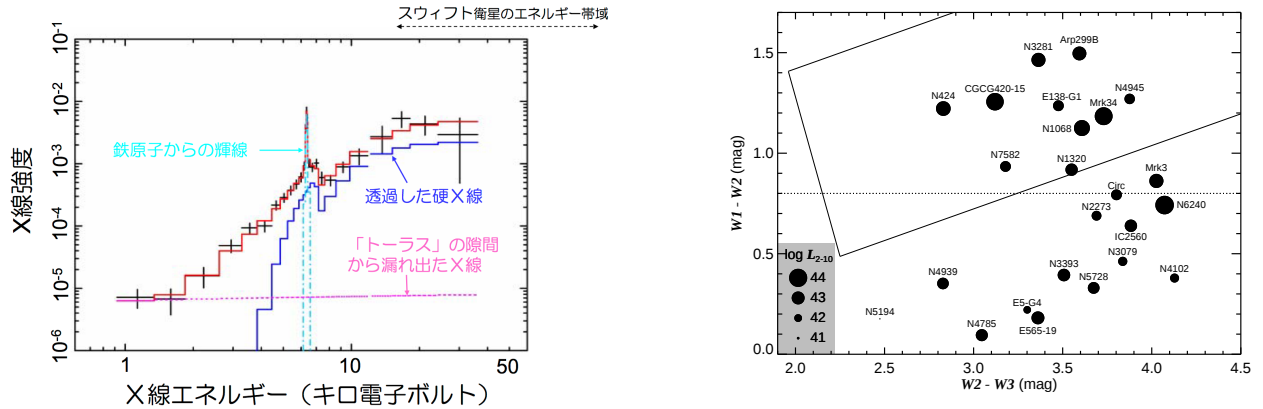


図 2.1: 左:「すぎく」によって得られた、埋もれた AGN (ESO 005-G004) の X 線スペクトル (Ueda et al., 2007)。Swift/BAT による 14–195 keV の硬 X 線探査で発見された。10 keV 以上でのみ、中心核からの直接成分が見える。右: WISE 衛星によって得られた、近傍宇宙にある埋もれた AGN の中間赤外線バンドのカラーカラー図 (Gandhi et al., 2014)。右または上にいくほど赤い。丸の大きさが光度に対応。四角の領域は、Mateos et al. (2012) によって提案された、高光度 AGN を選択するための条件。この選択法では、半数以上の埋もれた AGN を見逃すことがわかる。

う、中間赤外では、AGN 成分だけでなく、星生成を起源とする放射成分が含まれてしまう。両者をスペクトルの色で見分けることは容易ではない (図 2.1 右)。また、AGN と星生成は同時に起こることも多く、中間赤外の光度だけから AGN 光度を正確に知ることは困難である。吸収に関わりなく AGN の光度を純粋に反映する **10 keV 以上の硬 X 線**こそが、埋もれた AGN 探査に最適な波長帯である。

2.1.2 埋もれた活動銀河核の宇宙論的進化

AGN の進化を議論する上でもっとも基本的な情報が、AGN の空間数密度を光度と赤方偏移パラメータの関数として表した量、すなわち「光度関数」である。 ~ 10 keV 以上の硬 X 線バンドで、埋もれた AGN も含めた全 AGN の無バイアス探査を実行し、その光度関数を広い光度範囲および赤方偏移範囲で決定することが我々の最重要課題である。このためには、異なる検出感度 (深さ) と探査面積 (広さ) を組み合わせ、光度と赤方偏移のパラメータ空間をくまなく埋めていく必要がある。図 2.2 左に、10 keV 以上での光度-赤方偏移面上での AGN の観測領域を示す。赤線、青線が、それぞれ Swift/BAT、NuSTAR (or ASTRO-H) の感度限界に相当する。すでに観測された天体が丸で示してある。今後、NuSTAR の感度限界よりも明るい側のサンプルは、既存衛星の観測により増大していくと考えられるが、それより暗い側を埋めるためには、さらに高感度な衛星が必要である。

図 2.2 右は、10 keV 以下の観測によって得られた、Compton thin AGN (埋もれていない AGN) の空間数密度を、異なる光度範囲ごとに赤方偏移の関数として表したものである。巨大ブラックホールのダウンサイジング現象 (光度が大きな AGN ほど、より宇宙初期に数密度ピークをもつ) がはっきりと見てとれる。この現象は、「小さな天体が合併してより大きな天体と成長する」宇宙の構造進化論と一見、矛盾するきわめて興味深い観測事実である。つまり、銀河を含めた宇宙全体の進化が、単純に暗黒物質の構造の進化だけによって記述できないことを強く示唆している。この結果が、ASCA や Chandra による 2–10 keV での AGN 探査により、(適度に吸収をうけた) Compton thin AGN を捉えたことで初めてなされた発見であることは、たいへん教訓的である。Compton thin AGN の同数程度は存在すると推定されている「埋もれた AGN」を加えることで、我々の「全 AGN」の進化に関する全体像が、抜本的な変更を迫られる可能性もある。たと

えば、非常に大きな赤外線光度（太陽光度の 10^{12} 倍以上）をもつ「超高光度赤外線銀河」（Ultra Luminous InfraRad Galaxies, ULIRG）のほとんどの、星生成活動とともに埋もれた AGN が潜んでいると示唆されている (Imanishi et al., 2007)。ULIRG は、赤方偏移とともにきわめて急速な数密度進化 ($\sim (1+z)^7$ に比例) を示すという観測事実もあり (Kim&Sanders, 1998)、必ずしも Compton thin AGN の進化とは合致しない。埋もれた AGN を含めた、AGN の真の完全探査を行わなければ、巨大ブラックホールと銀河共進化の起源を解明することは不可能である。

それゆえ、大多数を占める低～中光度の埋もれた AGN ($\log L_X \simeq 42.5 - 44.5$) の光度関数を決定することが、巨大ブラックホールと銀河共進化の起源を解明するうえで必要不可欠である。特に、その空間数密度が最大となる赤方偏移範囲をカバーすることが、全 AGN で考えたときにダウンサイジング現象の有無を識別する上で重要になる。埋もれた AGN が、Compton thin AGN と同様の進化をしていると仮定すると、 $\log L_X \simeq 43$ および $\log L_X \simeq 44$ の AGN の数密度ピークはそれぞれ $z \sim 0.6$ および $z \sim 1.2$ と予測される。すなわち、10–40 keV バンドにおいて、 $z = 0.6$ にある $\log L_X = 42.5$ の AGN を検出できる感度である $F_X \approx 3 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ($0.2\mu\text{Crab}$) を達成する必要がある。この感度に相当する光度-赤方偏移関係を、図 2.2 左の緑線で示す。また、図 2.2 右に、NuSTAR および FORCE の検出感度によって決まる観測可能な赤方偏移の上限値をそれぞれシアン、緑で示す。NuSTAR の感度では、大多数の AGN について、その数密度ピークを迎える赤方偏移をカバーできないが、FORCE ではそれが可能であることが分かる。

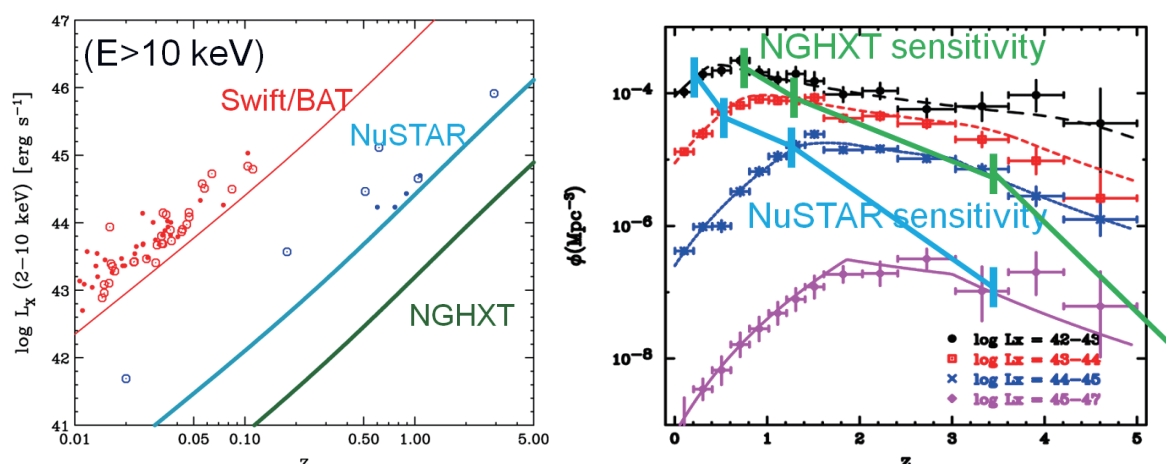


図 2.2: 左: L_X - z 面上での AGN の観測領域を示す。赤丸は Swift/BAT のサンプル (Tueller et al., 2008)、青丸は NuSTAR (Alexander et al., 2013) のサンプルを示す。右: 2–10 keV バンドでの AGN の空間数密度の赤方偏移依存性 (Ueda et al., 2014)。光度の大きな AGN ほど数密度ピークが高赤方偏移にある。ただし、埋もれた AGN は含まれていない。シアンと緑の線は、それぞれ、NuSTAR と FORCE の検出感度に相当する AGN 赤方偏移を光度ごとに計算し、つなげたもの。

2.1.3 宇宙 X 線背景放射の本質の解明に向けて

宇宙に存在する全 AGN の放射の総和は、宇宙 X 線背景放射 (CXB) として観測される (図 2.3)。その起源を解明することは、X 線天文学の最重要課題であり続けてきた。CXB のエネルギースペクトルは、 $\sim 30 \text{ keV}$ で最大強度を示し、硬 X 線バンドで埋もれた AGN の放射が大きく寄与すると予想されている。 $\sim 6 \text{ keV}$ 以下の CXB はほぼ個別の天体に分解され、その起源が定量的に理解されつつあるものの、6–10 keV の X 線背景放射の 40% 以上は (Worsley et al., 2005)、10 keV 以上に至ってはその 97% 以上 (NuSTAR の結果を含めてもその 70% 以上) が、未分解のまま残されている。これらのエネルギー範囲においては、あくまで低エネルギー側の観測結果の外挿に基づいて議論がなされているに過ぎない。

CXB という「境界条件」から推定される埋もれた AGN の存在量は、多くの仮定に依存し、現状では間接

的な、ひじょうに曖昧な制限しか得られていない。たとえば、吸収を受けていない AGN に見られる「反射ハンプ」（と解釈されている）構造は、硬 X 線バンドでピークをもつ。このため、CXB のモデリングにおいて、反射成分の強度と埋もれた AGN の存在量は強くカップルする (Ueda et al., 2003)。「すぎく」により近傍 AGN の広域スペクトルの理解は進展しているものの、CXB の主要な担い手である、遠方宇宙の AGN のスペクトルを、直接、高い精度で観測することは、現在稼働中の衛星では（10 keV 以下に限ってさえ）難しい。さらに CXB の絶対強度の測定には、どうしても 10% レベルの系統誤差が残り、「埋もれた AGN」の寄与の推定に、大きな不定性を残す (Akylas et al., 2012)。

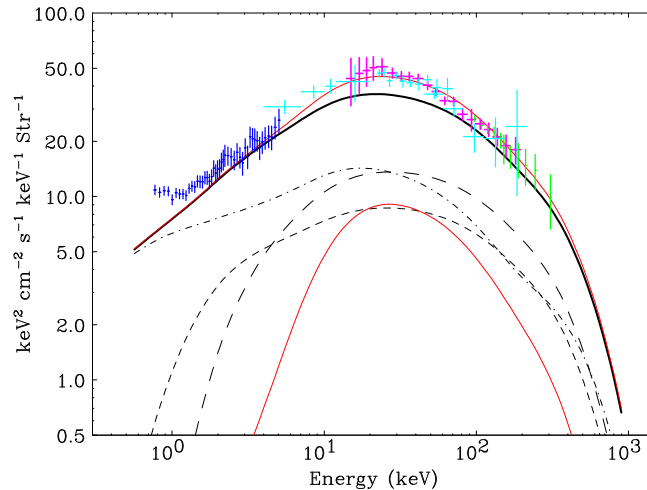


図 2.3: 宇宙 X 線背景放射のスペクトル（データ点）と、最新の種族合成モデル（線）。AGN スペクトルの総和が吸収量ごとに書かれている。下部赤線は、推定される Compton thick AGN ($N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$) からの寄与だが、不定性は大きい。Ueda et al. (2014) より。

CXB が最大強度を示す硬 X 線バンドで高感度サーベイを行ない、それを構成する AGN の宇宙論的進化を明らかにすることは、CXB の本質の起源を解明することと同等である。図 2.4 左に、最新の AGN 種族合成モデル¹による、10–40 keV バンドにおける CXB 強度を点源として分解する割合を、検出感度の関数として示した。Swift/BAT や INTEGRAL による全天 X 線サーベイで検出される AGN のほとんどは近傍宇宙に存在し、その積分強度は 10 keV 以上の CXB のわずか数% を説明するにすぎない。それより 100 倍の感度を達成した NuSTAR および ASTRO-H でも、CXB の 30% 程度が分解できるレベルに留まっていることが分かる。しかし、我々の目標感度 ($3 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) では、10–40 keV の CXB の 80% を点源に分解でき、その起源の大部分を初めて定量的に理解できる。

図 2.4 右は、同じ種族合成モデルの予想する、埋もれた AGN の全 AGN に対する割合を、10–40 keV バンドのフラックスの関数として表したものである。Swift/BAT および NuSTAR の初期成果（上限のみ）が記されており、誤差の範囲でモデル予言とは矛盾していない。埋もれた AGN の割合が急激に増加し、支配的になるのは、NuSTAR および ASTRO-H の到達感度と比べて 1 桁以上、暗いフラックスレベルになってからであることが見てとれる。

2.1.4 LLAGN との関連

巨大ブラックホールと銀河の共進化を解明する上で、極めて重要な種族は低光度 AGN (Low-Luminosity AGN; LLAGN) である。質量降着が起こり AGN が輝くと周辺物質に放射圧が働くため、光度がある値以上になると質量が降着し続けることができなくなる。球対称の物質分布と等方的な放射の場合、この限界光

¹この種族合成モデルでは、埋もれた AGN の進化とそれ以外の AGN の進化が同一であると仮定している。あくまで「モデル」であり、事実と異なる可能性はあるが、目安にはなる。

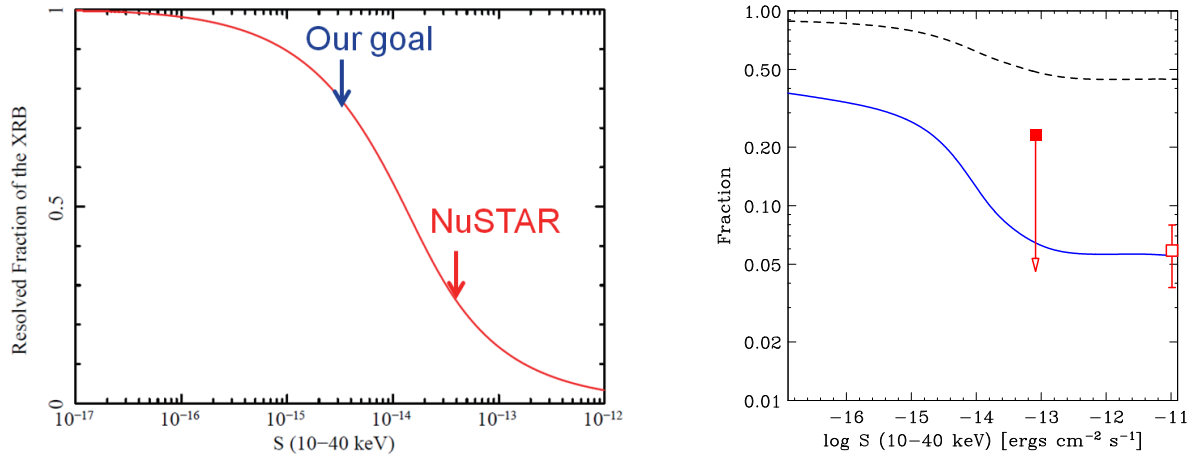


図 2.4: 左: 10–40 keV バンドの CXB 強度を点源として分解する割合を、検出感度の関数として示す。NuSTAR の到達感度および FORCE の目標感度を矢印で示した。右: 10–40 keV の探査で見つかる埋もれた AGN の全 AGN に対する割合を、検出限界の関数として示す。中抜き四角は Swift/BAT による結果 (Tueller et al., 2008) を、塗りつぶし四角は NuSTAR による初期成果 (上限値) (Alexander et al., 2013) を示す。左右いずれも Ueda et al. (2014) による種族合成モデルを仮定。

度はエディントン光度 (L_{Edd}) とよばれ、中心天体の質量を M とすると $L_{\text{Edd}} = 1.5 \times 10^{38} (M/M_{\odot}) \text{ erg s}^{-1}$ である。現実的な降着円盤では、この値の数倍程度が限界光度になると考えられている。進化の途上にありまだ質量が十分に大きく成長していない巨大ブラックホールがあれば、この限界があるため必然的に低光度 AGN として観測される。一方で、ブラックホール質量がどれほどであったとしても、質量降着率が小さければ、光度は小さい。過去 (赤方偏移 $z \sim 2$) に多く存在していた明るく輝く AGN (クェーサー) は近傍宇宙には存在しないため、その残骸が近傍宇宙に残っているはずである (Rees 1990)。それらは巨大質量ブラックホールを持つ低光度 AGN として観測される。巨大ブラックホール進化の全容解明のためには、このような低光度 AGN をできるかぎり無バイアスに検出し、その性質を理解することが必要である。図 2.2 右で見たように、光度の小さい AGN ほど空間密度はより近傍でピークになり、X 線光度が $10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ 以下 (エディントン光度で輝いているとしたときの質量は約 $10^5 M_{\odot}$ 以下) の AGN 進化を探るには赤方偏移 $z \approx 1$ より近傍の AGN を調べる必要がある。ブラックホール進化理解の鍵となる光度と距離の天体の無バイアスサーベイは、FORCE により始めて可能になる (図 2.4 左)。

比較的ブラックホール質量が小さく質量降着率の大きい成長途上にあると考えられる AGN の研究は、これまで可視光を中心に行われてきた。その結果によると、このような AGN の母銀河は通常のパルジとは異なり、大規模な銀河合体を経験していない可能性が指摘されている (Kormendy & Ho 2013, Jiang et al. 2011)。もしこれが事実ならば、ブラックホール成長に対する銀河合体と質量降着の寄与を明らかにする上できわめて重要である。しかしながら、2.1.1 で述べたように巨大ブラックホールの急激な成長は大量のガスや塵に埋もれて起こっていることが強く示唆されているため、減光の影響を受けやすい可視光による結果は、明らかに銀河合体による銀河中心領域への質量供給を起こしていない種族にバイアスがかかっている。巨大ブラックホールと銀河の共進化を質量成長期のブラックホールまで含めて理解するためには、バイアスをうけない硬 X 線によるサーベイが必要である。

進化の末に巨大な質量へと成長し終わり、質量降着がほとんど起こっていない超巨大質量ブラックホールも、LLAGN として観測される。このような天体は、ブラックホール進化の終着点としてだけでなく、質量降着過程の理解にも重要なクラスである。質量降着率が小さくなると、降着円盤は高温かつ希薄になり、通常の AGN でみられるような「反射ハンプ」(2.1.2 節) や蛍光鉄輝線を示さなくなると予想されている。既存の観測装置ではみかけが特に明るいごく少数の天体しかこの仮説を検証できない。FORCE によって、質量

降着率の違いによる降着円盤の構造の変化を始めて網羅的に観測できるようになる。希薄な円盤はエディントン光度の数%以下で光度が下がるにつれて発達していき、「反射ハンプ」と鉄輝線が弱くなっていくと予想される。近傍宇宙 ($z \approx 0.01$) では、 $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ (2–10 keV) (エディントン限界の $10^{-6} M/10^8 M_{\odot}$ 倍まで) 低光度 AGN まで広帯域スペクトルを得ることができ、この仮説の検証が可能になる。このような暗い AGN のブラックホール質量はひじょうに大きく、その母銀河は過去に合体を繰り返し大きく成長したバルジであることが期待され、母銀河との比較からもブラックホール-銀河共進化が明らかになる。

このように、これまでに観測が不可能であった低光度 AGN まで含めた、無バイアスサーベイと広帯域 X 線スペクトル観測により、ブラックホール進化を、銀河スケールから銀河中心部への質量供給 → 降着円盤の形成 → ブラックホール質量の成長のすべてのプロセスを理解できることになる。

2.2 中間質量ブラックホールの探査

巨大ブラックホールは、おもに降着によってその大部分の質量を獲得したと考えられる。一方、その「種」となるブラックホールがいかにして作られたかという問題は、現代天文学の抱える大きな謎の一つである。これを解明する鍵となるのが、超新星爆発によって作られる「恒星質量ブラックホール」と、銀河中心にある「巨大ブラックホール」の間の質量 ($10^2\text{--}10^4 M_{\odot}$) をもつ、「中間質量ブラックホール」である。例えば、重い星の暴走的合体で中間質量ブラックホールがまず作られ、それらが力学的摩擦により銀河中心に沈みこみ、さらにその一部が合体して巨大ブラックホールになるという仮説が提唱されている (e.g., Ebisuzaki et al. 2001, ApJL, 562, L19-L22)。このほかにも、種族 III の大質量星の重力崩壊や激しいガスインフローにより中間質量ブラックホールが出来るという説もある (Volonteri 2010, ARAA 18, 279-315)。しかし現在のところ、この種族が確実に存在するののかという基本問題でさえ未解決である。

広域 X 線スペクトルは、ブラックホールの質量と質量降着率の推定に本質的な情報をもたらす。銀河系内および大マゼラン雲で確認された $10 M_{\odot}$ 程度の恒星質量ブラックホール X 線連星系は、観測・理論を通して詳しく研究されてきた。その結果、質量降着率の変化に応じて、降着円盤がどのように状態遷移を起こすのか、我々はかなりの部分を理解している。一般に、エディントン限界の 3% 程度を臨界値として、これ以上では光学的に厚い降着円盤からのソフトなスペクトルを特徴とする high/soft 状態、それ以下では光学的に薄いプラズマによる逆コンプトン散乱が支配的となりカットオフを伴う硬いべき型スペクトルを示す low/hard 状態をとる。この従来の描像に加え、low-to-high 遷移時に見られる非常に明るい hard (bright hard) 状態、さらに光度が上がると現れる、光子指数 2.5 以上のべき関数を示す very high 状態 (VHS) の存在が明らかになった (Remillard & McClintock 2006; Done, Gierliński, Kubota 2007 and references therein)。これらは「あすか」や「すざく」衛星などによる詳細なスペクトルの観測に加え、RXTE 衛星によるさまざまな光度における多数回の観測によって達成された成果といえる。

近傍銀河に知られる $10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ を超える超高光度 X 線天体 (ULX) は、その光度の大きさから、中間質量ブラックホールの有力候補と考えられている (e.g., Makishima et al. 2000)。いっぽう、ULX は、超臨界降着状態にある $10 M_{\odot}$ 程度の恒星質量ブラックホールである可能性も残っている。この問題を解決するには、多数の ULX の広域エネルギースペクトルを、さまざまな光度範囲にわたって観測する必要がある。これまでの衛星は、感度および天体混入の問題のため、ごく明るい ULX のみを選択的に観測してきた。研究対象を飛躍的に増大させるためには、数メガパーセク以内の近傍銀河中にある $\sim 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$ の光度をもつブラックホール連星系から広域スペクトルを取得する必要がある。それらに対し、これまで銀河系内ブラックホール連星系に対して行われてきた研究を適用する。

ULX のブラックホール質量を決定するためには、特に、高降着率状態から通常の high/soft 状態へいたる「状態遷移」の観測が鍵となる。ブラックホール連星の X 線スペクトルは、低温の円盤成分とハードなコンプトン成分からなるため、1 keV 以下から数十 keV にわたる広帯域をカバーすることが必須である。通常の high/soft 状態は、 $0.2\text{--}0.4 L_{\text{Edd}}$ 以下で実現することがわかっているが、もし ULX がエディントン限界光度

で輝く $100M_{\odot}$ のブラックホールならば、high/soft 状態は数 $\times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ 以下で実現すると考えられる。同時に、high/soft 状態で得られる円盤パラメータはブラックホール質量に直結するため（スピンによる数倍の不定性は残るものの）ULX の質量に強い制限がつけられる。いっぽう、もし ULX が $10M_{\odot}$ 程度のブラックホールの超臨界降着状態であれば、同程度の光度でも依然として VHS ないし bright hard 状態にあると考えられる。この暗い状態の ULX の広域スペクトルを取得できれば、両者の区別は容易で、「あすか」以来 20 年間の課題であった ULX の正体をついに突き止めることができる。

2.3 銀河系内ミッシングブラックホールの探査

銀河の形成史を理解することは、過去の星生成の歴史を知ることである。とくに「大質量星」の形成史は、巨大ブラックホールの「種」の形成にも関係する、きわめて興味深い問題である。ところが、一番われわれに近い銀河である天の川ですら、過去に大質量星がどこでいくつ作られたかという基本情報に大きな不定性がある。これを解明する有力な手法は、大質量星の「痕跡」であるブラックホールを、無バイアスに探査することにある。

2.3.1 星間空間に潜む大量のブラックホール

太陽の数～数十倍の質量をもつ恒星質量ブラックホールは、 $30M_{\odot}$ 以上の質量をもつ星が超新星爆発を起こした後に残すと考えられている。しかし、銀河系内の超新星残骸中からブラックホールは発見されていない。いっぽう、ブラックホールは一旦できてしまえば消滅することはなく、星間空間に必ず残っているはずである。超新星の発生頻度は 100 年に 1 回程度であるので、その 10% でブラックホールが生まれるとすると、銀河系内では現在までに $\sim 10^7$ 個のブラックホールが誕生してきたと見積もられる。しかし、銀河系全体を見渡しても、これまでにおよそ 20 個のブラックホールしか観測されていない。つまり、ほとんどが「ミッシングブラックホール」なのである。そのため、我々は銀河系内に実際にどれくらいのブラックホールが存在するのか、また、どのように誕生したのか、について、観測事実を元にした答えが出せない。

既知のブラックホールは、全て明るい X 線連星系として発見されてきた。その X 線光度は $L_X = 10^{35} - 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$ にもなる。ブラックホールは常に活動的というわけではなく、静穏期では $\sim 10^{30} \text{ erg s}^{-1}$ になるものも観測されている (Armas Padilla et al., 2014)。この光度は現在の X 線観測衛星での限界値であるため、同程度以下のブラックホールはまだ観測できていない。あるいは、活動期になっていないブラックホール連星系についても見落としている可能性がある。さらに、連星系を形成せず単独で星間空間に存在しているブラックホールもあるだろう。恒星の半数が単独であることを考慮すると、このような孤立ブラックホールは、全体の過半数を占めると考えられるが、X 線のみならず全ての波長において発見されていない。

2.3.2 天の川硬 X 線放射の起源

天の川 = 銀河円盤には、明るい X 線天体に分解できない X 線放射が広がっている。これを天の川 X 線放射と呼ぶ (Coock et al., 1969; Warwick et al., 1985; Koyama et al., 1986)。X 線天文学の黎明期である 1970 年代からその存在が知られていながら、銀河全体に広がる X 線放射の正体は長きにわたり解明されていなかった。そもそも、天の川 X 線放射が本当に広がった放射なのか、可視光帯域と同じように暗い天体の寄せ集めなのかすら不明であった。

近年、チャンドラ X 線衛星の登場により、軟 X 線帯域において、 $\sim 1''$ 角もの高空間分解能での観測が可能になった。その結果、天の川 X 線放射は非常に暗い点状天体に分解された (Revnivtsev et al., 2009)。さらにスペクトル性質から主成分は白色矮星連星系 (Cataclysmic Variable = CV) であることが示された。

いっぽう、「すぎく」などの硬 X 線観測から、天の川 X 線放射に 10 keV 以上で卓越する、硬 X 線放射 (光子指数 $\Gamma \sim 1.5$ のべき型スペクトル) が検出された (Yuasa et al., 2008; Türler et al., 2010)。CV は典型的に温

度 $kT \sim 10$ keV の高温プラズマからの X 線放射を持つため、このように硬 X 線まで伸びるハード成分は説明できない。すなわち、10 keV 以上では、天の川 X 線放射に従来の理解では説明できない未知の成分が含まれていることを意味する。

明るく輝いていない恒星質量ブラックホールも、連星系なら伴星の影響により、孤立系であっても星間物質の降着により、なにがしかの X 線を放射するはずである。実際、知られているトランジェントなブラックホール連星系の、静穏期の X 線観測から、そのスペクトルが硬 X 線で $\Gamma \sim 1.5$ のべき型であることが確認されている (Wijnands et al., 2005)。これらのことから、我々は、銀河面放射に確認されている 10 keV 以上の硬 X 線成分は、実はこの数多ある暗いブラックホールからの放射なのではないかとの仮説を立て、これを FORCE で検証できると考えている。

2.3.3 硬 X 線による銀河中心領域の探査

暗いブラックホールの光度

上述の通り、ミッシングブラックホールには、(1) 静穏期のブラックホール連星系と、(2) 孤立ブラックホールがある。(1) については、知られているブラックホール連星系の静穏期の観測から、 10^{30} – 10^{32} erg s $^{-1}$ 程度の光度をもつと考えられる。いっぽう、(2) の孤立ブラックホールはまだ発見されていないが、以下のように簡単に見積もることが可能である。孤立ブラックホールは、星間ガスを取り込んで降着円盤を形成し、電磁波を放射する (ボンディ降着; Bondi (1952))。密度 $n = 10^4$ H cm $^{-3}$ の星間ガス (ガス雲) 中を相対速度 $v = 100$ km s $^{-1}$ で移動する質量 M_{BH} のブラックホールの場合、X 線光度は

$$L_X = 10^{32} \left(\frac{\eta}{10^{-3}} \right) \left(\frac{M_{\text{BH}}}{10 M_{\odot}} \right)^2 \left(\frac{n}{10^4 \text{ cm}^{-3}} \right) \left(\frac{v}{10^2 \text{ km s}^{-1}} \right)^{-3} \text{ erg s}^{-1} \quad (2.1)$$

となる。 $\eta = 10^{-3}$ は、これまでの観測から推定されている放射効率である (Remillard & McClintock, 2006)。

最適探査領域：銀河系中心におけるブラックホール天体発見の見積もり

ブラックホールは大質量星から生まれると考え、星形成が現在あるいは過去に活発であった場所に集まっていると考えられる。さらに、孤立ブラックホールの探査には、星間ガス密度が高い分子雲が多い領域が望ましい。銀河系中心領域は銀河全体の 0.01% の体積でありながら、10% の星形成が起こっており、かつ分子雲も集中しているため、最適領域である。事実、既知の ~ 20 個の明るいブラックホール連星系の内、2 個は銀河系中心領域にある。

ここで (2.1) 式を用いて、銀河系中心において $L_X \geq 10^{32}$ erg s $^{-1}$ を持つ孤立ブラックホールの個数を見積もる。銀河系中心領域では星間ガスや恒星が 100 km s $^{-1}$ の速度分散を持つことがわかっている。また、水素原子の数密度は平均的に $n = 10$ – 100 cm $^{-3}$ と高く、 $n > 10^4$ cm $^{-3}$ の分子雲の体積占有率は領域全体の 0.01% になる。 10^7 個のブラックホールのうち 10% が銀河系中心にあるとすれば、ボンディ降着により X 線放射を行う孤立ブラックホールはおおよそ 100 個存在すると期待される。銀河系中心領域における銀河系硬 X 線放射の光度は $L_X \sim 10^{35}$ erg s $^{-1}$ なので、 $L_X \geq 10^{32}$ erg s $^{-1}$ のブラックホールが 100 個という見積もりと良く一致している。

硬 X 線観測の意義

本研究を遂行するためには、まず、硬 X 線において $L_X = 10^{32}$ erg s $^{-1}$ の天体を検出することが要求される。銀河系中心領域までの距離 10 kpc を用いると、そのフラックスは 8×10^{-15} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ である。銀河系中心における X 線天体個数分布を考えると、このフラックスにおいて天体混入の影響を避けるためには、空間分解能を $\sim 15''$ より向上させる必要がある。

表 2.1: 銀河中心 $|l| < 1^\circ$ 、 $|b| < 0.3^\circ$ 領域での $L_X > 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ の X 線天体の検出（期待）数。軟 X 線はチャンドラ衛星による実観測値 (Muno et al., 2006)。

天体種族	天体数		性質
	軟 X 線 ^a	硬 X 線	
白色矮星連星系	1000	500	熱的 ($kT \sim 10 \text{ keV}$)
大質量星	10	0	熱的 ($kT = 3 \text{ keV}$)
中性子星連星系	50	0	熱的 ($kT < 100 \text{ eV}$?) ^b
中性子星パルサー	10	10	非熱的 ($\Gamma = 1-2$)
ブラックホール連星系 (静穏)	—	10	非熱的 ($\Gamma \sim 1.5$) ^c
ブラックホール (孤立)	—	100	非熱的 ($\Gamma \sim 1.5$) ^c

(a) Muno et al. (2006)

(b) Remillard & McClintock (2006)

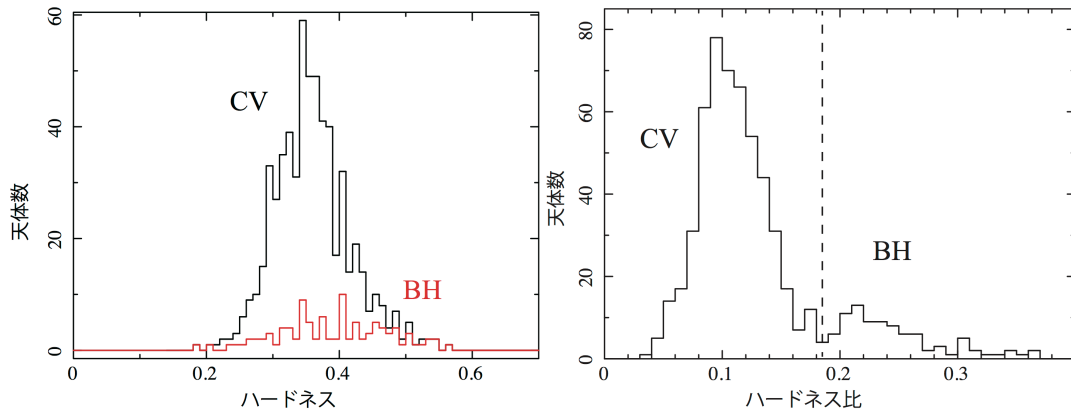
(c) Wijnands et al. (2005)

すでにチャンドラ衛星による軟 X 線観測が実施され、 $L_X > 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ の暗い天体の探査が行われた。しかし、この観測からは、新しいブラックホール天体の発見は報告されなかった (表 2.1)。そのスペクトルの性質から、検出した天体のほとんどは白色矮星連星系と判定された (一部は大質量星や中性子星)。白色矮星連星系が温度 $kT \sim 10 \text{ keV}$ の熱的なスペクトルを持つのに対し、ブラックホールは $\Gamma \sim 1.5$ のべき型スペクトルを示す。つまり、軟 X 線では白色矮星と暗いブラックホールのスペクトルは原理的に区別できないが、硬 X 線では前者は熱的に折れ曲がって急速に暗くなるのに対し、後者は 100 keV 程度まで放射が伸びるため、十分な感度さえあれば、明確に区別できるのである。具体的には、X 線スペクトルの形によってブラックホールを同定するためには、 $8 \times 10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ の天体に対して、数十 keV までカバーした広域スペクトルを、十分な精度で取得する必要がある。

FORCE の基本仕様 (Chapter 3) は、この要求を満たす。図 2.3.3 は、典型的なスペクトル性質を持つ天体を観測した場合のシミュレーションである (200 ksec の観測時間を仮定)。暗い天体であるため、ハードネスという指標を用いてスペクトル性質を表す。ハードネスは、エネルギーの高い X 線と低い X 線の光子数の比で、数値が大きいほど高エネルギー X 線が多いことを意味する。図 2.3.3(左) は、軟 X 線観測のみで求めたハードネス分布である。白色矮星連星系とブラックホールで分布が重なってしまうことがわかる。つまり、軟 X 線観測で両者は分離できず、ブラックホールであっても白色矮星連星系と判定されてしまう。図 2.3.3(右) は、同じものを硬 X 線バンドを用いてシミュレーションした結果で、両者が明確に分離できることがわかる。すなわち、硬 X 線を用いることで、ブラックホールを初めて同定することが可能である。その後、電波観測による正確な位置決めと赤外線観測により、孤立ブラックホールとそれ以外の可能性を区別する。

2.3.4 天の川銀河の構成と形成史

FORCE の観測により、十分な数のミッシングブラックホールを検出することで、銀河系内での分布や、その生成起源について重要な情報が得られる。これまで、恒星の直接観測から初期質量関数 (IMF) が測定されてきた。しかし、10 倍の太陽質量を超える大質量星の数は少なく、重たい側の IMF の測定はできていない。ミッシングブラックホールの数密度から、その初測定を行なうことが可能となる。また一部は、銀河中心にある巨大ブラックホールの「種」の形成過程において、重力多体衝突により弾きとばされた天体、いわば「銀河中心巨大ブラックホールのなりそこない」である可能性もある。理論的予言と、観測された空間分布を比較することで、巨大ブラックホールの成因について制限を与えることも可能である。



2.4 FORCE で可能なその他の科学目的

これまでに述べた科学目的を念頭に、FORCE の衛星設計をおこなう。その詳細は次章にまとめる。以下では、その衛星設計により FORCE が実現された場合に可能となるその他の科学目的についてまとめる。

2.4.1 超新星残骸における宇宙線加速メカニズムの解明

現代宇宙物理最大の謎: 宇宙線

宇宙線は宇宙を飛び交う超高エネルギー粒子である。スペクトルはべき 2.7–3.0 程度のべき型分布であり、その最高エネルギーは 10^{20} eV にものぼる。また、エネルギー密度も 1 eV cm^{-3} と非常に高く、宇宙背景放射や星光とともに我々の銀河の基本構成要素である。しかしその発見 (Hess, 1912) 以来 100 年以上経った現在も加速機構や加速源について明確な解決には至っておらず、「宇宙物理最大の謎」のひとつと言われている。これは、宇宙線の進行方向が星間磁場によって曲げられるため、宇宙線到来方向を調べても加速源が分からないためである。一方、宇宙線電子成分は磁場中でシンクロトロン放射を起こす。その典型的な放射帯 $h\nu_{\text{roll}}$ は

$$h\nu_{\text{roll}} = 2 \left(\frac{B}{10 \mu\text{G}} \right) \left(\frac{E_e}{10^{14} \text{ eV}} \right) \text{ keV} \quad (2.2)$$

と表される。したがって、X 線帯域でシンクロトロン放射を探すことで、TeV 帯域まで加速された電子を発見することが可能である。実際、ASCA が超新星残骸衝撃波面からシンクロトロン X 線が発見し (Koyama et al., 1995)、超新星残骸衝撃波面が宇宙線加速現場であることが初めて観測的に証明された。この後も ASCA は次々とシンクロトロン X 線を放射する超新星残骸を発見し (Koyama et al., 1997; Slane et al., 2001)、X 線観測を宇宙線加速研究の標準ツールとした。超新星残骸からの GeV から TeV にわたるガンマ線の検出ともあわせ (for example, Aharonian et al., 2004; Abdo et al., 2011)、超新星残骸衝撃波面で粒子が高エネルギーまで加速されていることは、ようやく明らかになりつつある。

宇宙線加速器項と key parameters

宇宙線を加速する原理として現在もっとも広く受け入れられているのが Diffusive Shock Acceleration 機構 (以下 DSA) である (for example, Bell, 1978)。これは、衝撃波を高エネルギー粒子が往復するたびに粒子が衝撃波からエネルギーを得るという機構で、予想されるスペクトルが宇宙線と同じべき型分布になることからもっとも有力な加速機構と言われている。

DSA でもっとも重要なパラメータが衝撃波の圧縮率と磁場構造である。前者は加速粒子スペクトルのべきに影響を与える。超新星残骸の衝撃波速度は数千 km s^{-1} 、マッハ数で 100 以上と非常に速い。したがって、衝撃波を形成するガスが理想気体だと仮定すると圧縮比は 4 となる。一方、宇宙線加速が効率よく行な

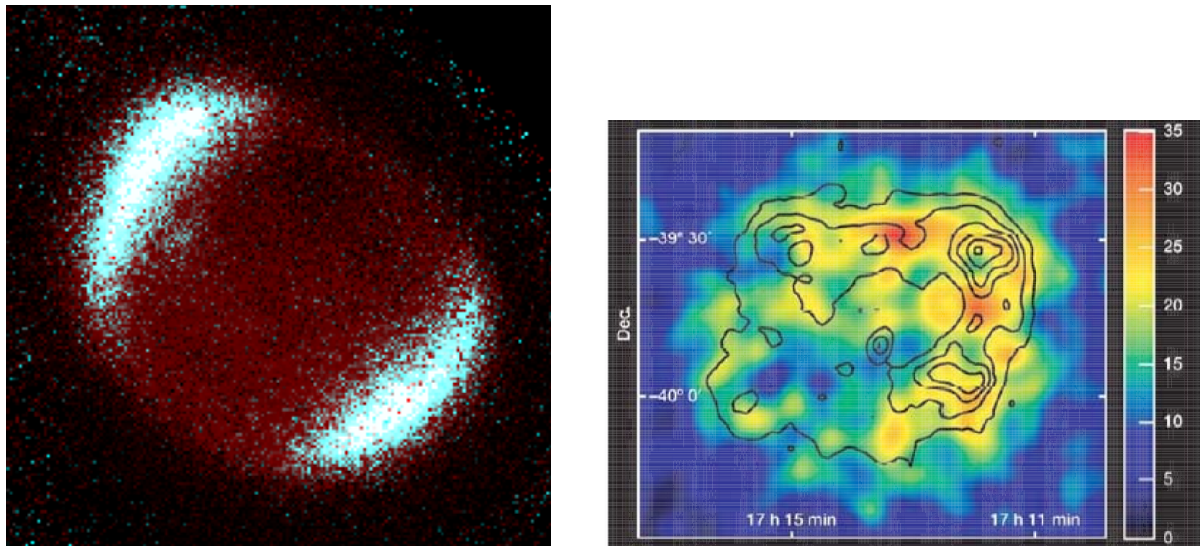


図 2.5: 左: ASCA で観測した超新星残骸 SN 1006 (Koyama et al., 1995). 右: H.E.S.S. で観測した超新星残骸 RX J1713-3946 (Aharonian et al., 2004)。

われると、下流のプラズマからエネルギーを奪うため、衝撃波下流プラズマの温度は上がり、高密度になり、その結果圧縮比は上がる。この圧縮比の変化を利用して衝撃波から宇宙線に注入されるエネルギーを見積もることが出来る。実際に衝撃波近傍の酸素温度が低いのではないかという結果も一部の超新星残骸で出ているが (Katsuda et al., 2013)、エネルギー帯の不足などから決定打はまだない。ASTRO-H 搭載 SXS は高エネルギー分解能を活かしてプラズマ温度や衝撃波速度を測定し、宇宙線に注入されるエネルギーおよび衝撃波の圧縮率を測定出来ると考えている。

一方磁場構造に関しては、21 世紀になってようやく定量的評価が始まった。Bamba et al. (2003) は、SN 1006 からのシンクロトロン X 線が衝撃波の非常に薄い領域に filament 状に分布していることを発見した。これは、衝撃波近傍に加速電子が集中していることを示唆し、粒子のジャイロ半径が小さく磁場散乱しやすい、つまり磁場が増幅されていて乱流状態であることを示している。これは増幅された磁場の初めての観測的手がかりであり、多くの超新星残骸に共通の現象である (Bamba et al., 2005a,b)。衝撃波前面での磁場は、数十—数百 μG まで増幅されていると考えられている。

磁場に関するさらに衝撃的な観測結果が、やはり日本発信の研究で示されている。超新星残骸衝撃波面に点在するシンクロトロン X 線 knot が、数年という極めて短いタイムスケールで明滅することが発見されたのだ (Uchiyama et al., 2007; Uchiyama & Aharonian, 2008)。これは、粒子が数年で加速され、数年でシンクロトロン冷却で粒子がエネルギーが失われることを示している。数年で X 線が放射されなくなるということは、磁場が $\sim\text{mG}$ 程度まで増幅されていることを示している。

このように、日本の高エネルギー宇宙物理学は、加速現場の磁場にも大きな示唆を与えてきた。しかし、まだ以下のような定量的問題は残されたままである。

- 磁場が増幅されており粒子が効率よく加速されているなら、超新星残骸は π_0 を介したガンマ線放射で GeV 帯域でも明るく輝くはずであるが、GeV 帯域で暗い超新星残骸も複数あり、磁場が増幅されていることそのものに疑問の声もある (Lee et al., 2013)。
- 局所的なシンクロトロン X 線時間変動はあるものの、大局的には有意な時間変動は見つかっていない (Patnaude et al., 2011; Sato et al., 2015)。増幅された磁場は局所的にしか存在しないのか？

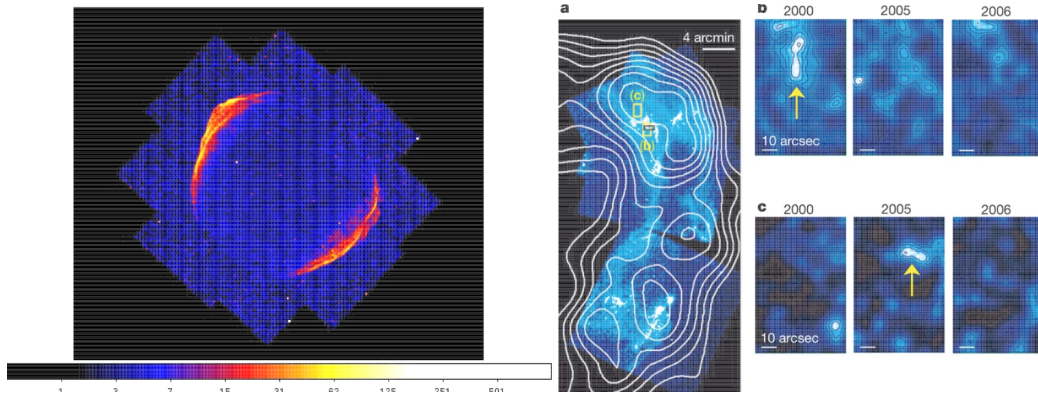


図 2.6: 左: *Chandra* で観測した SN 1006 2-10 KeV イメージ (Bamba et al., 2003)。衝撃波前面に薄い filament 状構造が見える。右: *Chandra* で観測した RX J1713-3946 の X 線イメージ (Uchiyama et al., 2007)。右拡大図に、時間変動する knot の明滅が示されている。

磁場構造・加速機構の決定

従って、宇宙線加速理解のための最大の課題は、「宇宙線加速源最有力候補である超新星残骸での磁場構造を決定し、そこから加速機構・加速可能最高エネルギーを見積もる」ことである。

現在までこの大問題が解かれていない大きな理由の一つが、現行の X 線観測からの制限である。現在までの磁場推定は、10 keV 以下でのシンクロトロン filament や knot の空間分布・時間変化を用いて行なわれてきた。しかし、これらの構造は *Chandra* などの高空間分解観測でしか分解できない数秒—数十秒程度のサイズである。また、この 10 keV 以下の帯域はちょうどシンクロトロン放射のカットオフにあたり (式 (2.2) 参照)、加速電子の最高エネルギーが少々変わってもフラックスの変動率は小さい。実際、超新星残骸の knot の時間変動はシンクロトロン放射のごく一部でしか見つかっておらず全貌は明らかになっていない。

硬 X 線空間分布を用いた磁場構造・加速機構の決定

このような状況下、重要な情報を持ちうると期待できるのが 10 keV 以上での filament や knot の空間構造である。これらは以下に述べるように、エネルギー帯によって変化することが考えられている。そこで、違うエネルギー帯でこれらの詳細構造のサイズを決定することが磁場構造・加速器高の理解につながる。詳細を以下に述べる。

filament の幅は、非常に簡単には粒子の拡散スケール $\sqrt{Kt}$ を表していると考えられる。ここで、 K は拡散係数であり、粒子のジャイロ半径の定数倍と考えていいので、粒子のエネルギー E に比例する。一方 t は拡散のタイムスケールを表し、どのような機構で粒子の分布が決まっているかに依存する。現在もっとも詳細に研究されているのは、シンクロトロン冷却により最高エネルギーが決定されており、衝撃波の移流が無視できる場合である (Völk et al., 2005)。この場合、 t はシンクロトロンによるエネルギー損失のタイムスケールになり、 $t \propto E^{-1}$ になり、 $\sqrt{Kt}$ はエネルギー依存がなくなる。その結果、10 keV 以上でも 10 keV 以下で見つかった薄い filament と同じ幅を持つことになる。しかし、最高エネルギーを決定しているのは、シンクロトロン冷却ではないのではないかという根強い疑問もある。例えば、シンクロトロン冷却優勢の場合は、粒子の最高加速エネルギーは衝撃波速度だけで決定され则认为られている (Aharonian & Atoyan, 1999; Yamazaki et al., 2006; Zirakashvili & Aharonian, 2007) が、実際には衝撃波速度が場所ごとにあまり変わらない天体でもシンクロトロン放射のスペクトルが場所ごとに大きく異なることはよくある (for example, Rothenflug et al., 2004)。磁場がそれほど増幅されていない場合も、超新星残骸の年齢と照らし合わせるとシンクロトロン冷却はそれほど効かない。このように系の年齢によって最高エネルギーが決まっている場合は、 t は系の年齢となり粒子のエネルギーに対する依存性がなくなるため、拡散可能な幅は $\sqrt{E}$ で高エネルギー

ギー側ほど広がることになる。この場合は、より硬 X 線帯で filament を観測するほど、filament の幅は広がることになる。また、粒子が衝撃波から逃亡することで filament の幅が決定されている場合でも、年齢で決定している場合と同じ依存性になると予想されている (Ohira et al., 2012)。

Cas A の場合、2 keV での filament 幅は数—数十秒程度である (Bamba et al., 2005b)。もしシンクロトロン冷却優勢なら、10 keV 以上でも数秒程度の幅になる。一方年齢や逃亡が構造を決定している場合、20 keV では幅は 1.7 倍程度に広がる。これらのシナリオを分離することが、宇宙線理解の次のマイルストーンだ。

もう一点、knot の明滅についても硬 X 線高分解観測で大きな進展が予測される。10 keV 以上ではシンクロトロン放射の折れ曲がりの上を観測することになるため、少し最高エネルギーが変わるだけでもフラックスは大きく変わることになる。例えば、折れ曲がりがある場合、10 keV 以下 10% 程度の時間変動を示すときに 10 keV 以上では数 10% 以上の時間変動を示す。したがって、*Chandra* ではほとんど見つからなかった knot の時間変動も、10 keV 以上では数多く見つけられることが予想される。この場合、減光はそのままシンクロトロン冷却のタイムスケールとなり、knot ごとの磁場強度を測定することが可能になる。時間変動する knot がどのくらいあるのか、総シンクロトロン放射の何%が時間変動成分なのか決定することで、磁場揺らぎの度合いを決定する。

広帯域スペクトルを用いた加速可能最高エネルギー決定機構の解明

また、filament や knot のスペクトルも重要な情報である。荷電粒子は DSA でべき型に加速されるが、最高加速可能エネルギー E_{max} のところで折れ曲がりを見せる。折れ曲がりの形は、 E_{max} がどのような機構で決定されているかによって変わることが知られている。折れ曲がりの形を $\exp[-(E/E_{max})^\alpha]$ で表すとき、拡散係数 $K(E)$ のエネルギー依存を E^β とすると、

- シンクロトロン冷却で最高エネルギーが決定されている場合: $\alpha = \beta + 1$ (Yamazaki et al., 2014)
- 系の年齢で最高エネルギーが決定されている場合: $\alpha = 2\beta$ (Kang et al., 2009)
- 粒子の逃亡で最高エネルギーが決定されている場合: $\alpha = \beta$ (Ptuskin & Zirakashvili, 2005; Yamazaki et al., 2014)

べき型スペクトルに加速された電子からのシンクロトロン放射はべき型になる。一方、最高エネルギーまで加速された電子からのシンクロトロン放射はどうなるだろうか。加速粒子スペクトルのカットオフの形によって、当然シンクロトロン放射の折れ曲がりの形も変わる。ただし、シンクロトロン放射はカットオフの形をなますため、カットオフの形状の決定には広帯域での観測が必須である。Yamazaki et al. (2014) では、スペクトルの折れ曲がりエネルギーバンドごとのべきの変化の形で表現し、様々な条件下でのスペクトル予想を行なっている。衝撃波前面で比較的一様に加速している filament と超新星残骸のごく一部で激しい加速・減速を行なっている knot、また同じ knot でも加速中と減速中で、最高エネルギー決定機構は同じか違うのか、決定する。

以上の結果を合わせることで、我々は超新星残骸粒子加速現場の磁場構造・加速可能最高エネルギー決定機構を決定することが出来る。この観測的結果は電子の観測に基づいているが、シンクロトロン冷却効果を除くと、陽子の最高エネルギーも予測することが可能である。*ASTRO-H* の加速粒子へのエネルギー注入結果と合わせ、超新星残骸でどの程度の粒子が加速機構に乗り、どの程度のエネルギーまで加速できるのか決定できる予定である。

FORCE で予想される結果

上に述べたように、宇宙線加速機構の理解に、10 keV 以上での高空間分解観測は必須である。代表的な宇宙線加速超新星残骸は、Cas A, Tycho, SN 1006, RX J1713-3946 など、10 天体程度である。それぞれ、10 keV 以下で数—数十 arcsec 程度の filament もしくは knot 構造を持つ。10 keV 以上で予想される構造サイ

ズはやはり数-数十 arcsec であり、その構造を分解出来ることが必要である。NuSTAR, ASTRO-H と比べて格段に空間分解能のよい FORCE では、それらの構造が初めて空間的に分離可能になる。

図 2.7 はシンクロトン冷却優勢を仮定した場合の FORCE で取得される Cas A の予想図である。薄い filament 構造が超新星残骸外周にあるのがぎりぎり分かる。ここでは HPW=10 arcsec の分解能を仮定している。Cas A は今まで見つかった中でもっとも薄い filament を持っているため、これがもっとも厳しい角度分解能の条件になる。他の超新星残骸の場合は、フラックスは小さくなるものの filament の幅は 10 keV 以下で a few 10 arcsec、10 keV 以上で 10-100 arcsec であり、露光時間が許せば 20 arcsec 程度の空間分解能で容易に filament の幅を測定することが可能である。

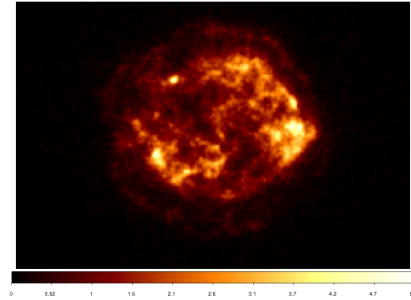


図 2.7: シンクロトン冷却優勢を仮定した場合の FORCE で Cas A を観測した予想図。

2.4.2 超新星残骸の起源と進化の解明

前節では、超新星残骸の硬X線帯域に主眼を置いたサイエンスについて述べたが、FORCE はワイドバンドでの高分解撮像分光が可能であり、熱的X線が卓越する軟X線帯域においても高い性能を発揮する。本節では、10 keV 以下の輝線を使った熱的プラズマのサイエンスに対する展望を簡単に述べる。

背景

「あすか」は酸素から鉄に至る主要元素に対して、異なる電離状態の輝線を初めて明確に分離し、熱的プラズマの温度測定精度を飛躍的に向上させた。「すざく」はさらに高いエネルギー分解能とゲイン精度を持ち、銀河団プラズマや超新星残骸のダイナミクス、電離非平衡状態の精密分析を可能にした。また、「すざく」の 5-10 keV バンドの微弱輝線に対する感度は顕著であり、銀河団や超新星残骸から Cr, Mn, Ni などの希少元素を初めて検出する成果を挙げた。これによって、超新星の爆発メカニズムや宇宙の化学進化の理解に向けて新しいサイエンスの切り口が開かれたのである。一方、Chandra 衛星は、HPD $\sim 0.5''$ という驚異的な角度分解能をもって、天体の詳細な空間構造を暴きだした。例えば、多くの超新星残骸においてイジェクタ(爆発噴出物)が、サイズ ~ 0.1 pc 程度のクランプ構造を形成し、プラズマ状態や化学組成が空間的に極めて非一様であることが明かされた。超新星爆発や超新星残骸の本質を解き明かすには、高い空間分解能を持った撮像分光観測が不可欠であることを、我々は突きつけられたのである。

しかし、Chandra 衛星にも様々な弱点がある。中でも 5 keV を超えるエネルギー帯域での、望遠鏡有効面積の低下は著しい。加えて、CCD 検出器を主体とする衛星としてはエネルギー分解能が低く、特に鉄 K 殻輝線周辺のサイエンス(鉄イオンの電離状態決定や希少元素検出)では「すざく」に大きく遅れをとっている。XMM-Newton は有効面積こそ大きいものの、バックグラウンドレベルが非常に不安定なため、同じく 5-10 keV バンドを苦手とする。したがって、超新星残骸などの天体において鉄族元素(Cr, Mn, Fe, Ni)の撮像分光研究を行うための必要条件を満たした衛星は未だ存在しないと言える。高い輝線検出感度と十分な角度分解能を併せ持つミッションの登場が強く求められている。FORCE の搭載望遠鏡は、硬X線(> 10 keV)に対してベストパフォーマンスが得られるようにデザインされるが、同時に 10keV 以下の軟X線に対しても高い有効面積を実現する。また、軟X線検出器 SOIPIX の反同時計測によるバックグラウンド低減能力は、超新星残骸や銀河団など拡がったX線天体の熱的プラズマの観測にこそうってつけである。

期待されるサイエンス

超新星残骸の熱的プラズマは一般に電離非平衡状態にあることが知られている。中でも鉄族元素は多くの超新星残骸においてヘリウム状に達しておらず、天体によって様々な電離状態をとる。電離状態の違いは、K殻輝線スペクトルの中心エネルギーやK β /K α 強度比の違いとして現れ、観測的に詳しく知ることができる。このような非平衡プラズマ特性は、超新星残骸の周辺環境や衝撃波加熱機構を制限する大きな手がかりとなる。例えば、超新星残骸の衝撃波によって加熱された直後の鉄イオンは必ず低い電離度を取るため、エネルギーの低いK殻輝線をマッピングすれば、衝撃波の位置を特定できる。しかし先述の通り、輝線検出能力に優れる「すざく」は空間分解能が低く、空間分解能に優れる Chandra, XMM-Newton は輝線の検出やエネルギーの決定自体が困難なため、詳細構造まで明らかにできる超新星残骸はごく数天体に限られていた。鉄族元素のK殻輝線が卓越する 5-10keV バンドにおいて輝線検出能力と空間分解能を併せ持つ FORCE なら、多くの超新星残骸に対して電離状態の空間的な変化を調べられるので、衝撃波の磁気流体的な性質やプラズマの熱的進化、残骸周辺の密度分布を詳細に知ることができる。これらは、熱的プラズマ自体の研究に進展をもたらすのみならず、前述の宇宙線加速の研究にも大きく寄与する。

次に希少元素の高分解観測の重要性について述べる。ここでは特に、従来の衛星が最も苦手とするエネルギー帯域(7-10 keV)に含まれる Ni 輝線を利用したサイエンスに焦点を当てたい。Ni の主要同位体は陽子に対して中性子が2つ過剰な ^{58}Ni であり、大部分が超新星爆発時に直接生成される安定核である。一方、Fe

の主要同位体 ^{56}Fe は爆発時には ^{56}Ni として生成され、 β +崩壊を経て安定化したものである。親核の ^{56}Ni は (^{58}Ni と異なり)、等しい数の陽子と中性子を持つ。そのため超新星残骸で観測される Ni/Fe の存在比は、親星爆発時の中性子-陽子比を知る重要な手がかりとなる。例えば重力崩壊型超新星の場合は、中性子過剰な環境に曝される星の最深部から放出されるイジェクタの寄与、すなわち爆発非対称性の指標となる。

Ni/Fe 比は、Ia 型超新星 (白色矮星の核暴走による爆発) の残骸に着目した際さらに重要なものとなる。Ia 型超新星は宇宙論の研究においても重要な天体現象でありながら、その素性には未だ不明な点が多い。特に近年は、その起源として白色矮星と非縮退な星の連星系 (single degenerate; SD) を支持とする説と、白色矮星同士の連星 (double degenerate; DD) を支持する説が理論的にも観測的にも乱立し、世界的に激しい議論が展開されている。この問題は、例えば米国 The National Academies による “New Worlds, New Horizons in Astronomy and Astrophysics” などでも、現代の宇宙物理学における最重要課題の一つとして挙げられている。超新星の元素合成機構に着目すると、SD と DD の決定的な違いは、爆発する白色矮星の中心密度の差に現れる。Ia 型超新星の標準的な理論によると、伴星からの質量降着によって爆発に至る SD 的な親星進化の場合、白色矮星の質量は必ずチャンドラセカル限界に近づくので、進化の最終段階には極めて高密度のコアが形成される。そのため爆発時に効率的な電子捕獲が起こり、星の中心近くでは非常に高い Ni/Fe 質量比 (= 0.2-0.4) が実現する。一方、白色矮星同士の合体 (DD) によって生じる超新星では、チャンドラセカル限界よりも十分に低い質量 ($\sim 1\text{M}_{\text{sun}}$) でのみ、典型的な可視光観測の特徴 (スペクトルやライトカーブ) を再現することが知られている。この質量下では白色矮星の中心でも電子捕獲が起こる密度には届かず、超新星の全域において Ni/Fe 比は 0.1 未満となる。両者の違いは、超新星残骸の X 線スペクトルから元素組成比を測ることで、はっきりと見極められる。

「すぎく」はこれまでに、複数の Ia 型超新星残骸から Ni 輝線を検出したが、個々の天体を空間的に分解できないため、全体の平均的な元素組成比を測ることしかできなかった。爆発する白色矮星のごく一部でしか起こらない電子捕獲の証拠を探すためには、細かな空間スケールで元素組成の測定を行う必要がある。逆に言えば、Ni/Fe 質量比 > 0.2 を満たす領域が超新星残骸のごく一部でもあれば、直ちに SD 起源だと結論できるのである。

Ni, Cr, Mn を含めた希少元素の組成測定は、LMC や SMC の超新星残骸、楕円銀河や銀河団に対して行う意義も非常に大きい。SD/DD の発生比率と母銀河の金属量との関係などが明らかになり、宇宙の化学進化史の理解が一気に進むことが期待される。

2.4.3 銀河団における粒子加熱・加速メカニズムの解明

宇宙に存在するバリオンの大半は、大規模構造にとりこまれ、熱化されたプラズマであると考えられている。実際、銀河団においては、ビリアル温度 ($\sim \text{keV}$) 程度でほぼ熱平衡に達したプラズマが、軟 X 線領域において普遍的に観測されてきた。一方で、電波領域では、 $\sim 10^4$ のローレンツ因子 ($\sim \text{GeV}$) をもつ非熱的電子によるシンクロトロン放射が、数多くの衝突銀河団で観測されている (see Feretti et al. (2012) for review)。これらは、宇宙の大規模構造形成に伴って、エネルギーの全く異なる熱的および非熱的プラズマがほぼ並行して生成され得ることを示しているが、両者の関連は解明されていない。前者の熱的プラズマに対しては、加熱直後の過渡的段階におけるエネルギー分布および空間分布の不定性が大きい。一方、後者の非熱的プラズマに関しては、電波以外で信頼性の高い検出報告がないため、その起源はおろか、エネルギー密度さえも不明であるのが現状である。以下に述べるように、高空間分解能硬 X 線観測は、これら両者の研究に対して本質的な進展をもたらすことが期待される。

銀河団中にビリアル温度よりも有意に高い 10 keV 以上のガスが局在し得ることは、Chandra 等による軟 X 線観測からも示唆されてきた (see Markevitch & Vikhlinin (2007) for review) が、その温度が信頼に足る精度で測定されるようになったのは、近年の Suzaku および NuSTAR による硬 X 線観測以降である (Ota et al., 2008; Nakazawa et al., 2009; Ota et al., 2014; Wik et al., 2014)。これらはまさに、銀河団衝突により加熱された直後の過渡的段階をとらえている可能性が高いが、現状では大きな課題が残されている。第一に、約 20 keV 以上の温度に対しては、非熱的なエネルギー分布との区別が明確でなく、測定された温度の系統誤差が大きい。これを改善するには、検出器バックグラウンドを下げるだけでなく、空間分解能を向上させることで、CXB に由来するバックグラウンドを大幅に低減することが不可欠である。第二に、このような過渡的プラズマの空間分布が不明である。クーロン散乱による銀河団プラズマの平均自由行程は約 20 kpc であり、 $z = 0.1$ においてちょうど $10''$ に相当する (無衝突プラズマにおいては、さらに短い空間スケールでエネルギーのやりとりが起こると考えられる)。また、多くの衝突銀河団に対して、Chandra などによって示唆されている加熱領域の広がりも数十 kpc 程度であり、これは速さ数千 km/s のショックが、 $10^7 - 10^8$ 年の時間で伝播したことを意味している。したがって、系全体が力学平衡に達するのに必要となる 10^9 年程度以前の進化を時系列に分解し、いかに銀河団高温プラズマのエネルギー獲得および散逸が進むかを定量的に解明する上で、 $10''$ の空間分解能の達成は必須であると言える。

一方、 $\sim 10^4$ のローレンツ因子をもつ非熱的電子は、宇宙マイクロ波背景放射光子を逆コンプトン散乱することで、一定量の硬 X 線を放射していることは間違いない。よく知られているように、もしこの放射が検出されれば、電波領域におけるシンクロトロン放射のデータと合わせて、非熱的電子のエネルギー密度および銀河団内の平均的磁場強度をそれぞれ分離して決定することが可能となる。残念ながら、従来の硬 X 線領域における探査は全て、非熱的電子からの硬 X 線強度に対する上限値 (すなわち、磁場強度に対する下限値) を与えるにとどまっている (e.g., Ota et al. (2014); Wik et al. (2014))。その最大の要因も、バックグラウンドの統計および系統誤差であるので、空間分解能を向上させ、放射の空間構造と合わせて探査することが鍵となる。

さらに、近年の電波領域における非熱的シンクロトロン放射観測や熱的スニヤエフ・ゼルドビッチ効果観測 (see Kitayama (2014) for review) の空間分解能は既に $10''$ のオーダーに達しているので、他波長との連携の観点からも、硬 X 線領域における空間分解能向上が強く期待されている。例えば、熱的高温成分がスニヤエフ・ゼルドビッチ効果と硬 X 線とともに観測されれば、奥行き方向を含む 3 次元的な空間構造が明らかになる。また、非熱的成分が電波と硬 X 線とともに観測されれば、磁場の空間分布が明らかになる。非熱的成分と熱的高温成分がほぼ同一の領域から観測される場合もある (e.g., Ferrari et al. (2011)) ので、硬 X 線において両成分を空間分布・エネルギー分布の双方で切り分けた測定を実現することは、これらの物理的な関連を解明する上で極めて本質的な役割を果たすと期待される。

第3章 FORCE の概要

前章で述べたように、FORCE の主たる科学目的は「宇宙のあらゆる階層において未発見のミッシングブラックホールを探査し、宇宙形成史を解明すること」であり、その中でも、巨大ブラックホールと銀河の共進化の解明を主要科学目的に挙げている。本章では、その科学目的とその他の境界条件から導かれる本ミッションの概要、および、搭載機器についてまとめる。

3.1 科学目的から導かれるミッションコンセプト

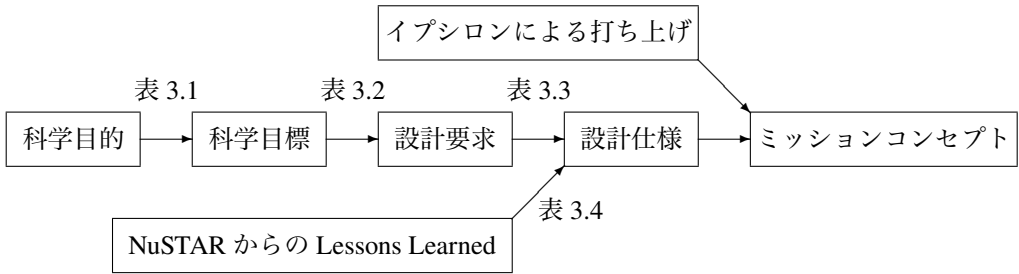


図 3.1: この節の流れ。図中の表番号は、その近くの矢印が示す流れをまとめた表を参照している。

図 3.1 に、この節の流れを示す。まず、前章で述べた「科学目的」を最上位とし、そこから「科学目標」「設計要求」へと順に演繹する。また、その流れとは別に、既に稼働中の硬 X 線衛星である「NuSTAR からの Lessons Learned」も踏まえ、「設計仕様」が導かれる。これに「イプシロンによる打ち上げ」という境界条件が加わり、ミッションコンセプトが描かれる。以下、順に説明する。

表 3.1: 科学目的とそこから導かれる科学目標		
上位となる科学目的	科学目標	
	フルサクセス	エクストラサクセス
巨大ブラックホールと銀河の共進化の解明	1) 埋もれた AGN の光度関数をその数密度が最大となる赤方偏移の範囲を含めて決定し、AGN のダウンサイジング進化の有無を明らかにすること	
中間質量ブラックホールの探査		2) 超高光度 X 線天体 (ULX) の正体を明らかにすること
銀河系内ミッシングブラックホールの探査		3) 硬 X 線において、銀河中心付近に存在する $L_X = 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ の点源を捉えること

表 3.1 に、前章で述べた科学目的から具体化した 3 点の主要科学目標をまとめる。この部分の詳細は、前章における各項目を参照されたい。なお、この主要科学目標はミッション検討を進める上で基準としている

ものである。こうしてデザインされる FORCE の特徴を生かすことで実現する、超新星残骸や銀河団、あるいは前章に記述されていないその他のサイエンスを可能な範囲で実現することも、エクストラサクセスとして含まれる。

表 3.2: 科学目標とそこから導かれる基本設計要求

上位となる科学目標	基本設計要求
科学目標 1), 2), 3)	1) 硬 X 線において、かに星雲の 1,000 万分の 2 の強度の点源を検出できること
科学目標 1)	2) 基本設計要求 1) の検出感度に到達する観測時間で、 >360 平方分角の領域を掃くこと
科学目標 1), 2), 3)	3) 複数の熱的・非熱的成分をスペクトル上で分離できること

表 3.2 に、3 点の主要科学目標から導かれる基本設計要求をまとめる。まず、いずれの科学目標も基本設計要求としては検出感度に演繹できる。特に科学目標 1) において、 $L_X > 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ の光度範囲で、その数密度ピークがあると期待される赤方偏移をカバーするために必要な到達感度は、 $3 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ (10–40 keV) である。この値はかに星雲の 1,000 万分の 2 に相当し、その感度要求を基本設計要求 1) とした。なお、この条件は、10–40 keV バンドにおける CXB の 80% 以上を分解することと等しい (詳細は前章を参照のこと)。

また、科学目標 1) で掲げる埋もれた AGN の光度関数の決定精度は、「埋もれた AGN も含めた全 AGN のダウンスライジング進化の正否」を検証できるかどうかが基準になる。この観点において、埋もれた AGN の光度関数を $\sim 50\%$ (~ 0.2 桁) 以下の誤差 (90% 信頼度) で決定できれば、少なくとも $z \leq 1$ の範囲において、埋もれていない AGN で確定したダウンスライジング進化が覆るかどうかが判明し、ブラックホール進化の全体像が確立する。この統計精度を実現することは、 $\log L_X = 42.5 - 43.5$ と $z = 0.2 - 1.0$ の範囲および $\log L_X = 43.5 - 44.5$ と $z = 0.8 - 1.6$ の範囲で、それぞれ 10 天体ずつの埋もれた AGN を見つけることに相当する。これは最新の種族合成モデル (Ueda et al. 2014) を仮定して言い換えると、 $3 \times 10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ (10–40 keV) の感度で $\sim 360 \text{ arcmin}^2$ の面積を掃くことを要求する。これを基本設計要求 2) とした。この時、全ての光度・赤方偏移範囲において、計 170 個の AGN の検出でき、うち 33 個が埋もれた AGN であると期待される。

最後に、2 つの科学目標に共通して、スペクトルの熱的・非熱的成分を分離する能力が求められるため、これを基本設計要求 3) とした。

表 3.3: 基本設計要求とそこから導かれる基本仕様

上位となる基本設計要求	基本仕様
基本設計要求 1)	1) 望遠鏡角度分解能: HPD 15 秒角以下
基本設計要求 1)	2) 望遠鏡有効面積: $>350 \text{ cm}^2$ @ 30 keV
基本設計要求 2)	3) 視野: $>7' \times 7'$
基本設計要求 1), 3)	4) 検出器バックグラウンド: ASTRO-H HXI と同程度
基本設計要求 3)	5) 観測帯域: 1–80 keV の広帯域に感度を有すること
基本設計要求 1), 2)	6) 検出器エネルギー分解能: $\leq 300 \text{ eV}$ in FWHM at 6 keV
基本設計要求 1), 3)	7) 検出器空間分解能: 1 ピクセル 4 秒角相当

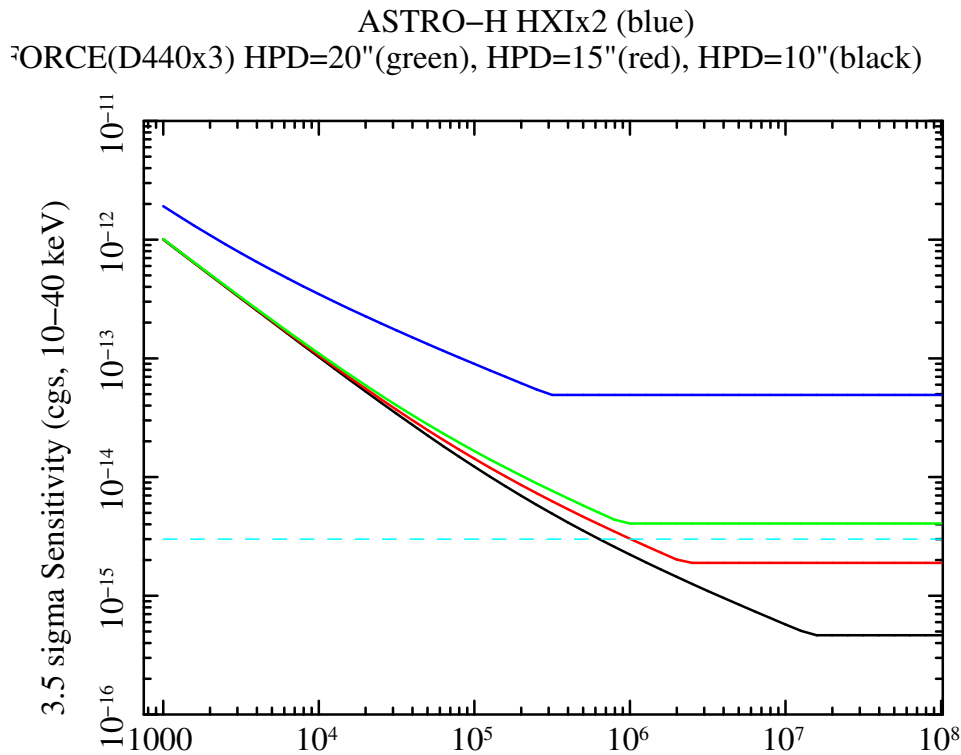


図 3.2: 観測時間に応じた点源の到達感度。黒、赤、緑は、それぞれ、角度分解能 10'', 15'', 20'' の場合の感度曲線。参考のため、青で ASTRO-H の場合を示す。破線は基本仕様 1) で求められている「かに星雲の 1,000 万分の 2 の強度」を示す。

表 3.3 に、3 点の基本設計要求から導かれる基本仕様をまとめる。表にあるように、基本仕様は 7 つに分類される。この中でも、とりわけ基本仕様 1) の望遠鏡角度分解能が重要である。基本設計要求 1) で検出を求められている微弱な点源に対しては、混入限界により感度が制限され、混入限界は角度分解能に依存するからである。図 3.2 に、観測時間に応じた点源の到達感度曲線を角度分解能 10'', 15'', 20'' の 3 つの場合で示す。図の作成において、望遠鏡の有効面積は、現在検討中の望遠鏡の仕様である $\sim 369 \text{ cm}^2$ @ 30 keV を用いた。これを基本仕様 2) としている。また、検出器バックグラウンドは ASTRO-H HXI と同程度を仮定し、これを基本仕様 4) とした。この図において、観測時間をある一定時間より延長しても到達感度が下がらない理由は、混入限界に到達したためである。混入限界に到達する観測時間は空間分解能に依存するが、破線が示す基本仕様 1) の「かに星雲の 1,000 万分の 2 の強度」は、角度分解能が 20'' の場合はどれだけ深く観測しても満たすことができず、15'' 以下の値が必要になることがわかる。基本仕様 7) の要求は、この程度の角度分解能で絞られてくるビームを十分サンプリングするために必要なものになる。図からはさらに、15'' の場合は、1 Ms 程度の観測時間で目標感度に到達することもわかる。ただし、これは光軸での場合であり、有効面積が半分になる領域を視野と定義すると、視野全体では 2 Ms 程度の観測時間が必要になる。

基本仕様 3) の視野は、探査領域と観測に割くことのできる時間の兼ね合いで決まる。基本設計要求 2) では探査領域範囲 $> 360 \text{ arcmin}^2$ を要求している。LEO での観測効率を考慮すると前記の 2 Ms にはおよそ 1.7 ヶ月程度必要であり、1 年程度で 360 arcmin^2 を掃くためには、7' $\times$ 7' の視野が必要である。これを基本仕様 3) とした。

基本仕様 5), 6) は、いずれも基本設計要求 3) からの要請に依るものである。基本設計要求 3) は、埋もれた AGN のスペクトルの特徴である $\sim 10 \text{ keV}$ 以下での連続成分の急激な減少を捉えること、そして、強い鉄 K 輝線を検出すること、という 2 点に分解できる。前者に関しては、FORCE によるディープサーベイは、すでに Chandra/XMM によって 10 keV 以下で深い観測の行なわれている領域で行なうことを想定しているが、AGN は大きな時間変動を示すため、個々の天体の広域スペクトルを決定するためには、 10 keV の上下

のバンドで「同時」に観測しなければならない。 $z=3$ の天体の静止系での10 keVは、観測系で2.5 keVに相当する。よって、 $z=3$ の埋もれたAGNを同定するためには、この前後のバンドでのスペクトル強度比を測定せねばならず、~1 keVまで低エネルギー側に感度をもたせる必要がある。よって、この値を基本仕様5)とした。また、後者に関しては、等価幅~1 keVの細い鉄K輝線を連続成分から分離して検出できるだけのエネルギー分解能も必要である。このためには、300 eV @6keV程度のエネルギー分解能を持つことが必要であり、これを基本仕様6)としている。

表 3.4: NuSTAR が困難を抱えている点とそこから導かれる基本仕様

NuSTAR が困難を抱えている点	基本仕様
i) 軟X線でのエネルギー分解能が低く、帯域も2 keV 以上しかカバーしていないため、天体スペクトルからその正体を探るためには、他衛星との同時観測が必要になるケースが多い	5) 検出器エネルギー分解能: ≤ 300 eV in FWHM at 6 keV 6) 検出器検出効率: 1–80 keV の広帯域に感度を有すること
ii) 視野外からの CXB を防ぐバツフルが不十分なため、バックグラウンドが高く再現性が下がる	8) 視野外からの CXB 混入を完全に防ぐためのバツフルを有すること
iii) CsI をシールドにしているため、30 keV 付近の主要観測帯域に K 輝線がバックグラウンドとして混入する	9) シールド材からの輝線の混入を減らすこと

既に稼働中の NuSTAR で得られている教訓を、仕様に反映させることも重要である。表 3.4 に、NuSTAR が困難を抱えている点とそこから導かれる基本仕様をまとめる。NuSTAR が困難を抱えている点として、3 点が挙げられる。1 点目は、軟X線でのエネルギー分解能が低く、帯域も2 keV 以上しかカバーしていないため、他衛星との同時観測が必要になるケースが多い点である。この点は、基本設計要求 3) とも関連する点であり、既に挙げている基本仕様 5), 6) として対応している。2 点目は、視野外からの CXB を防ぐバツフルを持たないため、バックグラウンドが高くなっている点である。これはバックグラウンドの再現性の低下も招く。これに対応するため、基本仕様 8) としてバツフルを設けることとする。3 点目は、CsI をシールドにしているため、30 keV 付近の主要観測帯域に K 輝線がバックグラウンドとして混入する点である。この点に関しては、基本仕様 9) としてシールド材からの輝線の混入を減らすようにすることとした。

表 3.5: FORCE のミッション要求と NuSTAR, ASTRO-H の基本性能

Parameter	FORCE	NuSTAR	ASTRO-H (HXT & HXI)
空間分解能 (HPD)	$<15''$	$58''$	$102''$
エネルギー範囲 (keV)	1–80	3–79	5–80
有効面積 (cm^2 @30 keV)	>350	comarable with HXI	338
視野 (50% resp. @30 keV)	$>7' \times 7'$	$\sim 10' \times 10'$	$\sim 6' \times 6'$
エネルギー分解能 (FWHM)	<300 eV at 6 keV comparable with HXI	400 eV at 10 keV 900 eV at 68 keV	900 eV at 14 keV 1500 eV at 60 keV

表 3.5 に、これまでの基本仕様の主だったものをミッション要求としてまとめる。参考までに、NuSTAR, ASTRO-H の基本性能も併せて表記する。

3.1.1 ミッション概要

これまでに得られた設計仕様に加えて、イプシロンで打ち上げ可能なサイズにするという境界条件を踏まえて、ミッションコンセプトを定める。FORCE を一言でいえば、1–80 keV の広帯域に感度を持ち空間分解能に優れた衛星ということになる。望遠鏡は硬X線を集光できるスーパーミラーでありつつ、高空間分解能も保持せねばならない。スーパーミラーの臨界角と現実的な焦点距離の考察から、望遠鏡は複数台持つことになる。リソースの制限を考えた上で硬X線で最大の有効面積を確保するためにも、全てスーパーミラーとするのが原案である。そのため、焦点面検出器は一台で軟X線から硬X線までのワイドバンドに感度を持つ必要がある。

表 3.6: 検討中の衛星の仕様

X線スーパーミラー	
空間分解能 (HPD)	15''
焦点距離	10 m
台数	3
多層膜	Pt/C
視野 (50% resp. @ 30 keV)	~7'×7'
有効面積 (cm ² @ 30 keV)	369
広帯域X線検出器	
エネルギー範囲	1–80 keV
エネルギー分解能	300 eV (FWHM) @ 6 keV
バックグラウンド	ASTRO-H HXI と同等
時間分解能	several × 10 μs
検出器サイズ	20 × 20 mm
画素サイズ	200 μm
衛星システム	
設計寿命	3 年
姿勢制御方式	慣性空間固定 3 軸制御方式
姿勢制御精度	< 2'
姿勢決定精度	< 5''

表 3.6 に、検討中の衛星の仕様をまとめる。また、図 3.3 に、現時点で検討中の衛星の概略図を示す。2015 年 5 月現在、先行して検討を進めている姿勢制御系については、別に節をたててまとめる。望遠鏡と検出器の詳細についても、次節にまとめる。設計寿命は 3 年で考えており、現時点では、このうち 1 年ほどを主要科学目標である埋もれた AGN の進化に、残りをその他のプロジェクト観測と公募観測などに使用することを考えている。

3.1.2 姿勢系の検討

前節で示した衛星の形状における最大の特徴は、10 m という長い焦点距離にある。焦点距離を稼ぐためには、望遠鏡か検出器のどちらかを EOB で進展する先に置く必要がある。図 3.3 では、望遠鏡部を進展させる案を示している。なお、赤くシルクハットのつばのように描かれているのが、CXB バッフルである。この長い焦点距離のため、小型衛星ながら慣性モーメントの大きな衛星となる。また、EOB という剛性の低い構造の両端に重い望遠鏡と衛星本体が繋がった形状ながら、日本の X 線天文衛星において過去最高の空間分解能を達成する必要がある。この「大きな慣性モーメントへの対応」と「システムとしての高空間分解能の達成」が姿勢系検討における重要項目である。

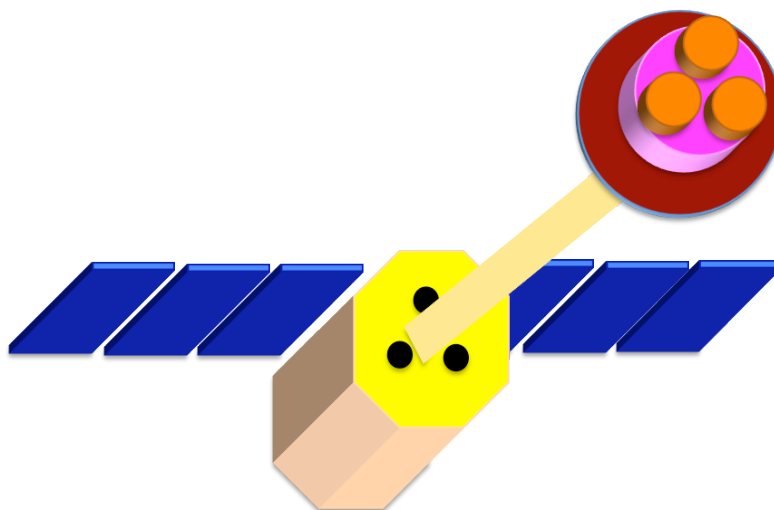


図 3.3: 検討中の衛星の概略図

前者については、まずは簡単なモデルを仮定して、慣性モーメントと重力傾斜トルクの評価をおこなった。その結果、慣性モーメントに関しては概略で ASTRO-H の 75% となる見込みで、小型標準のリアクションホール (RW) および磁気トルカ (MTQ) では重力傾斜トルクをまかなうことができない。これ以上の検討は、今後、衛星メーカーと共におこなっていく必要がある (2015 年 5 月時点)。

後者については、姿勢「制御」精度を迫及するのではなく、姿勢「決定」精度を迫及する方針をとる。つまり、この長い望遠鏡衛星を剛と考えて、その姿勢そのものを秒角で制御するのではなく、むしろ衛星は柔であると考えてある程度の揺れは許容し、X線光子の到来方向を再構築する精度を高めるということである。その為には、STT の高精度化と、望遠鏡と衛星の相対的な位置関係の把握が必須である。

図 3.4 は、STT の高精度化と、望遠鏡と衛星の相対的な位置関係の把握に対する我々の考え方を概念化したものである。まず、STT に関しては、望遠鏡と同軸に 1 台を設置することで、STT 間のアラインメント誤差が姿勢決定に与える影響をなくす。また、望遠鏡と衛星の相対的な位置関係の把握に関しては、ASTRO-H で導入された Laser Metrology System を用いる。いずれも高角度分解能を達成するためには、ASTRO-H から技術を最大限流用しつつも、各々の精度を大きく改善することが必要である。

STT の高精度化に関しては、ASTRO-H に用いる「次世代 STT(以下、NSTT)」をほぼそのまま用いることを検討している。NSTT に要求される精度は ASTRO-H ではバイアス、ランダム誤差ともに X,Y 方向では 6 arcsec (3σ) である。ただし、この値はシステム側の協力(熱制御、校正運用、更新周期)やソフトウェア的な改修により改善でき、総合的な NSTT の誤差は 3 arcsec (3σ) 以下になるという見込みを開発者との検討により得ている。今後は具体的な改善作業について協議していく。

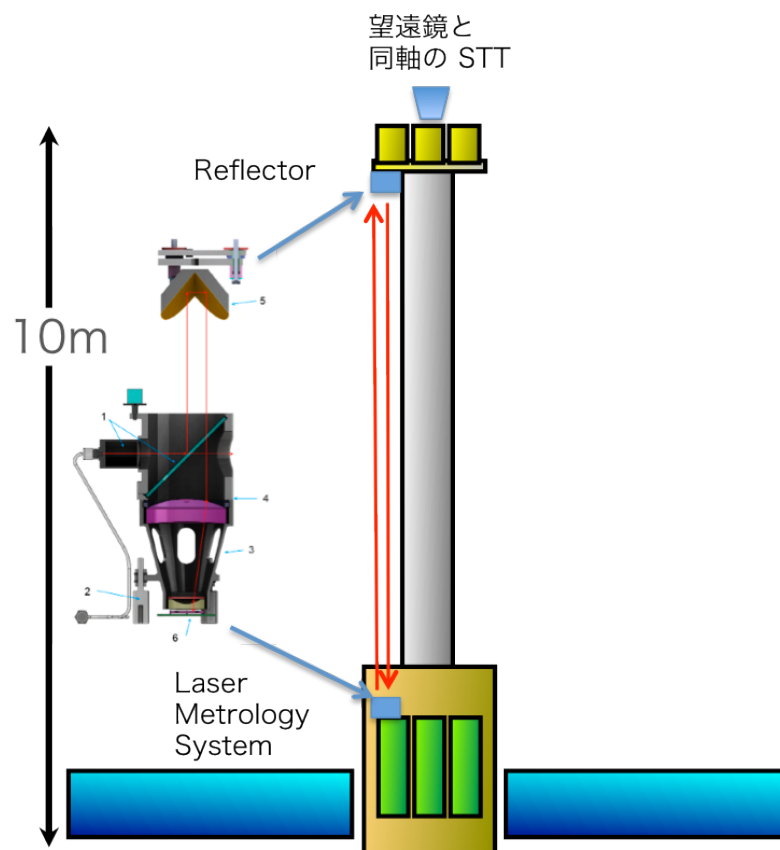


図 3.4: 検討中の衛星の概略図

3.2 高角度分解能X線望遠鏡

3.2.1 望遠鏡の構造と要求性能

X線望遠鏡（XRT）において、究極の角度分解能をえるためには、正確な Wolter I 型斜入射光学系を用いることが必要である。この光学系は図 3.5 で示すように、回転放物面と回転双曲面からなり、図右から入射してきた X 線は primary reflector と呼ばれる回転放物面で反射し、ついで、secondary reflector と呼ばれる回転双曲面で反射し、焦点面で像を結ぶ。ところが、正確な二つの曲面を実現するためには、反射鏡基板の形状精度を高くすることが必要であり、重量が重くなる。そのため、これまでの日本の X 線衛星では、この二つの曲面を円錐面で近似し、角度分解能をある程度犠牲にして大きな有効面積を獲得してきた。FORCE では、**正確な Wolter I 型を軽量に実現しようとする新しい試み**に挑む。

FORCE 搭載用 X 線望遠鏡に対する要求を表 3.7 にまとめる。

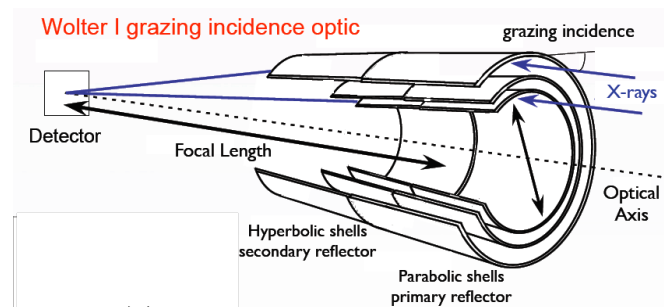


図 3.5: Wolter I grazing incidence optics

表 3.7: X 線望遠鏡に対する要求

項目	要求	補足
結像性能	$< 15''$	goal $< 10''$
有効面積	$> 350 \text{ cm}^2 @ 30 \text{ keV}$	
視野	$> 7' \text{ (FWHM)} @ 30 \text{ keV}$	
エネルギー帯域	$1 - 80 \text{ keV}$	

3.2.2 光学系デザイン

小型衛星という制約の中で、表 3.7 の要求を満足するための光学系デザインを検討する上では、望遠鏡の構成ならびに焦点距離がキーパラメータとなる。

FORCE の望遠鏡には $15''$ 以下の結像性能が要求されることから、望遠鏡内部の温度ムラを極力小さくし、望遠鏡を動作温度に維持しておく必要がある。この目的のためにサーマルシールドまたはサーマルプリコリメータが用いられる。FORCE ではエネルギー範囲への要求が 1 keV 以上であること、省電力化が必要であることから、ASTRO-H 硬 X 線望遠鏡同様にサーマルシールドで望遠鏡と宇宙空間とを熱的に遮断する方法を採用する予定である。また、バックグラウンドを下げるためにも宇宙 X 線背景放射の視野外からの漏れ込み、ならびに、視野外他天体からの漏れ込みを防ぐ必要がある。視野外からの X 線（迷光）の除去には ASTRO-H でも採用された「プリコリメータ」が有効であり、この搭載を前提にデザインを検討する。

焦点距離は長い方が硬 X 線領域での集光力は向上するが、小型衛星ということを考えると NuSTAR と同じ 10 m が現実的と考え、まずは焦点距離 10 m で設計する。

以上の条件のもと、次の 2 点を考慮に入れて、望遠鏡搭載台数と口径（最大）の関係を調べた。

- 宇宙 X 線背景放射 (CXB) の検出器への漏れ込みを無くす。
- 望遠鏡伸展部収納時に衛星搭載領域（許容包絡域）に納める。

望遠鏡の台数と口径 (最大) の検討

図 3.6 左はイプシロンロケットの衛星搭載部の許容包絡域を表す。斜線部の領域に衛星が納まるようにしなければならない。右図は、望遠鏡伸展時の望遠鏡と検出器の位置関係を表している。なお、検出器のサイズを一辺 50 mm としているので、図中の d は 25 mm である。

CXB の漏れ込みを無くすためには、検出器が直接宇宙をみるようなパスを無くす必要がある。これを行っているのが検出器から高さ m の位置にあるバッフルである。このバッフルには望遠鏡からの X 線が通過する穴が開いており、検出器はこの穴を通して直接宇宙空間を見ることが可能となる。検出器が宇宙空間を直接見るパスを減らすために、穴の大きさはアライメント誤差分のわずかなクリアランス (5 mm を仮定) を入れるだけの方が良く、また、位置は望遠鏡に近い方、すなわち m が大きい方がよい。そこで、バッフルを許容包絡域最下部から 1205 mm (=500+705) の位置に、その上に伸展光学台 (EOB) を置く。

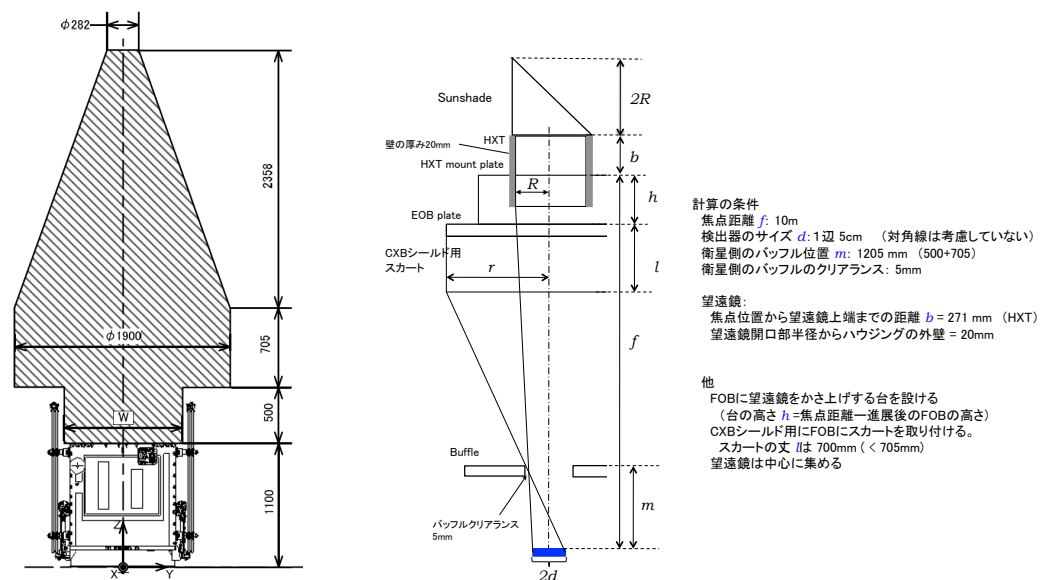


図 3.6: 許容包絡域（斜線部）と望遠鏡伸展時の各プレートの関係

望遠鏡は EOB top plate に直に設置する必要はなく、嵩上げしても良い。図中の h が嵩上げる高さを表しており、望遠鏡は嵩上げされた HXT mount plate 上に設置されることになる。この方が CXB シールドを検出器側に設置でき有利になるとともに、EOB を伸展する長さを短くすることができる。ただし、包絡域は上部に行くほど狭くなるために、嵩上げすると望遠鏡の口径や台数に大きな制限が課せられることになる。図 3.7 は、伸展時の EOB の高さ（最下部からの長さ）と望遠鏡の最大半径（開口部）を求めたものである。望遠鏡が 2 台、3 台、4 台の場合について計算している。検出器から EOB 上面までの距離 ($f-h$) が小さいほど、必要な焦点距離を得るために h が大きくなる。すなわち、包絡域の上部に望遠鏡を設置することになり、その結果、望遠鏡の口径が小さくなる。これがロケット許容包絡域境界からくる制限である。

望遠鏡の口径を大きくすると、バッフルの穴の径が大きくなるために、CXB が EOB の外側から検出器に直接入ってくるようなパスができる。これを防ぐために、EOB の周囲に長さ l のスカートを設置し、シールド用の箔を必要箇所に取り付け、検出器が直接宇宙空間をみるという工夫を行う。ただし、 l は 700 mm 以下にする必要があることから望遠鏡半径にも制限がかかる。これが CXB シールドからくる制限である。

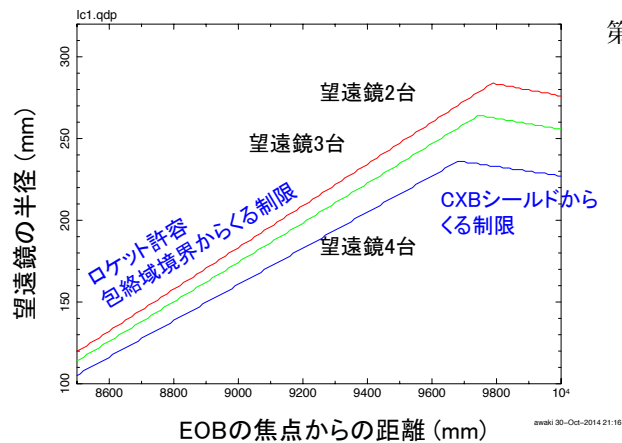


図 3.7: 許容包絡域と CXB シールドの制限から決まる望遠鏡最大口径と HXT mount plate の高さ

望遠鏡の台数により EOB の長さは変わるが、9700~9800 mm のところに最大口径がくる。9800 mm とすると、HXT mount plate 上面は EOB 上面から 200 mm の高さとなる。この場合、EOB top plate を収納時の高さ 1200 mm から 9800 mm まで延ばす必要がある。

望遠鏡をトッププレートに取り付けるためには、マウントタブ、望遠鏡取り付け穴などが必要になる。このために必要な大きさを 25 mm と見積もると、表 3.8 に示すような搭載台数と最大口径が与えられる。表中の有効面積は、ASTRO-H HXT と同じハウジングデザインならびに、多層膜パラメータを仮定して計算している。

図 3.8 は HXT mount plate に望遠鏡を配置した時の様子である。望遠鏡 2 台の場合は有効面積を大きくとれず要求を満たさないで、ここでは 3 台と 4 台の場合についてのみ示す。なお、EOB top plate または HXT mount plate には STT を設置する必要がある。望遠鏡 3 台の場合は、 $\phi 500$ の STT が 2 台、望遠鏡 4 台の場合は $\phi 400$ が 1 台、この他に $\phi 350$ は 2 台設置可能であろう。STT のデザインの検討状況に応じて、望遠鏡サイズの最適化を行う。

表 3.8: 望遠鏡台数と最大口径 (焦点距離 10m を仮定)

搭載台数	最大口径 (mm)	層数	有効面積@30 keV/台 (cm ² /台)	全有効面積@30 keV@TP=0.75 (cm ²)
2	540	221	174	261
3	500	200	171	385
4	440	187	164	492

多層膜デザインの検討

ASTRO-H 硬 X 線望遠鏡の場合、多層膜として Pt/C を選択した。しかし、他の元素の組み合わせの多層膜望遠鏡も存在している。ここでは Ni/C について検討を行う。Ni/C を検討した理由は、Pt/C の場合、Pt-K 吸収端以上のエネルギーで有効面積を増やすのは困難であるが、Ni/C の場合、層数を増やすことで 80 keV 以上でも有効面積を大きくすることが可能なためである。

図 3.9 は、Ni/C を多層膜材料として選択した場合の有効面積である。口径と焦点距離、Throuput (以後、TP) はそれぞれ 400 mm、10 m、1 である。検討にあたり着目した点は次の通りである。

- (1) 指定したエネルギー範囲で多層膜デザインを最適化した時の有効面積 (図 3.9 左)
- (2) 20–40 keV の範囲で有効面積を最適化した時の多層膜積層数と有効面積の関係 (図 3.9 右)

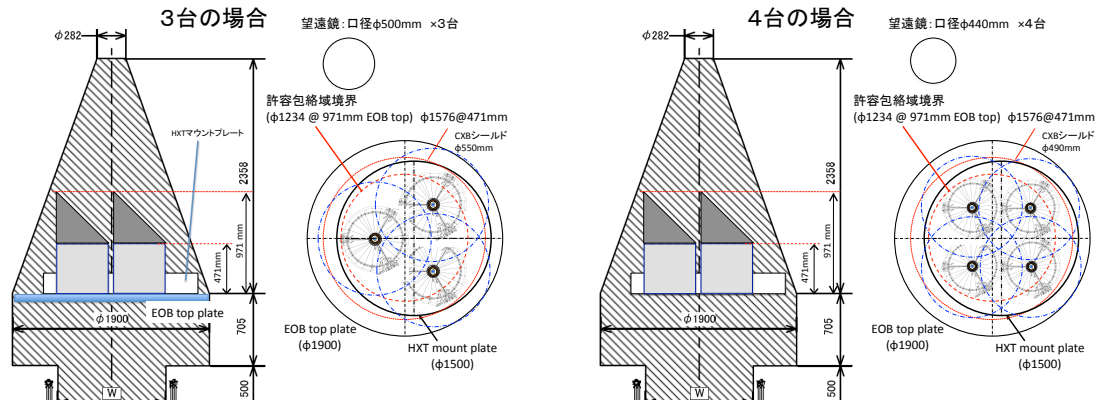


図 3.8: EOB top plate 上での望遠鏡の配置図。左は 3 台の場合 (口径 500 mm)、右は 4 台の場合 (口径 440 mm) である。

図には参考として、ASTRO-H HXT の有効面積も記載している。HXT の焦点距離は 12m なので、比較する場合、有効面積を 2/3 倍する必要がある。Ni/C では、80keV 以上の有効面積は大幅に増加するが、Ni の K 吸収端から 20 keV の帯域で有効面積の落ち込みが見られる。また、Pt/C と同等の有効面積を得るには、層数が 400 層以上必要であり、層数の増加による界面粗さ悪化の懸念や成膜時間の増加など多くの検討課題がある。上記から、現時点では ASTRO-H で経験のある Pt/C が適切であると判断した。

他の組み合わせとして、W/C,W/Si を用いた場合の課題をあげておく。この組み合わせは界面粗さに課題があるが、これを改善することにより 70keV 以下の帯域で有効面積が増加する可能性がある。ただし、69keV にタングステンの K 吸収端があり、観測帯域の上限が低下する。観測からの要求も合わせて検討する必要がある。

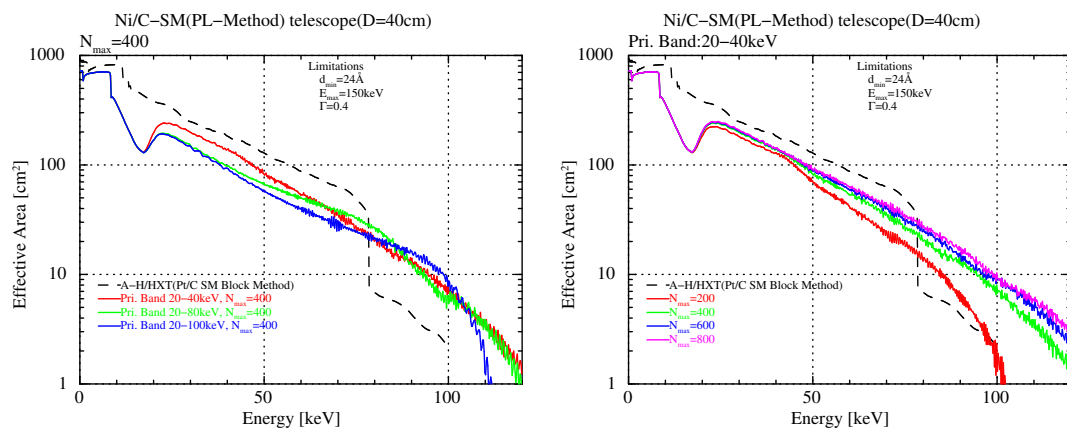


図 3.9: 硬 X 線望遠鏡 1 台あたりの有効面積。左図：多層膜 400 枚で、20-40(赤)、-80(緑)、-100(青) keV の範囲に有効面積を最適化したときの有効面積。右図：20-40 keV の範囲に有効面積を最適化したときの、多層膜 200(緑)、400(赤)、600(青)、800(ピンク) 枚のときの有効面積。比較のために図には ASTRO-H HXT の有効面積 (黒破線) を載せている。

焦点距離

これまで焦点距離を 10 m で検討したが、焦点距離が短い方が衛星システム設計上有利である。そこで、焦点距離 10 m 以外で、8 m の場合の有効面積を計算した。望遠鏡ハウジングデザイン等は最適化の検討中であるので、まずは、スタート点として、ASTRO-H 硬 X 線望遠鏡と同じ形状のアライメントバーによる遮

蔽を仮定している。また、最初の試みとして望遠鏡のデザインパラメータも ASTRO-H 硬 X 線望遠鏡と同じ次のものを仮定した。

1. フォイル長 200 mm /stage
2. フォイル厚 0.22 mm
3. 多層膜金属 Pt/C (ASTRO-H HXT と同じ多層膜パラメータを使用)

3 台以上の搭載を想定し、最大口径 440 mm, 500 mm で有効面積を計算した。図 3.10 は、左が口径 440 mm, 右が口径 500 mm の場合である。30 keV での有効面積を比較すると、8 m の場合は口径 440 mm, 500 mm でそれぞれ 98, 99 cm² であり、TP=0.75 を仮定すると、4 台搭載しても 300 cm² であり、要求仕様に満たない。一方、焦点距離 10 m の場合は、表 3.8 に示した通り、3 台以上の搭載で要求仕様を満足する。

今後の技術開発による焦点距離 12 m の可能性も考え、参考として 12 m の場合についても計算した (図 3.10 の赤)。焦点距離 10 m と比較し約 1.5 倍の有効面積をとることができる。

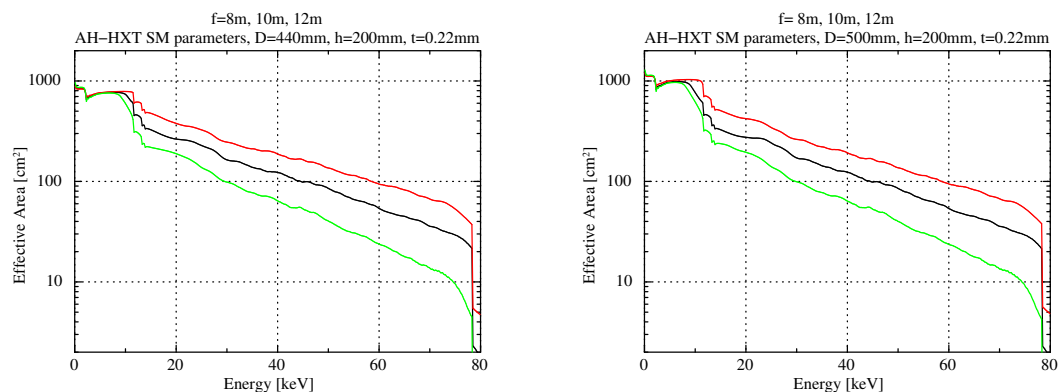


図 3.10: 口径 440 mm (左) と口径 500 mm (右) の場合の 1 台あたりの有効面積。黒は 10 m, 緑は 8 m をそれぞれ表す。TP=1 を仮定。参考として焦点距離 12 m も示す (赤) ,

望遠鏡台数とデザインのまとめ

これまでの検討で、焦点距離：10 m 以上必要であること、望遠鏡台数：3 台以上必要であることがわかった。より現実的な設計に近づけるために、望遠鏡口径として最大口径ではなく、top plate 上での領域のマージンも考慮に入れ、3 台 口径 440 mm (最大口径より 60 mm 減)、4 台口径 400 mm (最大口径より 40 mm 減) で、有効面積の推定を行った。表 3.9、図 3.11 に結果を示す。

3、4 台の場合とも、要求仕様を満足していることがわかる。有効面積の点から 4 台搭載が望ましいが、開発コストや期間等を考慮し、現在は、3 台を想定してデザインをまとめている (表 3.10)。

表 3.9: 望遠鏡台数と口径 (焦点距離 10m)

台数	口径 (mm)	推定重量 [†] (kg/台)	電力 [‡] (W/台)	有効面積@30 keV/台 (cm ² /台), TP=1.0	全有効面積@30 keV@TP=0.75 (cm ²)
3	440	68	29	164	369
4	400	55	24	158	474

[†] 口径 450 mm で重量 70 kg を仮定し、口径の 2 乗でスケールアップしている。

[‡] 口径 450 mm で 30W を仮定し、口径の 2 乗でスケールアップしている。

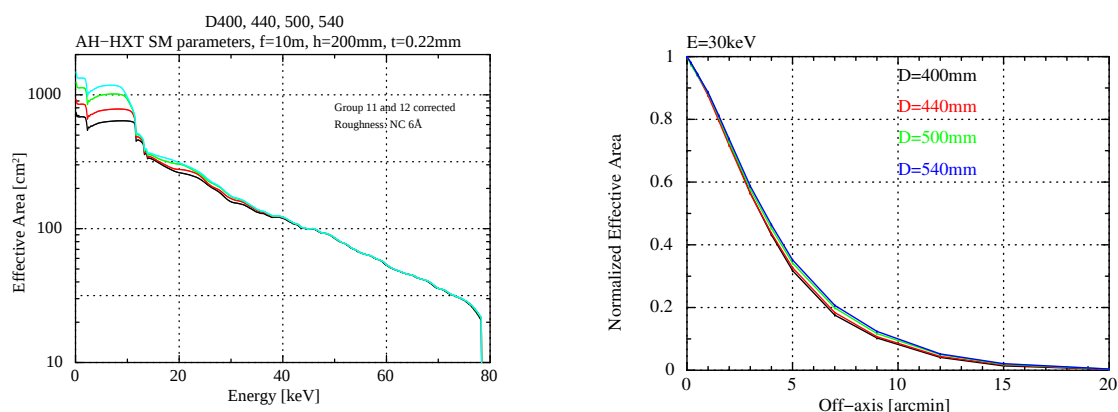


図 3.11: 1 台あたりの有効面積 (左) と 30 keV での vignetting function(右)。左図では 10 keV 以下での有効面積が大きい順に口径 540 mm, 500 mm, 440 mm, 400 mm である。540 mm, 500 mm は、2 台、3 台搭載時の最大口径に相当し参考として掲載している。

表 3.10: 望遠鏡デザインのとまとめ

項目	仕様	補足
焦点距離	10 m	
口径	440 mm	最大口径より 60 mm 減
台数	3	3 台での有効面積 369 cm ² @ 30 keV
反射鏡	t0.22 mm, H200 mm	
層数	187	
多層膜	Pt/C	W/C 等の可能性も今後検討する予定
推定重量	68 kg/台 (合計 204 kg)	
推定電力	約 30 W/台 (合計 90 W)	

3.2.3 大面積高角度分解能 X 線望遠鏡用基盤技術

高精度基板

大面積高角度分解能 X 線望遠鏡を実現するために、10 keV 以下の領域において反射鏡が開発されている。主なものを表 3.11 に示す。10 秒角に迫る望遠鏡が現実的になっている。

NASA/GSFC で開発している Slumped glass は 10" 以下の結像性能を持ち、Slumped glass 上に多層膜を成膜することで、硬 X 線望遠鏡の製作が可能であるが (例、NuSTAR)、精度の高い反射鏡を製作するには精度の高いマンドレルが必要となり、費用的にも時間的にも大きな課題となる。特に、マンドレルの製作には 1 つあたり 6 ヶ月近くかかると予想され、200 層作る場合、2 段で 400 種類必要があり、仮に 1 年で 20 マンドレル製作できても 20 年費やすことになる。

マンドレルを使わない方法で最も現実的なものが Silicon Mirror である (Riveros et al. (2014))。これは Si block の表面を Wolter 形状 (回転双曲面、もしくは、回転放物面) に研磨し、それを反射鏡の形に薄くスライスするものである (図 3.12)。この方法で制作された Si 基板の表面は滑らかなため、基板表面に直接多層膜成膜が可能である。表面粗さは数オングストローム程度以下に抑えられている。1 つの基板を約 25 時間で製作可能である。

現在、図 3.12 で示すように 0.47 mm 厚の Si 基板が出来ており、その表面形状も Si 基板を block からはぎ取る前と同レベルにまで達している。これまでに、表面形状として方物面/双曲面を模擬した、曲率面を制作しており、すでに反射鏡単体で 10" 以下の性能が出ている。図 3.13 は、Si 基板の形状を、可視光の干

表 3.11: 基板製作技術

基板タイプ	鏡面物質	結像性能	硬 X 線反射鏡としての課題
Si Pore optics	Ir (Pt, Au, W)	10'' (HEW)	Si は硬く、曲率半径を小さく曲げることができない。硬 X 線の反射には小さな入射角が効率がよく、半径の小さな反射鏡が必要。そのため、Si を曲げる技術を開発する必要がある。
Slumped glass	Ir (Pt, Au)	9'' (HPD)	マンドレル製作にコストと日数がかかる。基板が数百ミクロン程度と薄いため、多層膜（とくに Pt）の内部応力で変形し、結像性能が劣化する可能性がある。
Si mirror		~10'' (HPD)	反射鏡を直接研磨するためマンドレルが不要。反射鏡単体で、10'' 程度の性能が出始めている。多層膜の内部応力の影響は Slumped glass 基板と同程度と予想できる。
Electroformed Ni Coshell	Pt/C (+Ni/C)	15'' (HPD)	Full shell のため多層膜の内部応力の影響は小さいと予想できる。ただし、基板の電気分解形成にはマンドレルが必要であり、Slumped glass 同様、コストと時間がかかる。
CFRP	Pt	60'' (HPD)	10 秒角到達にはもう少し時間が必要

渉計で測定した結果で、サブミクロンの精度で基板形状ができていることがわかる。

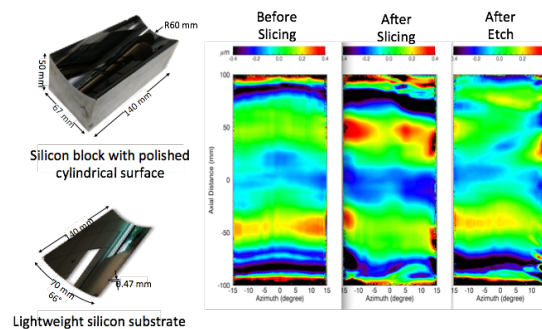


図 3.12: Si mirror 法で製作した基板。左上は Si block を Wire EDM で加工したのち研磨したものである。左下は研磨した Si block から薄くはぎ取ったものである。右は各工程後の表面形状誤差を示す。Etch を行うことで形状が Slice 前と同等に改善していることがわかる (Riveros et al. (2014))。

多層膜成膜技術

従来の X 線望遠鏡（「すざく」「XMM-Newton」「Chandra」など）は X 線反射鏡基板の上に金またはプラチナの単層膜成膜を行っており、10 keV 以上で大きな有効面積を得ることは困難であった。10 keV の壁を破るために開発されたのが、名古屋大学の Depth-graded 多層膜技術である (Yamashita et al. (1998))。ブラッグ反射の場合、ブラッグの条件を満たすエネルギーの X 線を反射する。通常多層膜では層の間隔 (d) は表面からの深さによらず一定であるが、Depth-graded 多層膜技術では表面からの深さによって層の間隔を変えている。これにより広いエネルギー帯で反射率を得ることができる。名古屋大学は多層膜成膜装置を

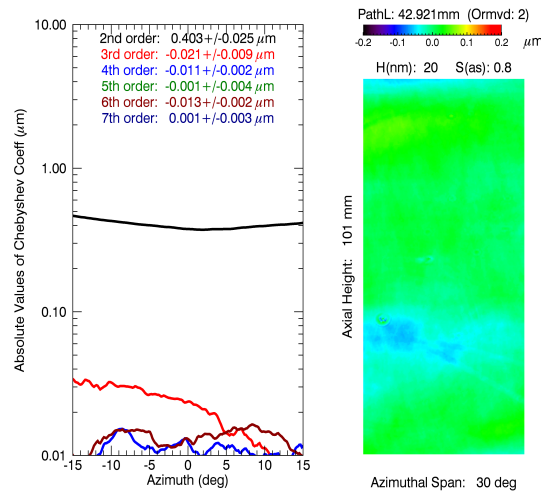


図 3.13: Si mirror 法で製作した基板を可視光干渉系で形状測定した結果。右の図は、ミラーの表面の各点が、本来の形状からどれだけズレているかを示す。左の図は、母線形状を多項式で表した時の係数を表す。2次の項以外の係数が非常に小さい、つまり、母線が球面形状の一部でよく表されることをします。

有しており、ASTRO-H 硬 X 線望遠鏡を 3 年間で製作したという実績を持っている。また、GSFC では、反射鏡の鏡面と裏側にまったく同じ薄膜を成膜して、内部応力を表面と裏面で打ち消す方法を開発しており、これによって内部応力による角度分解能の劣化を最小限にとどめる。

また、多層膜の積み方に関する研究も行っている。ASTRO-H 硬 X 線望遠鏡では block 法と呼ばれる多層膜の積層を行っている。この方法は成膜が簡単であるが、反射率が大きく振動するという欠点をもつ。NuSTAR で採用した Power law 法も反射率が大きく振動する。この振動を減らすための積層パターンの最適化の研究も進んでいる (Yao et al. (2013)、Yao は 2013 年名古屋大学で学位を取得)。図は 10–55 keV をターゲットに最適化した例である。

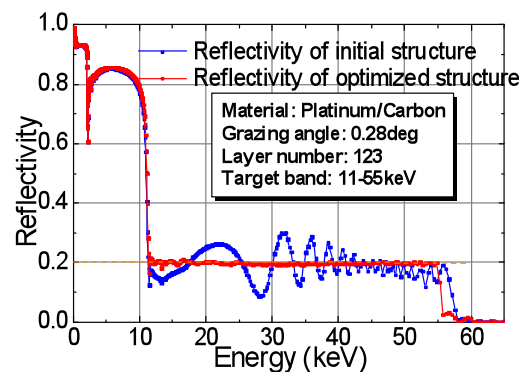


図 3.14: 多層膜積層の最適化の例。10–55 keV をターゲットとして最適化 (Yao et al. (2013))

組上げ技術

高角度分解能を実現するためには、基板間の調整も高精度で行う必要がある。高角度分解能を持つ Slumped glass を使って組み上げ技術の開発が行われており、現在、3 組みではあるが組み上げに関する誤差がほとんど無い状態で組み上げられるところまできた (Zhang et al. (2014), Biskach et al. (2014))。つまり、反射鏡単体、もしくは 1 組での角度分解能と、3 組での角度分解能は同等である。各基板はエポキシ接着剤で固着されている。この方法で組み上げることで、組み上げ誤差を反射鏡の形状誤差よりも小さくすることが

可能であり、反射鏡の組み上げによる位置決め誤差が成長しないので、数十組、もしくは、数百組にしても、同程度の角度分解能を達成できる見込みがある。この組み上げ方法は、Si 基板にも適用でき、Slumped glass を Si 基板に置き換えることによって、Si mirror が完成する。これまでの試験で組み上げられたテスト品は、NASA の打ち上げ環境基準に基づいて行われた、振動試験、熱試験、音響試験を通過しており、すでに確立された技術であることが示されている。

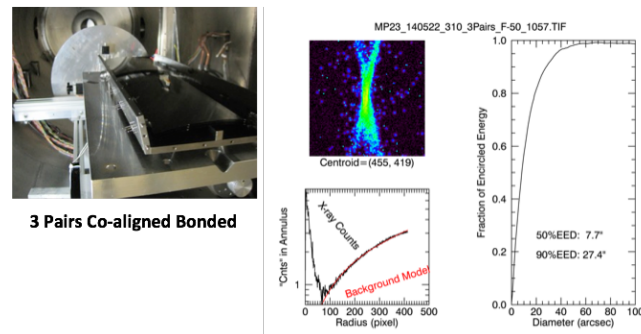


図 3.15: Slumped glass 法で製作した基板の結像性能。3 組のものである Biskach et al. (2014)。

3.3 広帯域ハイブリッドX線撮像装置 (WHXI)

3.3.1 要求の検討

ミッション要求と設計の基本方針

ミッションの基本仕様から導かれるX線検出器システムに対する要求は下記の通りである。

表 3.12: ミッション基本仕様からのX線検出器システムに対する要求

項目	要求	補足
エネルギーバンド	1-80 keV	
検出器バックグラウンド	ASTRO-H HXI と同等	
検出器エネルギー分解能	300 eV (FWHM) at 6 keV	Mn-K α と K β が分離可能
画素サイズ	200 μ m	焦点距離 10m で 4 秒角に対応
撮像領域サイズ	20 $\times$ 20mm ²	同じく視野 7' $\times$ 7' に対応

既に確立した技術、および WG 申請 2 年後をメドに実現する可能性の高い技術を検討して、下記の基本方針を得た。

1. X線望遠鏡の持つ広帯域X線集光能力を最大限に利用するために、その焦点面検出器を、10 keV 以下の軟 X 線をシリコン素子、また 10 keV 以上の硬 X 線をテルル化カドミウム (CdTe) 素子と、二種類の半導体を組み合わせた検出器とする。
2. 10–20 keV から 80 keV までを担当する CdTe 素子の上部に、1 keV から 10–20 keV までの領域を担当するシリコン素子を置き、シリコン素子を「透過型」として用いたハイブリッド構造を持つ。

このようなハイブリッドの構成は、「すぎく」衛星の硬 X 線検出器 (HXD) によって確立した日本独自の概念である。「透過型」の検出部を導入することで、広い範囲のエネルギーをコンパクトな検出器素子でカバーすることが可能となり、アクティブシールドと組み合わせて低バックグラウンドの検出器がコンパクトに実現される (Takahashi et al., 2004, 2007)。われわれは、シリコンと CdTe の両面ストリップ検出器 (Takeda et al., 2007; Watanabe et al., 2007) を新たに開発し、5 keV から 80 keV に感度を持つハイブリッド型の検出器を、ASTRO-H 衛星の硬 X 線望遠鏡の焦点面検出器 (HXI: Hard X-ray Imager) として実現した (Kokubun et al., 2012)。また、Athena 衛星の前身の IXO 衛星において、日本が DEPFET シリコン検出器と CdTe 両面ストリップ検出器を組み合わせた形で提案を行い、最終提案にとりこまれた。

FORCE の焦点面検出器は、このハイブリッド型検出器をさらに発展させたものである。ASTRO-H 搭載 HXI の下限値を 1 keV に下げ、また 300 eV のエネルギー分解能を 10 keV 程度以下のエネルギーで持つことが要求される。また、数 mm という浅い焦点深度にも対応が必要である。そのため、HXI のシリコン層である両面シリコンストリップ素子 (DSSD) を、基本仕様を満たす新たなシリコン素子に変更し、CdTe 素子と一体になるように実装したハイブリッドカメラが、FORCE の要求を満たすための最も確実な方法と判断した。その際、ハイブリッドカメラを構成するために、シリコン素子は下記の要求を満たす必要がある。

1. シリコン素子が CdTe 素子とアクティブシールドシンチレーターが構成する反同時計測に参加できること。これは非 X 線バックグラウンドの要求を満たすためである。
2. シリコン素子と CdTe 素子の動作温度が同じ、または近い事。これは実現性の高いサブシステム設計を行うためである。

この条件を満たすシリコン素子として現在最も有望なのが、京都大学を中心に開発を進めている X 線 SOI ピクセル検出器 (X 線 SOIPIX) である (Tsuru et al., 2014)。そこで、この X 線 SOIPIX 素子と CdTe 両面スト

リップ検出器の組み合わせを基本的な方針とする。以下では、このX線検出器システムを「広帯域ハイブリッドX線撮像装置 (WHXI)」と呼ぶ。ミッションの基本仕様を満たす仕様を検出器側のベース仕様と呼び、さらなる性能向上を目指した仕様をゴール仕様と呼ぶ。

衛星システムおよび WHXI サブシステムへの要求

ASTRO-H 衛星 HXI から WHXI に発展させる上で、新たに生ずる衛星システムおよび WHXI サブシステムに対する要求は下記の通りである。

熱環境： X線 SOIPIX 素子と CdTe 素子はきわめて近くに配置されるので、動作温度環境はできるだけ近い事が望ましい。CdTe 素子の最適温度は $-30 \sim -15^{\circ}\text{C}$ とされており、これより低温にすると電荷転送において性能劣化する可能性がある。したがって、動作温度については、WHXI の構成を前提とした検討が必要である。現時点では、SOIPIX の温度性能特性も考慮し、 $-30 \sim -20^{\circ}\text{C}$ を動作温度とする。この温度を達成するだけの排熱能力が衛星システムに求められる。また、サブシステム側はこの温度環境を無理無く達成可能な消費電力、排熱構造などを実現する必要がある。

衛星筐体での散乱X線： 太陽フレアX線によって衛星筐体で作られる散乱X線が、視野内に混入しない構造がシステムおよびサブシステムに要求される。

コンタミネーション： 軟X線の検出感度を落とさないために、衛星システムおよびサブシステムに汚染物質を適切な値以下にコントロールすることが要求される。

3.3.2 設計検討

ワイドバンド性能

半導体検出器の硬X線感度は空乏層の厚みで決まる。これまでの開発で SOIPIX では $260\mu\text{m}$ 、CdTe は $750\mu\text{m}$ の空乏層が実現されており、 80keV X線に対する量子効率¹⁾は 55% で検出可能である (図 3.16)。これをベース仕様とする。さらなる感度上昇を目指し、SOIPIX の空乏層の厚み $500\mu\text{m}$ をゴール仕様とする。一方、軟X線側は SOIPIX を裏面照射型として使用することで高い感度を得る。また、デブリ対策や放射

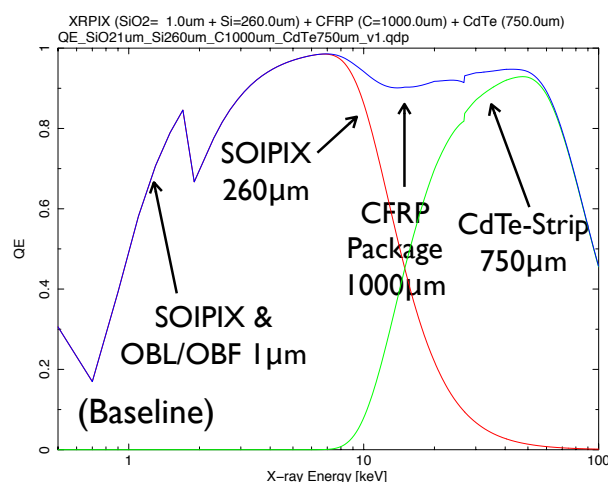


図 3.16: 検出感度 (ベース仕様)

線耐性の点からも裏面照射型が望ましい。SOIPIX は可視光にも感度を持つため、裏面に光学遮断層を施す

か、光学遮断膜を持つ。どちらの方法もこれまでのX線CCDカメラで実現されており、SOIPIXでも裏面にアルミ光学遮断層を持つので、実現に大きな困難はない。最終的に軟X線感度はSOIPIXのアルミ光学遮断層を含む裏面の構造と光学遮断膜の厚みで決まる。ミッション要求と技術的実現性を考慮し、不感層厚み $1\mu\text{m}$ をベース仕様とする(図3.16)。

素子および光学遮断膜の他に2つの点を考慮する必要がある。まず、軟X線感度を保つためには、コンタミネーション管理が重要である。 -110°C 以下で動作させるASTRO-H SXI(X線CCD)ではカメラ内の嚴重コンタミネーション管理、コンタミ遮断膜、ベントパイプを施した。WHXIではこの経験を活かす。次にSOIPIXの透過部の構造である。理想的にはSOIPIX素子のウェハのみの構造が望ましいが、実際にSOIPIX素子を機械的に支え、排熱するためのサポート構造が必要になる。CdTe素子の前に置かれるために、 20keV 付近の感度が一旦下がる可能性がある。この影響をできるだけ小さくするために、サポート構造の工夫が必要である。今後CFRPおよびグラファイトシートを念頭に検討を行う。図3.16では 1mm 厚みのCFRPをサポート構造に使った場合のQEを示している。

撮像領域サイズ

ミッション要求の視野7分角から焦点距離を考慮し、撮像領域サイズとして $20\times 20\text{mm}^2$ をベース仕様とする。ミラーの有効面積は視野中心が最大で、中心から外れるに従い有効面積が落ちていく。これをビグネッティングと呼ぶ。ビグネッティングは軟X線では緩やか(視野の端でも有効面積があまり落ちない)で硬X線に行くに従いシャープになる(図3.17)。従って望遠鏡の持つ性能を出来るだけ引き出すため、実現性も考慮しゴール仕様としてCdTe素子の撮像領域とSOIPIX側透過部として $32\times 32\text{mm}^2$ を、SOIPIX素子の撮像領域 $44\times 44\text{mm}^2$ を設定する。これを踏まえたハイブリッド構造の概念図を図3.18に示す。

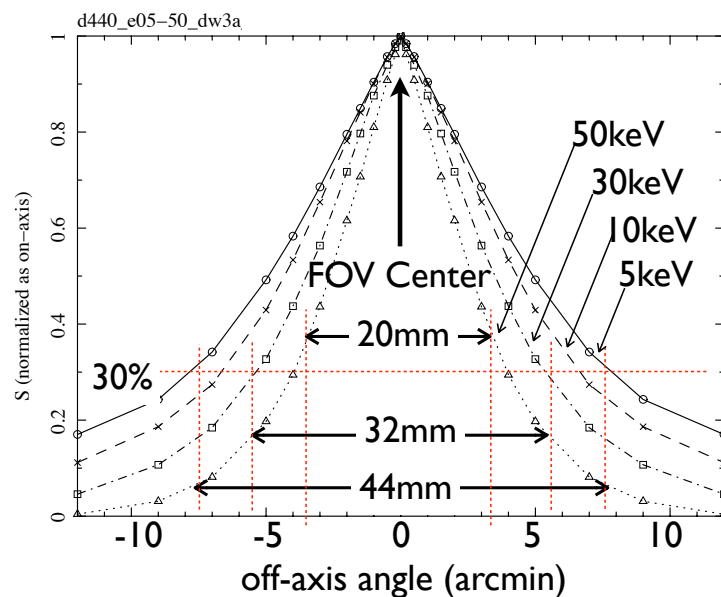


図 3.17: ビグネッティングカーブ (視野中心に対する望遠鏡の有効面積の比)

仕様のまとめ

以上の議論から表 3.13 に仕様をまとめる。

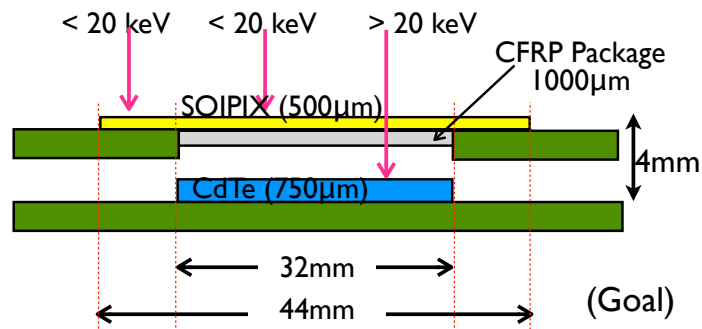


図 3.18: ハイブリッド構造の概念図 (ゴール仕様)

表 3.13: X線検出器システム (CdTe-DSD、X線 SOIPIX) の仕様

項目	ベース仕様 (要求仕様)	ゴール仕様
エネルギーバンド	1-80 keV	0.5-80 keV
Si の不感層厚み	1 μm	(検討中)
Si の空乏層厚み	260 μm	500 μm
CdTe の空乏層厚み	750 μm	750 μm
検出器エネルギー分解能 (6keV)	300 eV (FWHM)	200 eV (FWHM)
画素サイズ	200 μm	100 μm (CdTe)、36 μm (Si)
撮像領域サイズ	20mm 角	32mm 角 (CdTe)、44mm(Si)
検出器バックグラウンド	ASTRO-H HXI と同等	
動作温度	-30C° ~ -20C°	

読み出しシステム

WHXI の読み出しは大きく CdTe 用、SOIPIX 用、シールドカウンタ用の 3 つがある。アナログ読み出し部分は独立だが、反同時計測を処理する部分でカップルすることになる。それぞれの検出器は別々の機関で開発する。そこで、開発のやりやすさやお互いのインターフェースを考慮し、図 3.19 に示すブロックダイアグラムとする。MXS は、Modulated X-ray Source と呼ばれる X 線発生装置で、タイミングタグに従ってキャリブレーション用の X 線をセンサーに照射するものである。採用については今後検討を行う。

表 3.14: CdTe-DSD の性能

	ASTRO-H HXI	FOXSI2
ピクセルサイズ	250 μm 角	65 μm 角
撮像サイズ	32 mm 角	8.3 mm 角
空乏層厚み	750 μm	750 μm

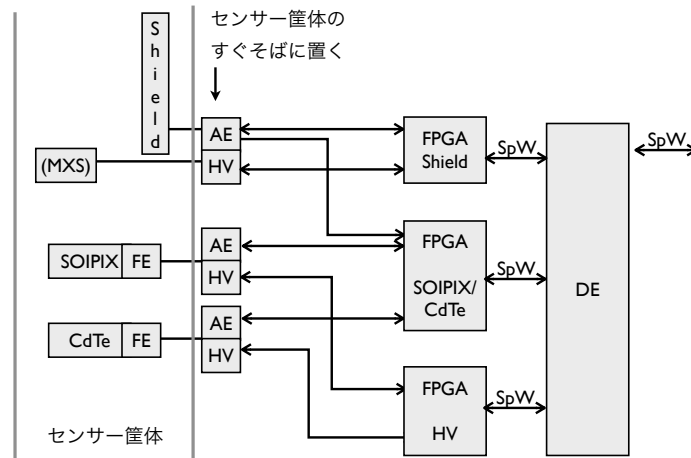


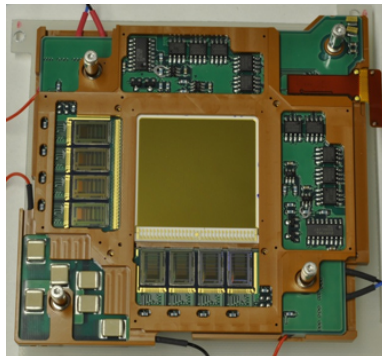
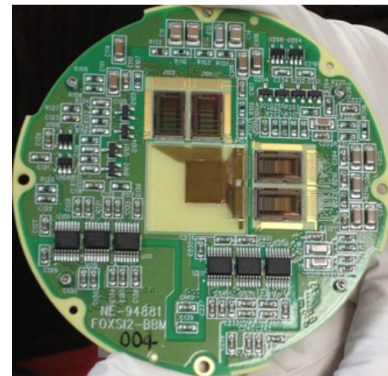
図 3.19: 読み出しシステムの構成

3.3.3 現在得られている性能

ファインピッチ CdTe 両面ストリップ検出器

表 3.14 に現在得られている CdTe 両面ストリップ検出器 (DSD: Ddouble-Sided Strip Detector) 素子の性能を示す。FORCE の要求は ASTRO-H 搭載の HXI でほぼ満たすことができるが、 $200\mu\text{m}$ 以下のストリップピッチにすることが必要である。宇宙科学研究所がカリフォルニア大学 SSL、NASA/MSFC、NASA/MSFC と共同で実施した X 線望遠鏡を用いた太陽観測ロケット実験では、8 秒角の撮像性能を実現するために $65\mu\text{m}$ ピッチのファインストリップ検出器を日本が供給し、すでに実験に成功している。

高いエネルギー分解能をもつ CdTe 両面ストリップ検出器の技術は、宇宙科学研究所を中心として開発が進められてきた。これまでも様々な検出器が作られ、すでに素粒子実験や医療応用に展開がはかられている。FORCE にむけて、サイズやピッチ、さらに読み出しの ASIC などにおいて最適化をはかる必要があるが、開発上に大きな困難はない。

図 3.20: ASTRO-H に搭載される $250\mu\text{m}$ ピッチの CdTe 両面ストリップ検出器図 3.21: FOXS12 に搭載した $65\mu\text{m}$ ピッチの CdTe 両面ストリップ検出器

SOIPIX

X 線 SOIPIX のそれぞれの性能項目の現状を下記で示す。

ピクセルサイズ: 30 ないし $36\mu\text{m}$ 角であり、ゴール仕様を満たしている。

硬 X 線感度: 厚い空乏層を得るために必要な高比抵抗のシリコン SOI 基板の入手は既に実現しており、ゴール仕様に必要な $500\mu\text{m}$ の空乏層は達成済みである。

軟 X 線感度: 低エネルギー側感度に関して、同じプロセスを行った別の SOIPIX 素子で不感層 $\sim 1\mu\text{m}$ を既に得ており、原理的な障害はない (Battaglia et al. (2012))。現在、X 線スペクトルの観点からレスポンスの評価を行っている。

撮像領域サイズ これまで撮像領域 $4.6 \times 4.6\text{mm}^2$ の素子で基礎開発を進めてきた (図 3.22)。同じプロセスで撮像領域 $65 \times 27\text{mm}^2$ を持つ X 線自由電子レーザー用 (SACLA) の X 線センサーの開発実績がある (Hatsui et al. (2013))。従って、FORCE 用素子の大型化に大きな障害はない。

エネルギー分解能 フレーム読み出しモードではあるが、動作温度 -30°C で 6 keV X 線に対するエネルギー分解能 320 eV (FWHM) を達成している (図 3.23)。現在の性能は、素子内部の周辺読み出し回路もしくは外部回路での読み出しノイズが制限していることが分かっている (Takeda et al. (2015))。

イベント駆動読み出し 読み出しは自体は既に成功している (Takeda et al. (2014))。エネルギー分解能がフレーム読み出しよりも低いことが問題である。これまでの研究から、センサー層と回路層の間の電氣的な干渉によるクロストークがあること、および、ピクセル回路でのアナログ回路とデジタル回路の電源配線を共通にしていることによる共通インピーダンスの影響があることが分かっており、改善を進めている。

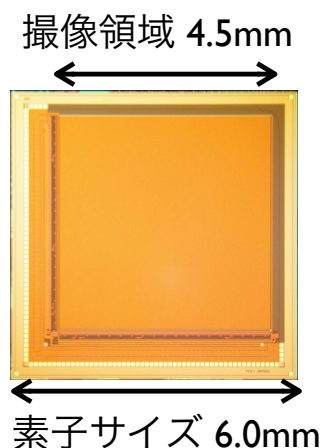


図 3.22: これまでに開発した素子の一例 (XR-PIX2b)

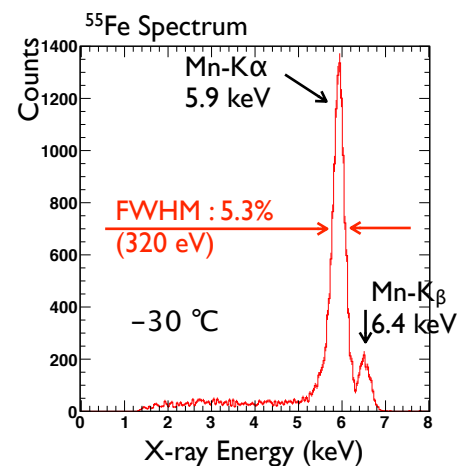


図 3.23: フレーム読み出し方式で得た Mn-K X 線のスペクトル

3.3.4 バックアッププラン

CdTe 両面ストリップ検出器は、 $65\mu\text{m}$ ピッチのものが既にロケット実験にて実証されている。また $250\mu\text{m}$ のものは ASTRO-H でフライト予定であり、様々な環境試験をすませているため、今後の開発リスクは小さいが、ASIC やセンサーの電極配置などにおいて最適化を行うにあたり、ASTRO-H で確立した特殊工程の技術を今後も確保していくことが必要である。一方で SOIPIX は新規開発であり、まだ実績は少ない。そこで何らかの理由で基本仕様を満たせない場合のバックアッププランを持つ必要がある。そのため、エネルギー分解能においては、SOIPIX に劣るが、高い時間分解能を有する CMOS センサーの開発を並行して進めており、現時点で約 1cm 角で $20\mu\text{m}$ ピッチのピクセル素子の開発に成功している。

第4章 現在の課題と今後のスケジュール

本章では FORCE の開発において、現時点で認識している課題と、今後のスケジュールについてまとめる。以下、望遠鏡、検出器、システムの3つにわけてまとめる。最後に開発コストの見積りについてまとめる。

4.1 望遠鏡

課題

10" の硬 X 線望遠鏡を実現するために課題と考えている項目をリストアップすると、次の3つになる。

- (1) Wolter I 型の精密 Si 基板（薄型）を製作できるか
- (2) 歪み無しに多層膜を成膜できるか
- (3) アライメントのズレを少なくし、反射鏡をネストできるか

(1) については図 3.12 でほぼ歪み無しでスライス可能であることを示した。さらに、双曲面、放物面（非球面）を模擬した、曲率面を制作することに成功していて、反射鏡単体で 10" 程度の性能が出ている。しかし、望遠鏡全体で 10" の性能を出すには、単体で 5" 程度の性能を出す必要がある。現在、非球面の形状に移行し、単体性能 5" 以下を目指している。また、基板の厚みは ASTRO-H の 0.22 mm よりも厚く、0.4 mm で試作、開発を行っている。ASTRO-H の開口効率約 50% であったことを考えると、結像性能とのトレードオフではあるが、0.4 mm よりも基板を薄くすることを試みる。

(2) については、多層膜を成膜するとそのストレスで基板が変形することが知られており、NuSTAR の場合 (Slumped glass) も、成膜することで結像性能がかなり悪化した。NuSTAR では基板を矯正しながら固定することで 1 分角弱の結像性能に到達したと聞いている。成膜のストレスが基板形状に与える影響を明らかにし、ストレスを抑えた成膜法を開発する必要がある。

(3) については、3 組みではあるが、結像性能を大きく変えないでネストする方法が確立できている。大きな径の反射鏡ではネストがより困難になることが予想されるので、数十組、かつ、半径の小さい物から大きい物まで含めて、実際に望遠鏡のモジュールを制作して、結像の評価試験を行う必要がある。

スケジュール

図 4.1 は、前述の課題毎にまとめた望遠鏡開発のスケジュールである。向こう 2 年間で課題を解決し、衛星搭載品製作の目処をつける予定である。

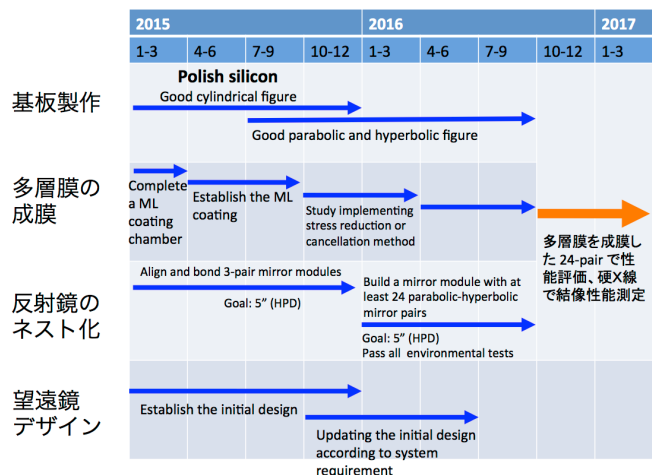


図 4.1: 望遠鏡開発におけるスケジュール

4.2 検出器

課題

できるだけ ASTRO-H HXI の遺産を利用し、開発リスクを下げるのが WHXI の基本方針である。従ってどのように SOIPIX を HXI に組み込むかがサブシステムとしての中心に、さらに ASTRO-H HXI の実績に基づく CdTe-DSD およびシステム全体の改良や性能向上が課題となる。

(1) X 線 SOIPIX 素子の薄い不感層の実現 現在、2つのプロセス方法で裏面処理を行っている (Pizza プロセス、イオンインプラ+レーザーアニーリング)。2015 年度前半は、それぞれのプロセスの評価を行う。後半にその結果に基づいたプロセスの方法の選択や、最適パラメータ出しを行う。

(2) X 線 SOIPIX 素子の低ノイズおよびエネルギー分解能の向上 下記の3つのアプローチで改善を行っている。

まず、素子内部の読み出し回路のノイズが高い事がわかったので、カラムアンプの改良や PGA 回路などを設ける事で改良を行う。そのテスト素子である XRPIX4 の動作試験を現在行っている。

アナログ回路とデジタル回路の電源配線の共通インピーダンスの問題は、両者の電源配線を分離することで解決を図る。この方法は 2014 年度試作の AXRPIX1 以降の素子で採用している。今後試験を行い、効果を確認する予定である。

センサー層と回路層の間の電氣的干渉は、Double SOI 型や埋め込みチャンネル型と呼ばれる新しいデバイス構造を採用することで解決させる。埋め込みチャンネル型は、ゲインを上げるという利点もある。Double SOI 型は XRPIX3-DSOI と呼ばれる素子で干渉を切る事に成功した(?)。埋め込みチャンネル型は 2015 年 5 月テープアウトの TEG として試作を行っている (XRPIX5-TEG)。2015 年 10 月末に納品予定である。

(3) X 線 SOIPIX 素子の大型化 現在 2015 年 10 月末の完成を目指して撮像領域 $22 \times 14 \text{ mm}^2$ で 3 サイドパタブルの素子 (XRPIX5) を製造中である。この XRPIX5 を 2 つモザイク状に並べることで $22 \times 28 \text{ mm}^2$ の撮像領域を形成し、その中央の $20 \times 20 \text{ mm}^2$ の透過領域を持つパッケージングを行う。これによりベース仕様を満足させるが可能である。(1)(2) の成果を取り込んだ素子 (XRPIX6) を 2016 年度に製作する。その後、1 枚のウェハに 2 つの素子 (撮像領域 $22 \times 14 \text{ mm}^2$) を作り込み、 $44 \times 14 \text{ mm}^2$ の素子として完成させる。それを 3 つモザイク状に並べる事で $44 \times 44 \text{ mm}^2$ をカバーする。これをゴール仕様使用する。

(4) シリコン検出器の検出器トレイ ASTRO-H HXI の遺産を利用し、SOIPIX 素子と CdTe 素子をそれぞれ検出器トレイと呼ばれる構造物にパッケージングし、両者をスタックする事でハイブリッドカメラを構成する。この方法を取る事で開発時の両者のインターフェースをクリアにし、独立に開発と試験を行う事が可能になる。CdTe 素子用の検出器トレイは ASTRO-H HXI とほぼ同じものを使うことが可能である。一方で、SOIPIX 用検出器トレイは新たな開発が必要である。すなわち、SOIPIX 素子は素子内部に回路を持ちため、DSSD 素子以上に発熱するので、これを如何に排熱するかが課題である。また、視野を確保するために SOIPIX 素子をモザイク状に並べる必要があるので、この機械的サポート構造の検討が必要である。

(5) CdTe 素子の課題 ASTRO-H HXI の CdTe 検出器は、素子サイズ $32 \times 32 \text{ mm}^2$ 、画素サイズ $250 \mu\text{m}$ 角、空乏層厚み $750 \mu\text{m}$ である。これを画素サイズ $200 \mu\text{m}$ 角にする事でベース仕様を満たす事ができる。ゴール仕様に近づくために、FOXSI2 実験の素子開発の経験を活かして、画素サイズ $100 \mu\text{m}$ 角を実現する。また、ASTRO-H HXI の開発に基づいて CdTe-DSD 用トレイの課題があればそれを抽出し解決をする。

- (6) **シールド部の課題** ASTRO-H HXI をベースとして、WHXI のシールド部の設計を行う。概念設計を行う際に、ASTRO-H HXI のシールドの開発で得た課題を抽出、課題毎の技術検討や試験を行う。
- (7) **検出器全体の熱・構造** ASTRO-H HXI をベースとして、WHXI のカメラシステムの概念設計を行う。必要であれば、HXI で得られた経験を元に、熱構造の課題を抽出し、必要なら試作や評価を行う。WHXI ではシリコン検出器に SOIPIX を採用することで、素子の発熱が増加するため、熱設計を見直す必要がある。また、低エネルギー X 線を観測するために、コンタミ対策を行う必要がある。

スケジュール

図 4.2 は、課題毎にまとめた開発のスケジュールである。今後 2 年間で課題を解決し、衛星搭載品製作の目処をつける予定である。

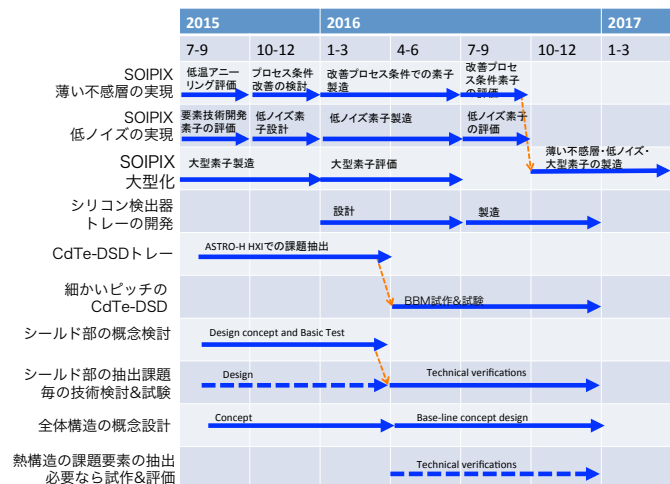


図 4.2: X線 SOIPIX 開発のスケジュール

4.3 サイエンス検討

課題

本衛星の設計はサイエンス要求に基いて定めているものであるが、今後のシステム検討を見据えて、さらにサイエンス要求を詰めていく必要がある。具体的な観測領域の選定を踏まえたシミュレーションによる定量化や、要求値の緩和によるトレードオフスタディを進める。

スケジュール

図 4.3 に、他と併せて示す。2016 年 6 月からメーカーと衛星提案前の最終的な調整をおこなう予定であり、それまでにサイエンス要求を詳細に詰めておくことがポイントである。

4.4 システム

課題

小型衛星の枠内で FORCE を実現するうえで、最大の懸念が姿勢系であり、我々は今、そこを中心にシステム検討を進めている。現在認識されている主たる課題は以下の3点である。

- (1) 重力傾斜トルクに対応できる適切な姿勢制御システムが、小型衛星の電力、重量枠内に収まるか？
- (2) EOB そのものや、望遠鏡支持プレートの、機械剛性および熱ひずみが、妥当な範囲に収まるか？
- (3) (1),(2) を実現する上で、重量、電力、コストが、小型衛星の枠内に収まるか？

(1) については、WG 提案前より宇宙研の工学の姿勢系のメンバーと一緒に検討を進めている。現時点の設計でたまかに見積ると、小型科学衛星バスで標準のアクチュエータ (RW, MTQ) では重力傾斜トルクを賄えず、衛星の姿勢、言い換えると観測条件に制約が生じてしまう。ASTRO-H 相当のアクチュエータではやや過剰となるため、重量、電力、スペースの制約を勘案しつつ、今後も宇宙研の工学のメンバーを交えて、最適化を図ってゆく。

(2) の熱構造については、宇宙研の工学の専門家、名古屋大学などの熱の専門家を交えて、ASTRO-H などの経験を活かした改善点の検討を始めたところである。例えば、望遠鏡と STT の温度管理も、ASTRO-H のように温度ポテンシャルを上げてヒーターでアクティブに制御するより、熱伝導を工夫をすることで対応すれば、ヒーター電力を大幅に削減できる可能性がある。EOB のアラインメント補正にも、単に剛性の向上だけにとどまらない、新たな工夫が考えられる。小型衛星の枠組みの中で、FORCE の高度な要求を実現するには、こうした技術革新が重要であり、検討を進めてゆく。

(3) 衛星内のネットワークやエレクトロニクスの汎用化は、ASTRO-H の SpaceWire 採用で端緒についたが、その小型化が次の重要課題である。FORCE の電力、重量削減に大きく寄与するこうした新技術の導入も積極的に検討しており、工学のメンバーとの調整を始めている。

スケジュール

図 4.3 は、サブシステムも含めた全体のスケジュールである (平成 27 年 8 月 31 日現在)。我々は 2017 年ミッション提案、2022 年度衛星打ち上げのスケジュールの下で、計画をたてている。システムに関しては、2015 年度は宇宙研の戦略的開発研究費でメーカーと衛星の成立性を検討し、基本案を策定する。2016 年 6 月からメーカーと衛星提案前の最終的な調整をおこなう予定であり、ここにむけてサブシステム側との I/F を定める。

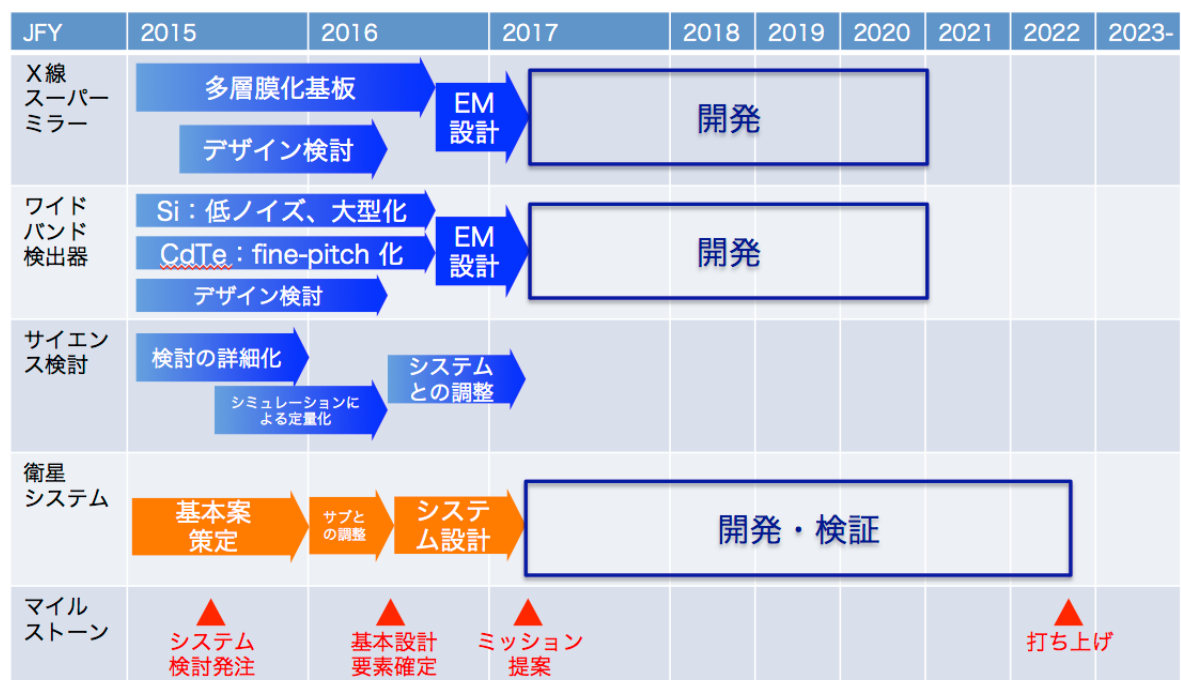


図 4.3: システム全体のスケジュール

第5章 国際的動向

ここでは、広帯域X線衛星に関する国際的な動向をまとめる。

米国

まず、米国においては、2011年のIXOの代替ミッションとしてのNASAの呼びかけに応じて、The Black Hole Evolution and Space Time (BEST) Observatory と The High Energy X-ray Probe (HEX-P) という計画が提案されている。その後、検討が進んだものの、主にコストの観点から、NASAにおいてはさらなる検討は見送られているという状況である。我々が知る限り、現時点で、これ以外の active な広帯域X線衛星ミッションはない。

現在、NASA では 2020 年の decadal survey にむけて、“probe-class” ミッション (総額 1,000 億以下の規模) という枠を定義する動きがある。もし、これが実現した場合、最初の probe ミッションは 2027 年に打ち上げられる可能性があるが、非常に競争が激しく X 線ミッションになるか、もしくは astrophysics のミッションになるかさえ定かではない。

probe を除けば、残る可能性は SMEX か MIDEX である。ただし、NuSTAR が SMEX なだけに、続く広帯域X線衛星はそれを越えるために MIDEX ということになる公算が高い。NuSTAR の予想稼働年数と MIDEX の高い競争率を考慮すると、新たな広帯域X線衛星がここ数年で採択される可能性は高くないと予想される。

よって、米国において、むこう 10 年の間に広帯域X線衛星が実現する見込みは今のところないといえる状況である。

欧州

欧州ではフランスのグループが PHENIX という硬X線ミッションを ESA の M4 に提出している。この結果は、2015 年 6 月初旬にオープンになるとのことであり、2015 年 5 月 30 日時点で不明である。PHENIX は 40 m の焦点距離を持ち、硬X線で巨大な有効面積を狙ったミッションである。詳細は Roques et al. (2012) を参照のこと。

第6章 開発チーム・開発体制

FORCE は、X 線天文学を支えてきた主要大学が深く関わるミッションである。ASTRO-H という科学衛星で最大規模の衛星を開発してきた経験を生かし、イプシロンロケットを用いた、迅速に挑戦的なミッションを実現するために新たな開発体制を実現することを目指す。

ASTRO-H では、JAXA 内において、DE 組織との強い連携を実現し、若手のエンジニアに構造、熱、電源、姿勢系の開発のリードをとってもらうことで、JAXA の高信頼性要求にそった設計、製造そして試験を確実に実施できた。FORCE は、ASTRO-H にも増して構造、熱、姿勢制御に対する要求が厳しい、そのため、ミッション検討段階から ASTRO-H に深く関わってきた工学研究者と一体となった検討が必要である。

これまで科学衛星は、宇宙研でほとんどのシステム設計が行われ、プロジェクトマネジメントが実施されてきた。小型衛星においては、この体制を変え、大学がもっと深くシステムに関わることができるような体制を整えるべきである。そのために、ミッション機器に集中しがちな大学のメンバーを、システム検討に積極的にとりこむことを検討する。

FORCE は、提案の最初から NASA/GSFC との共同検討が行われている。ASTRO-H では望遠鏡とマイクロカロリメータセンサー（断熱消磁冷凍機を含む）を NASA が供給し、システムは全て JAXA が担当することになった。FORCE では、JAXA の知見をいかすのと同時に、NASA/GSFC のミッションデザインレビューチームなどの活動を並列して動かすことで、10 数メートルという焦点距離で、10 秒角というような極めて高い分解能を実現するために必要な技術を早い段階で見極め、設計に反映させる体制をとる。

ASTRO-H では、ハードウェアの実現に専心しなければならないメンバーとともに、サイエンスの立場から、要求性能を検討し、シミュレーションなどを行って、サイエンスの成果を最大にする役割をもったサイエンスチームを計画の最初の段階から設置し、JAXA、NASA、ESA から公募で選ばれたサイエンスアドバイザーを中心に、積極的な活動を行った。これは、設計要求をサイエンスが求めるものに昇華させる上で極めて有効に働いた。また、チームに名を連ねたメンバーの全てがミッション実現に貢献する体制を築き上げることとなった。FORCE は、サイズは小さくても、大きな成果を創出するために、国際的なサイエンスチームを設立し、検討を行う。このアクティビティに大学院生を積極的に参加させる。また、ブラックホール研究、非熱的宇宙の研究において、電波、光赤外、ガンマ線、宇宙線といった、ほかのコミュニティとの連携を一層強化する。

本章では、まずはそのミッション提案までの開発体制を述べ、その後にプロジェクトとしての開発体制の構想を述べる。

6.1 ミッション検討段階

この段階では、科学目標およびそれを実現する観測装置の開発や構成の検討を行うと共に、姿勢系など特にミッション成功の鍵を握る共通系の検討を集中的に行い、プロジェクト提案に向けて現実的な案を立てる事が目標である。現在のチーム構成を下記に示す。提案書のメンバー表（付録 1 参照）に掲載されたメンバーは、それぞれの専門を生かしミッション実現検討を行い、具体的な作業をおこなう。時間が限られている中で、具体的なミッション設計をおこなう必要がある。そのため「事務局」を定義し、重点項目の議論を早く収束させ、具体化をはかる。

FORCE は、X 線天文を支えてきた大学と JAXA が一体となり、極めて高度なミッションを斬新な工学技術を駆使して実現するものである。FORCE の挑戦的な工学的課題に対する解を速やかに得るために、宇宙

研の工学の研究者との共同検討体制をとる。実際、FORCE には学術的に興味深い工学的課題が多く含まれる。また、ASTRO-H で得た経験を生かし、FORCE に要求される極めて高い精度の指向を実現するため、理工一体となった検討体制を構築する。

代表 森(宮崎大)

事務局 (とりまとめメンバー)

ミッション全体 森(宮崎大)、鶴(京都大)、上田(京都大)、中澤(東京大)、栗木(愛媛大)、松本(名古屋大)、岡島(NASA/GSFC)、常深(大阪大)、高橋(ISAS/JAXA)

サイエンス 上田(京都大)、寺島(愛媛大)、久保田(芝浦工大)、信川(京都大)、内山(立教大)、馬場(青山学院大)、北山(東邦大)、山口(NASA/GSFC)

望遠鏡 岡島(NASA/GSFC)、Zhang(NASA/GSFC)、栗木(愛媛大)、松本(名古屋大)

検出器 鶴(京都大)、中澤(東京大)、渡辺(ISAS/JAXA)

衛星

姿勢/アライメント 坂井(ISAS/JAXA)、中澤(東京大)

構造 石村(ISAS/JAXA)、中澤(東京大)

熱 長野(名古屋大)、岩田(ISAS/JAXA)

バス系 福田(ISAS/JAXA)、渡辺(ISAS/JAXA)、田中(京都大)

データ処理系 福田(ISAS/JAXA)、渡辺(ISAS/JAXA)

6.2 プロジェクト移行後

イプシロンロケットを用いて行う小型科学衛星は、「小型」とはいえ、決してピギーバック衛星のような簡便なミッションではない。ASTRO-H とはいわないまでも「すざく」衛星に近い規模の体制が開発に必要である。また、信頼性の確保、品質保証、JAXA の安全プログラムへの対応、運用追跡など、昨今の衛星開発において、十分な対応が求められている部分について、求められる内容の作業を進めることが必要である。

FORCE は JAXA プロジェクトとして定義される。したがって、プロジェクト全体の責任をとるプロジェクトマネージャが全体の指揮をとる。プロジェクトマネージャは FORCE で実現すべき科学目標とその実現方法を学術的に理解し、国際科学コミュニティの中で、FORCE を展開していくことが必要である。そのため、FORCE では、科学者を全体責任者(PI)かつプロジェクトマネージャとしてアサインする。

FORCE は、X 線天文学を率い、また ASTRO-H を宇宙科学研究所とともに開発してきた主要大学がほとんど全て参加したミッションである。また、NASA/GSFC を中心とする国際協力を想定している。このような、参加者が多岐にわたるミッションを円滑に遂行するためには、各参加機関がプロジェクトマネジメントの手法をしっかりと理解したうえで、責任をもって担当箇所を開発することが求められる。また、衛星開発については宇宙研工学が深く関わる体制を組むことが重要である。

これらを実現するために、プロジェクトマネージャに加えて、予算、スケジュールを管理するミッションマネージャ、開発計画、試験計画、品質管理を担当するファンクションマネージャ、そして、工学面の判断(エンジニアリングジャッジ)を下すためのプロジェクトエンジニアを定義するし、プロジェクトマネージャを加えて4名からなるプロジェクトマネジメントグループが全体を見渡して、開発の進行にあたる。その下で、サイエンス検討、サイエンスオペレーション、ソフトウェア・キャリブレーション、衛星開発の各グループがそれぞれの担当部分の検討や開発を行う。プロジェクトマネージャが様々な局面で相談し、ミッション要求を踏まえた上で、要所要所の判断を下すために、ステアリングコミッティを設置する。サイエンスの検討は国内外のサイエンスアドバイザーを任命すると同時に、サイエンスオフィスを設置し、サイエンスの立場から開発にフィードバックをかける。ソフトウェアやアーカイブについても

ASTRO-H の資産を生かしながら、イプシロンロケットを使ったミッションにふさわしい機動的な仕組みを構築する。データについては、標準フォーマットを用い、ASTRO-H で開発した標準ソフトウェアの枠組みの上に構築する。これらを実施するためのソフトウェアチームやサイエンスオペレーションチームを国際協力を視野にいれて設置する。

FORCE では、プロジェクト移行後は、下記に示す体制を検討している。

6.2.1 マネージメント体制

- PI/プロジェクトマネージャー
- ステアリングコミッティ（全体方針決定）
- プロジェクトマネージメントグループ（プロジェクト推進）
 - サブ PI/ミッションマネージャー（予算、スケジュール管理担当、ミッション系統括）
 - サブ PI/ファンクションマネージャー（開発計画、試験計画、品質管理担当）
 - サブ PI/プロジェクトエンジニア（バス系統括）
- プロジェクトサイエンティスト

6.2.2 開発体制

- 衛星開発
 - システム担当
 - バス系担当
 - * 姿勢
 - * 熱
 - * 構造（光学ベンチを含む）
 - * 通信
 - * 電源
 - * 機上データ処理/ネットワーク
 - ミッション系担当
 - * X 線望遠鏡（XRT）
 - * 焦点面検出器（WHXI）
 - パイプラインソフトウェア
- サイエンスオフィス
 - サイエンス検討、解析ソフトウェア検討、観測計画立案
 - サイエンスオペレーション
 - ソフトウェア・キャリブレーション

関連図書

第2章

第2.1節

- Akylas, A., Georgakakis, A., Georgantopoulos, I., Brightman, M., Nandra, K. 2012, A&A, 546, 98
- Alexander, D.M. et al. 2013, ApJ, 773, 125
- Awaki, H., Koyama, K., Inoue, H., & Halpern, J.P. 1991, PASJ, 43, 195
- Brightman, M. & Ueda, Y. 2012, MNRAS, 423, 702
- Gandhi, P. et al. 2014, submitted (arXiv:1408.4453)
- Hopkins, P.F. et al. 2006, ApJS, 163, 1
- Imanishi, M. et al. 2007, ApJS, 171, 72
- Jiang, Y.-F., Greene, J.E., Ho, L.C., Xiao, T., Barth, A.J. 2011, ApJ, 742, 68
- Kim, D.C. & Sanders, D.B. 1998, ApJS, 119, 41
- Kormendy, J. & Ho, L.C. 2013, ARAA, 51, 511
- Magorrian, J. et al. 1998, AJ, 115, 2285
- Mateos, S. et al. 2012, MNRAS, 426, 3271
- Page, M.J., Stevens, J.A., Ivison, R.J., & Carrera, F.J. 1994, ApJ,
- Rees, M.J. 1990, Science, 247, 817
- Sanders, D.B. et al. 1988, ApJ, 325, 74
- Tueller, J. et al. 2008, ApJ, 681, 113
- Ueda, Y., Akiyama, M., Ohta, K., & Miyaji, T. 2003, ApJ, 598, 886
- Ueda, Y. et al. 2007, ApJ, 664, L79
- Ueda, Y., Akiyama, M., Hasinger, G., Miyaji, T., & Watson, M.G. 2014, ApJ, 786, 104
- Worsley, M.A. et al. 2005, MNRAS, 357, 1281

第2.2節

- Done C., Gierliński M., Kubota A., 2007, A&ARv, 15, 1
- Ebisuzaki T., et al., 2001, ApJ, 562, L19
- Makishima K., et al., 2000, ApJ, 535, 632
- Remillard R. A., McClintock J. E., 2006, ARA&A, 44, 49

第2.3節

- Armas Padilla, M. et al. 2014, MNRAS, 444, 902
- Bondi, H. 1952, MNRAS, 112, 195
- Cooke, B. A., Griffiths, R. E., & Pounds, K. A. 1969, Nature, 224, 134
- Kong, A. K. H., McClintock, J. E., Garcia, M. R., Murray, S. S., & Barret, D. 2002, ApJ, 570, 277
- Koyama, K., Makishima, K., Tanaka, Y., & Tsunemi, H. 1986, PASJ, 38, 121
- Liu, X.-W., & Li, X.-D. 2006, A&A, 449, 135
- Muno, M. P., Bauer, F. E., Bandyopadhyay, R. M., & Wang, Q. D. 2006, ApJS, 165, 173
- Pfahl, E., Rappaport, S., & Podsiadlowski, P. 2002, ApJL, 571, L37
- Remillard, R. A., & McClintock, J. E. 2006, ARA&A, 44, 49
- Revnivtsev, M., Sazonov, S., Churazov, E., et al. 2009, Nature, 458, 1142
- Türler, M., Chernyakova, M., Courvoisier, T. J.-L., et al. 2010, A&A, 512, AA49
- Warwick, R. S., Turner, M. J. L., Watson, M. G., & Willingale, R. 1985, Nature, 317, 218
- Wijnands, R., Heinke, C. O., Pooley, D., et al. 2005, ApJ, 618, 883
- Wijnands, R., Guainazzi, M., van der Klis, M., & Méndez, M. 2002, ApJL, 573, L45
- Yuasa, T., Tamura, K.-I., Nakazawa, K., et al. 2008, PASJ, 60, 207

第2.4節

- Abdo, A. A., Ackermann, M., Ajello, M., et al. 2011, ApJ, 734, 28
- Aharonian, F. A., & Atoyan, A. M. 1999, A&A, 351, 330
- Aharonian, F. A., Akhperjanian, A. G., Aye, K.-M., et al. 2004, Nature, 432, 75
- Bamba, A., Yamazaki, R., Ueno, M., & Koyama, K. 2003, ApJ, 589, 827
- Bamba, A., Yamazaki, R., & Hiraga, J. S. 2005a, ApJ, 632, 294
- Bamba, A., Yamazaki, R., Yoshida, T., Terasawa, T., & Koyama, K. 2005b, ApJ, 621, 793
- Bell, A. R. 1978, MNRAS, 182, 147
- Hess, V. F. 1912, Phys. Zeits., 13, 1084
- Kang, H., Ryu, D., & Jones, T. W. 2009, ApJ, 695, 1273
- Katsuda, S., Ohira, Y., Mori, K., et al. 2013, ApJ, 768, 182
- Koyama, K., Petre, R., Gotthelf, E. V., et al. 1995, Nature, 378, 255
- Koyama, K., Kinugasa, K., Matsuzaki, K., et al. 1997, PASJ, 49, L7
- Lee, S.-H., Slane, P. O., Ellison, D. C., Nagataki, S., & Patnaude, D. J. 2013, ApJ, 767, 20
- Ohira, Y., Yamazaki, R., Kawanaka, N., & Ioka, K. 2012, MNRAS, 427, 91
- Patnaude, D. J., Vink, J., Laming, J. M., & Fesen, R. A. 2011, ApJL, 729, LL28
- Ptuskin, V. S., & Zirakashvili, V. N. 2005, A&A, 429, 755
- Rothénflug, R., Ballet, J., Dubner, G., et al. 2004, A&A, 425, 121
- Sato, T. et al. in preparation
- Slane, P., Hughes, J. P., Edgar, R. J., et al. 2001, ApJ, 548, 814
- Uchiyama, Y., Aharonian, F. A., Tanaka, T., Takahashi, T., & Maeda, Y. 2007, Nature, 449, 576

- Uchiyama, Y., & Aharonian, F. A. 2008, ApJL, 677, L105
- Völk, H. J., Berezhko, E. G., & Ksenofontov, L. T. 2005, A&A, 433, 229
- Yamazaki, R., Kohri, K., Bamba, A., et al. 2006, MNRAS, 371, 1975
- Yamazaki, R., Ohira, Y., Sawada, M., & Bamba, A. 2014, Research in Astronomy and Astrophysics, 14, 165
- Zirakashvili, V. N., & Aharonian, F. 2007, A&A, 465, 695
- Feretti, L., Giovannini, G., Govoni, F., & Murgia, M. 2012, Astron. Astrophys. Rev., 20, 54
- Ferrari, C., et al. 2011, A&A, 534, L12
- Kitayama, T. 2014, Prog. Theor. Exp. Phys., 06B111
- Markevitch, M., & Vikhlinin, A., 2007, Physics Reports, 443, 1
- Nakazawa, K., et al. 2009, PASJ, 61, 339
- Ota, N., et al. 2008, A&A, 491, 363
- Ota, N., Nagayoshi, K., Pratt, G. W., Kitayama, T., Oshima, T., Reiprich, T. H. 2014, A&A, 562, 60
- Wik, D., et al., 2014, ApJ, 792, 48

第3章

第3.2節

- Yamashita, K., et al. 1998, Applied Optics, 37, 8067
- Okajima, T., et al. 2002, Applied Optics, 41, 5417
- Harrison, F. A., et al. 2013, ApJ, 70, 103
- Takahashi, T., et al. 2010, Proc. SPIE, 7732, 77320Z
- Awaki, H., et al. 2014, Applied Optics, 53, 7664
- Mori, H., et al. 2010, Proc. SPIE, 7732, 77323E
- Tawara, Y., et al. 2011, Proc. SPIE, 8147, 814704
- Riveros, R. E., et al. 2014, Proc. SPIE, 9144, 914445
- Yao, Y., Kunieda, H., Matsumoto, H., Tamura, K., & Miyata, Y., 2013 Applied Optics, 52, 6824
- Zhang, W. W., et al. 2014, Proc. SPIE, 9144, 914415
- Biskach, M. H., et al. 2014, Proc. SPIE, 9144, 914446

第3.3節

- Takahashi, T., et al. 2004, Proc. SPIE, 5488, 549
- Takahashi, T., et al. 2007, Publ. Astron. Soc. Japan 59, pp.35-51
- Takeda, S., et al. 2007, NIM A, 573, 44
- Watanabe, S., et al. 2007, NIM A, 579, pp. 871-877

Kokubun, M., et al. 2012, Proc. SPIE, 8443, 844325

Tsuru, T., et al. 2014, Proc. SPIE, 9144, 914412

Krucker, S., et al. 2011, Proc. SPIE, 8147, 814705

Battaglia, M., et al. 2012, NIM A, 674, 51

Hatsui, T., et al. 2013, Proc. of Intl. Image Sensor Workshop (IISW), 12-16 June 2013, Snowbird, Utah, USA, article 3.05

Takeda, T., et al. 2014, proceedings of Technology and Instrumentation in Particle Physics 2014 (TIPP2014). 2-6 June 2014. Amsterdam, the Netherlands. Online at <http://pos.sissa.it/cgi-bin/reader/conf.cgi?confid=213>, id.138

Takeda, T., et al. 2015, JINST, accepted.

付録A Focusing On Relativistic universe and Cosmic Evolution 検討グループ名簿

平成 27 年 5 月 31 日現在、理学委員会へのワーキンググループ申請に伴い、新たに参加の意志を確認したメンバーは以下の通りである。

東北学院大学

村上弘志

埼玉大学

寺田幸功

芝浦工業大学

久保田あや

東京大学

中澤知洋

東京工業大学

谷津陽一

青山学院大学

馬場彩

東京理科大学

幸村孝由

立教大学

内山泰伸

Dmitry Khangulyan

斉藤新也

東邦大学

北山哲

宇宙科学研究所

高橋忠幸

渡辺伸

中島真也

佐藤悟朗

小高 裕和

萩野 浩一

Herman Lee

坂井真一郎

石村康生

福田盛介

岩田直子

名古屋大学

松本浩典

古澤彰浩

長野方星

京都大学

鶴剛

上田佳宏

田中孝明

内田裕之

信川正順

武田彩希

大阪大学

常深博

中嶋大

穴吹直久

奈良女子大学

太田直美

愛媛大学

粟木久光

寺島雄一

広島大学

深沢泰司

高橋弘充

大野雅功

宮崎大学

森浩二

NASA's Goddard Space Flight Center

岡島崇

William W. Zhang

山口弘悦

森英之

Rob Petre

University of Maryland

Richard Mushotzky

Harvard Smithsonian Center for Astrophysics

Randall Smith

Yale University

Paolo Coppi

Max Planck Institute

Felix Aharonian

Durham University

Chris Done

University of Southampton

Poshak Gandhi