

衛星用像形成X線望遠鏡の設計

井上 一・小山 勝二・牧島 一夫
松岡 勝・宮本 重徳*・村上 敏夫
西村 純・小田 稔・小川原 嘉明
田中 靖郎・常 深 博

Abstract: A new concept of X-ray collimator telescope called FTT (Fourier Transform Telescope) has been introduced, as a powerful imaging device for the mapping of extended cosmic X-ray sources at energy range above $\simeq 3$ keV. Possible objects and implications of their observations are discussed. A plan of mapping the iron emission line from galaxy clusters is proposed, in which the SPC (Scintillation Proportional Counter) is used as the detector. The X-ray telescope consisting of FTT and SPC is proposed for the ASTRO-type satellite, and for larger spacecrafts.

1. 序 論

さそり座に宇宙X線源 ScoX-1 が発見されて以来10年間、発見された宇宙X線源は300個余りにも達し、その発生源は中性子星のようなコンパクト天体を含む近接連星系、超新星の残骸、銀河核、小宇宙群等、多岐にわたっている。宇宙からのX線は、天体や宇宙における高エネルギー現象の貴重な情報源として数々の新しい知見をもたらし、従来の光や電波での天文学と結合されて宇宙に関する理解に全く新しい局面を拓いたと言える。

現在、宇宙X線源の観測は時間変動、エネルギースペクトル、空間分布などの情報に関し精密化の一途をたどっているが、その中でもX線源の拡がりや形状に関してはまだ未知の部分が圧倒的に多い。2.で述べるように、宇宙X線源のうちのあるもの（特に殆どの銀河系外X線源）は有限の拡がりをもっていると考えられるが、それらのX線源の強度分布の詳しい二次元像をつくることは、今後の重要な課題である。ここで我々が提案するX線望遠鏡は、4～5年後の衛星に向けて、高い空間分解能（1～0.1分角）とエネルギー分解能をもってX線源の詳しい二次元像をつくることを目的としている。

数 keV 以上のエネルギー領域でX線源の像形成を行うシステムとしては、スタレコリメータ [1] (modulation collimator) とランダムピンホールカメラ [2] とが考えうるが、その作りやすさ、高い角分解能、データ伝送量が比較的少なくてすむこと、などを考えると、4～5年後においてもスタレコリメータは殆ど唯一の高分解能像形成システムと考えられる。スタレコリメータはX線源の位置の精密な決定に関し、数々の特筆すべき成果をもたらして

* 大阪大学理学部

きたが、像形成システムとしても優れた特性をもっている。とくに今回、スタレコリメータを改良し、像形成に適した Fourier Transform Telescope (フーリエ合成望遠鏡; 以下 FTT とよぶ) [3] が開発された。これは像分解のダイナミックレンジの大きさと感度の良さを両立させる新しいシステムで、衛星搭載用 X 線望遠鏡としてかなり弱い X 線源まで観測できる見通しがえられた。

他方、3 keV 以下の軟 X 線領域では全反射を利用したミラーシステムが強力な結像系をつくっており、教多くのデータが出始めている。しかし銀河系外 X 線源のうち軟 X 線側にカットオフをもつもの (active galaxy の中心核など) もあり、ミラーは必ずしも万能ではない。また太陽の軟 X 線フレアと硬 X 線フレアの質的な差に示されるように、数 keV を境としてその上下で異なった物理が見出される可能性があり、ミラーとは別に 3 keV 以上での像形成用望遠鏡を開発する必要がある。なかでも 7 keV 付近にある鉄 ($\text{Fe}^{+2.4} \sim \text{Fe}^{+2.5}$) の輝線は比較的強く、宇宙や銀河の進化を知る上でその分布はきわめて興味深いものであるが、これはミラーの使えないエネルギー領域であり、コリメータを用いた像形成技術によってはじめて観測しうるものである。そこで我々は数 keV 以上での一般的な像形成に加えて、鉄の輝線の強度分布の mapping を計画している。この目的のため、検出器としては非分散型でエネルギー分解能の高い Scintillation Proportional Counter [4] (蛍光比例計数管, 以下 SPC と呼ぶ) を用い、FTT と組み合わせて X 線望遠鏡を作ることを予定している。現在、FTT、SPC とも基礎開発はほぼ完了しており、すぐに実用可能と考えられる。

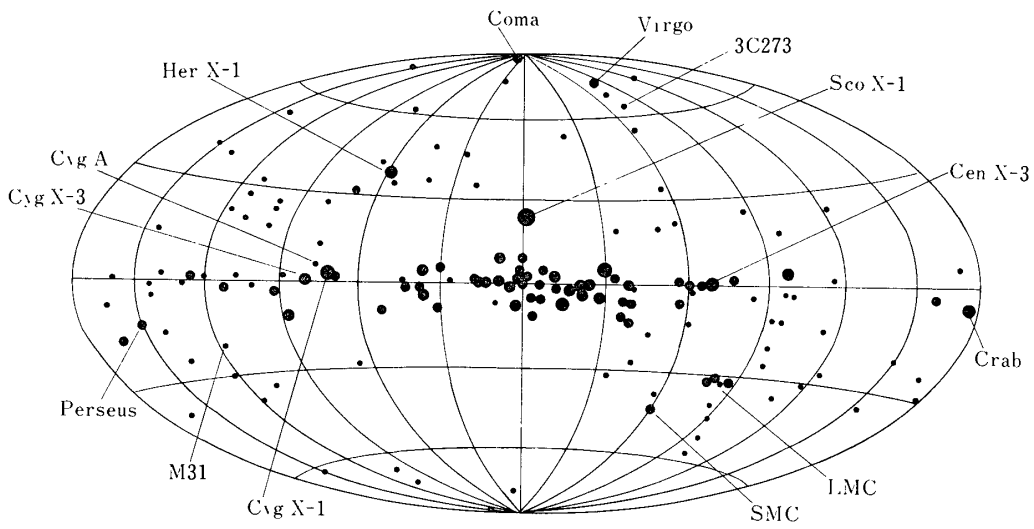
以下 2. で興味ある対象やその観測の意義についてサーベイし、3. で FTT を詳しく解説する。4. では SPC の概説を行い、5. で将来の観測計画やその後の発展について述べる。

2. 4～5年後の X 線天文学と望遠鏡観測の課題

2.1 宇宙 X 線源の正体

現在までに、主に UHURU, ANS, Ariel-5, SAS-3 など諸外国の衛星によって、全天に 300 個近い X 線源が発見されている [5]. この分布を第 1 図に示す。このうち、|銀緯| < 20° にある多くの X 線源は光もしくは電波で同定されており、CenX-3, HerX-1, CygX-1 等に代表される近接連星系と、Crab Nebula, CasA, Vela 等に代表される SNR (超新星の残骸) とにはほぼ大別されると考えてよい [6]. 一方 |銀緯| > 20° にある 150 個ほどの X 線源は、半数以上が光学的・電波的に同定されていない未同定 X 線源である。これら 150 個の X 線源について強度対個数のグラフをつくってみると、第 2 図にみられるように $N(>S) \propto S^{-1.5}$ となり (S は観測された X 線強度, $N(>S)$ は強度が S より大な源の個数), これら高銀緯 X 線源は我々に対し空間的に一様に分布すること、即ち銀河系外天体であることがわかる [6]. ちなみに銀緯が -20° ~ +20° の間のものは、 $N(>S) \propto S^{-0.4}$ となり、これらは特定の方向に集中した分布をもつこと、即ち我が銀河内の天体であることが知られる。

そこで高銀緯の未同定 X 線源の位置を高い精度 ($\lesssim 1$ 分角) で決定し、光学天体、電波天体、赤外天体等と同定することは、これら X 線源の性質を調べる上でまず第一に重要なテーマである。1977 年 8 月に打ち上げ予定のアメリカの大型 X 線天文衛星 HEAO-A [7] には角分解能 0.5 分の 4 層スタレコリメータがあり、高精度で未同定 X 線源の位置が決定され

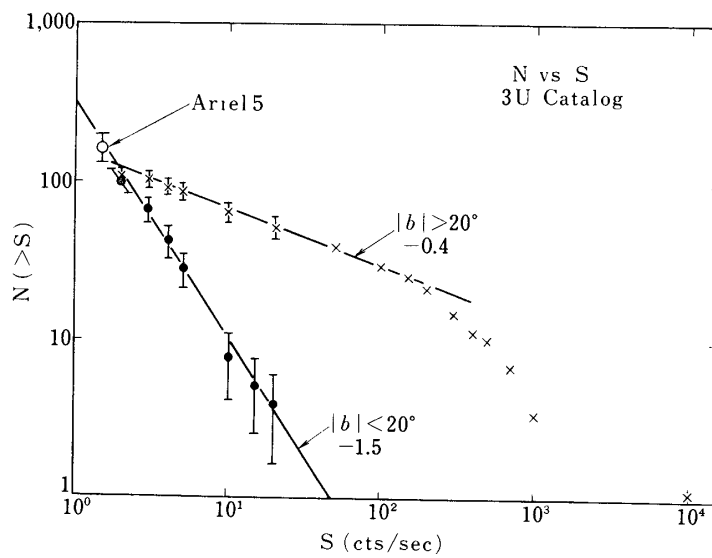


第 1 図

てゆくだろう。また F T T は位置分解能として数分の一分角をたやすく持つことができ、このテーマを担うことができる。

2.2 銀河系外 X 線源

高緯度 X 線源のうち、従来の観測で既知の銀河系外天体に同定されたものとして、表 1 のものがある。これで見られるように多くの天体が拡がりをもっており、光や電波の類推で考えれば、その空間構造は多彩であり、形態を調べることでそれらの進化の重要な鍵をえられる可能性が高い。従って我々の観測対象はこれら銀河系外天体が中心となろう。以下でこれ



第 2 図

第1表 高銀緯X線源(同定されたもの)

種類	輻射量 L_x	代表例
Normal 銀河	$\sim 10^{39}$ erg/sec	LMC, SMC, M 31 (アンドロメダ)
Active 銀河	$\sim 10^{42}$	NGC 4151 (Seyfert), NGC 1275 (Seyfert) NGC 5128 (CenA, radio) 3C 405 (CygA, radio)
Q. S. O. (準星)	$\sim 10^{45}$	3C 273
小宇宙群 (Cluster of galaxies)	$\sim 10^{44}$	Perseus, Virgo, Coma, ABELL 2256

らの対象について述べるが、第1表の中でQSOは例数が少く、また normal galaxy は我が銀河の延長と考えてよいので、ここでは割愛する。

(i) Active Galaxy

Active Galaxy とは Seyfert galaxy, giant radio galaxy, 特異 galaxy といった活動の激しい銀河で、かつて反物質世界とか、銀河どうしの衝突とかの話題を提供したこともある。既にX線が検出されたものとして NGC 1275 (Seyfert galaxy), NGC 4151 (同), NGC 5128 (CenA; 強い電波を出す特異銀河), 3C 405 (CygA; きわめて強い電波を伴う双頭の特異銀河) などがある。

これらの天体の特徴のひとつは、光学的にみて、たいへん活動の激しい中心核をもつことであり、もうひとつの特徴は、その殆どのもの ($\approx 90\%$) が大きく拡がった双対の電波源にとり囲まれていることである [8]。この様子を、第3図 (a), (b) の CygA を例にとって示す。

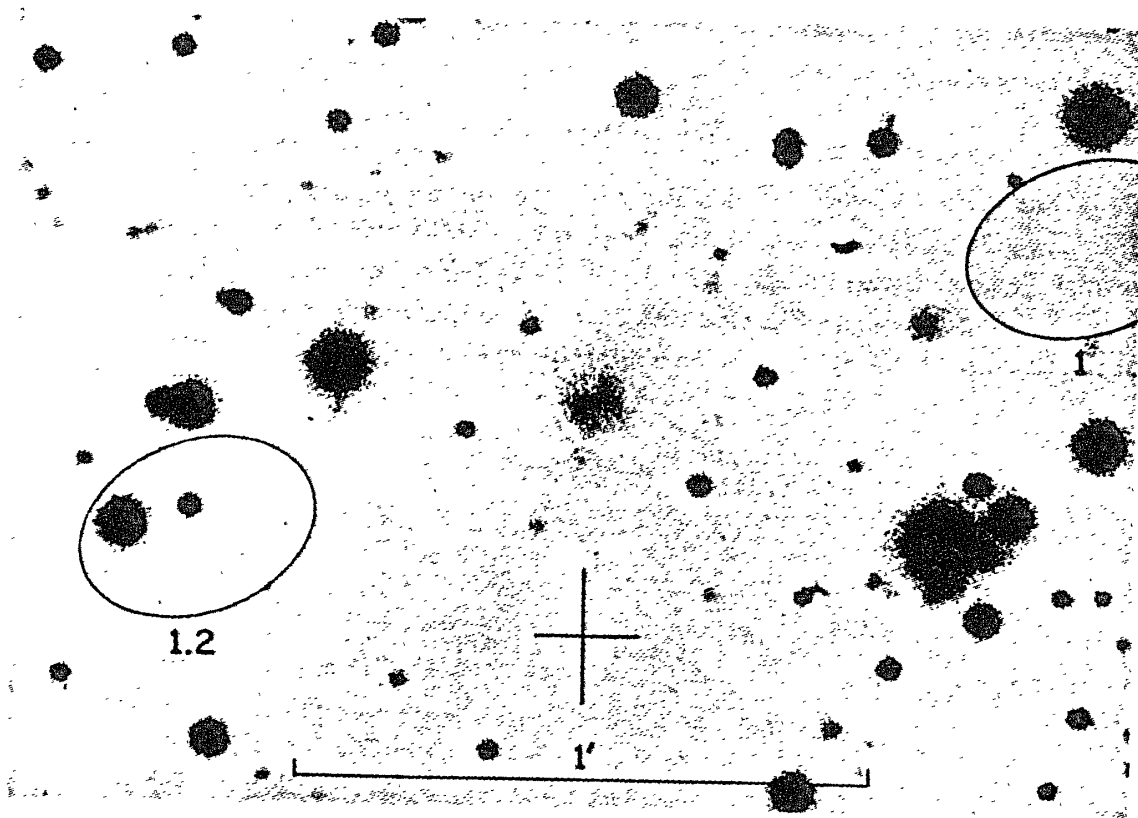
このように、CygA では活発な中心銀河のまわりを双頭の強い電波源がとり囲み、その拡がりには 100 kpc にも達する。電波等高線は尾を引いており、電波源が中心銀河から eject されたことを示唆する。現在この双頭電波源はシンクロトロン輻射と考えられているが、シンクロトロン輻射電子の寿命は $\sim 10^4$ 年であり、100 kpc $\sim 10^5$ 年の拡がりを説明することは難しい。

X線発生源領域が中心銀河にあるのか双対電波源に重なるのかは、これら特異銀河のメカニズム、エネルギー収支、進化などを知る上できわめて重要であるが、今までのところ何もわかっていない。我々は新しいX線望遠鏡によって、電波で得られているような二次元像をX線でも得ることができると期待している。

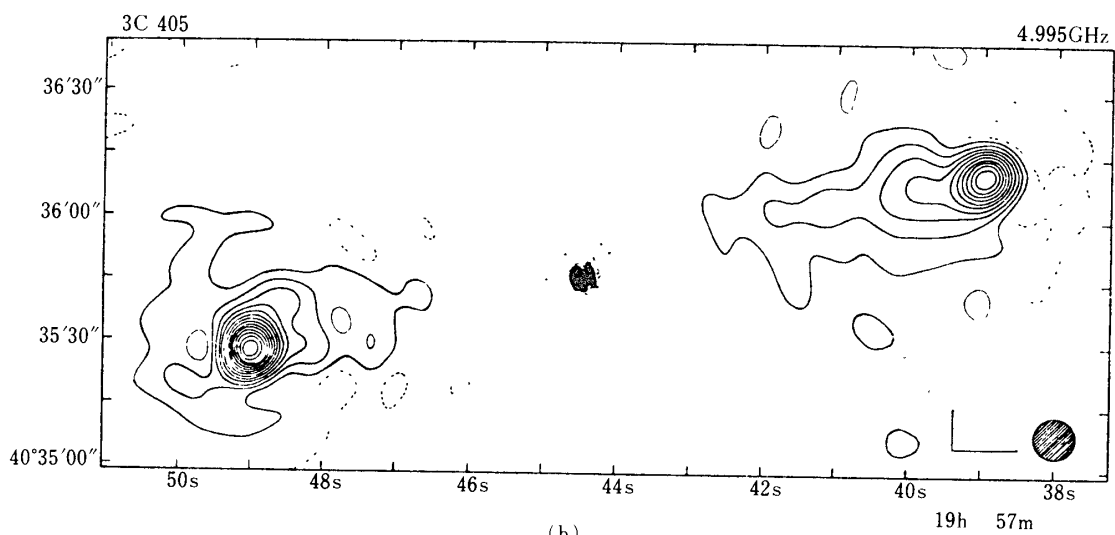
(ii) 小宇宙群 (Cluster of galaxies)

小宇宙群とは銀河が数10～数100個集まったもので、集団として特異な性質を示す。現在までに、17個の Abell 集団と他の4個の小宇宙群からX線が検出されている [5]。これを第2表に示す。

これら小宇宙群で特に注目されるのは、表にもみられるごとくその拡がり数がメガパーセ



(a)



(b)

第3图

第2表 X線の検出された小宇宙群

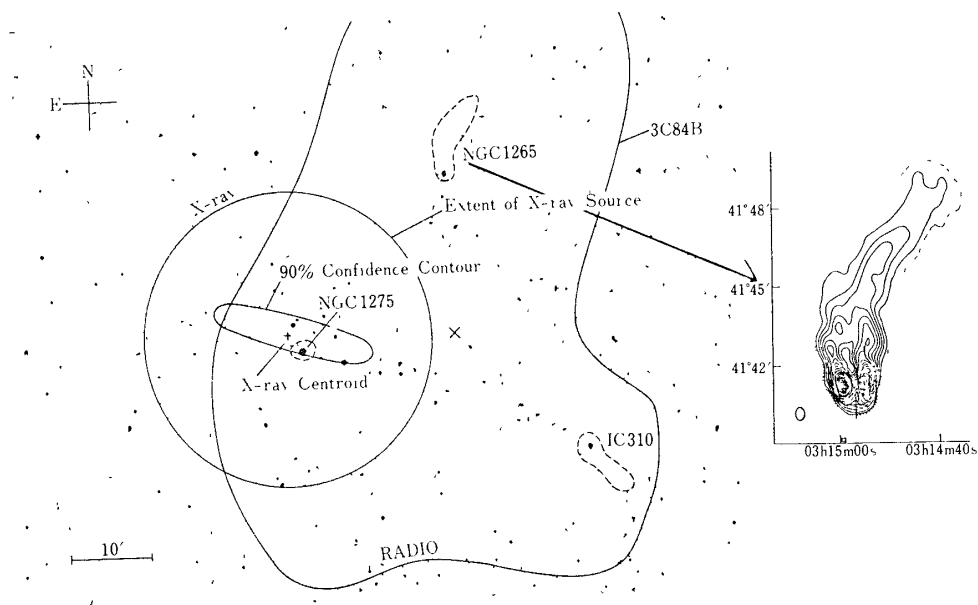
名称	視直径	拡がり(kpc)	輻射量(erg/sec)
ABELL 2256	35' ± 15'	2 800	5 × 10 ⁴⁴
Perseus / NGC 1275*	35' ± 3'	740	3 × 10 ⁴⁴
Coma	36' ± 4'	1 050	2 × 10 ⁴⁴
Cen / NGC 4696	37' ± 8'	500	2 × 10 ⁴³
Virgo / M 87	50' ± 5'	200	7 × 10 ⁴²

*これは、Perseus cluster の中で、NGC 1275 が特に強いX線放射源であることを示す。
Cen, Virgo についても同様。

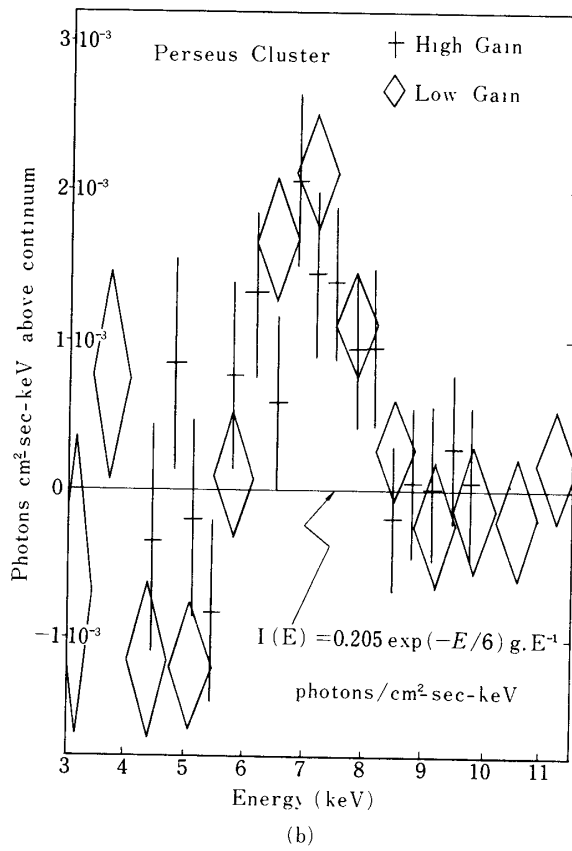
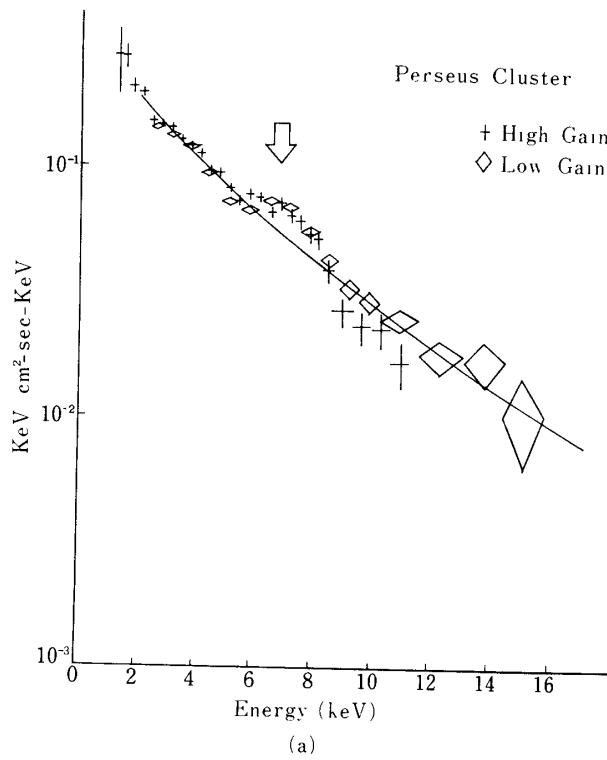
クにも達し、X線で見た拡がりも30分程度になっていることである。

いま、例としてPerseus cluster をとってみよう[6][9]。

これはNGC 1275と呼ばれるSeyfert galaxyを中心にしてはば500個程の銀河が集まったもので、第4図に示すようにX線での拡がりは0.5°程度である。X線の強度分布は、NGC 1275に強く集中しているようである。X線での放出エネルギーは10⁴⁴ erg/secにも達するが、そのエネルギー源はわかっていない。一方電波でこの小宇宙群を見ると、第4図のように大きく拡がったハローと、NGC 1265のようなhead-tail 銀河が見出されるが[8]、これは小宇宙群に多く共通する特徴である。その場合、多くのhead-tail 銀河のheadが、中心にある活発な銀河の方向を向く傾向にあるので、活発な銀河からの銀河風の放出も考えられている。



第4図



第5図

Perseus cluster からの X 線のエネルギースペクトルを詳しく調べると、図5に示すように、7 keV 付近に明らかな輝線が観測される[10]。これは高電離した鉄原子($\text{Fe}^{+24} \sim \text{Fe}^{+25}$)から出されるもので、その存在は、X線の起原が熱いプラズマであることを示している。観測された輝線の強度を説明するためには、光学的に存在する銀河の数倍のプラズマ質量を必要とする。

小宇宙群からの輝線スペクトルはこの他にも数例観測されている [11] [12]。

このように多量のガスを高温 ($10^7 \sim 10^8 \text{°k}$) に維持しているエネルギー源は未知であり、電波や X 線の空間構造とあわせて、解決されねばならない。また鉄のような進化した元素が銀河間空間での核反応で合成されるとは従来考えられておらず、はたして鉄がどこで作られるのかは、銀河および小宇宙群の進化を知る上の大きな鍵となるだろう。従って鉄の輝線の強度分布を観測することはそれだけでひとつの大きなテーマとなりうる。輝線のフラックスはたいへん弱いので、この目的のためには十分に検出感度の高いコリメータ系と、エネルギー分解能の良い検出器が必要となる。FTT をコリメータに、SPC を検出器に用いるシステムはこの目的にたいへん適しており、このシステムによってこれら小宇宙群の二次元像がエネルギー別に描かれるようになるだろう。

2.3 まとめ

以上のように、我々は主に銀河系外 X 線源に対し、FTT を用いることでその二次元像を求め、そこから銀河や小宇宙群の進化の問題を探りたいと考える。同様な研究は、米国の衛星 HEAO-B によって大規模に行われる予定だが、これはミラーを用いるため $< 2 \text{ keV}$ に限られている。2 keV 以上の像形成システムとしてはここで提案するものが殆ど最初のものであり、また現段階における最良のものと考えられる。

とくに 7 keV 付近の高電離鉄原子からの輝線は、小宇宙群を包む高温で稀薄なプラズマを特徴づけるものであるが、これは我々の提案するシステムによってはじめて mapping 可能であることを強調したい。従ってこの目的のため、検出器としては SPC が最も有力な候補となっている。

この方向の観測は、将来スペースシャトル等の大型飛翔体を用いた観測に結びつくものであり、そこに含まれる物理はいまや宇宙論 (cosmology) に直結したものになる。より遠方の天体を追い求める際、ミラーシステムが銀河間ガスによる軟 X 線吸収のため比較的浅い距離までしか有効でないのに反し、コリメータ型大型 X 線望遠鏡は電波や光で見ると同等、あるいはそれ以上に深く宇宙空間を見通すことができるだろう。

3. フーリエ合成望遠鏡 (FTT) [3]

3.1 はじめに

我々は2.において拡がった X 線源 (主に銀河系外のもの) について概観し、ミラーの使えないエネルギー領域 ($\geq 3 \text{ keV}$) での X 線源の mapping を考えた。このエネルギー領域で X 線源の像を得ようとするコリメータを使わねばならないが、その際ふたつの重要な要請がある。まず、拡がった X 線源には弱いものが多く、また鉄の輝線のように微小なフラックスを観測することを考えて、コリメータの平均透過率 τ が大きい、即ち感度が高いことが要

求される。他方で、空間分布に関しより多くの情報を得るためには、コリメータの角分解能のダイナミックレンジ

$$\alpha = \frac{\text{観測可能なX線拡がりの上限}}{\text{角分解能}}$$

が大きくなければならない。特に衛星に載せて多数の対象を観測しようとする時、対象ごとに拡がりの程度は様々に異なるから、 α には十分な余裕を見込んでおかねばならない。

しかし本来コリメータとは、信号フラックスの一部を犠牲にする（吸収する）ことで角度に関する情報を増やすものであるから、 τ を大にすることと α を大にすることとは両立しにくい。たとえば単純な多層スタレコリメータでは、すだれの層数を L としたとき

$$\alpha = 2^{L-1}, \quad \tau = 2^{-L}$$

であり、 L を増してダイナミックレンジを大きくすると感度が低下してしまう。この点で対極的な位置にあるのが、 $L=2$ の2層スタレコリメータと $L \rightarrow \infty$ の極限にあたるスラツコリメータである。前者は最も明るい、X線源の分布の空間フーリエ成分のうち、そのピッチに同期したもの（およびその高調波をごくわずかに）しか通さない。逆に後者はそのFWHMより長いすべてのフーリエ成分を通すが、 τ は最も小さい。この両者は、数学的にはちょうど互いにフーリエ共役の関係にある。

そこで2層スタレのもつ高い感度を保ちつつ大きな α を実現するには、ピッチの異なる複数個のスタレコリメータを組み合わせればよい。この考えの下に生まれたのがFTT（Fourier Transform Telescope；フーリエ合成望遠鏡）もしくはMPMC（Multi-Pitch Modulation Collimator）とよばれる装置である。

2.2 FTTの概念

図6に示すように、FTTは N 個の独立なX線カウンタから成る（簡単のため N 本とも等面積とする）。各々のカウンタには2層スタレコリメータがとりつけてあり、そのピッチは最も粗いものを Δ としたとき、他のものは $\Delta/2$ 、 $\Delta/3$ 、……、 Δ/N になる。波数（コリメータの山数）の比で言えば、 $1, 2, 3, \dots, N$ である。

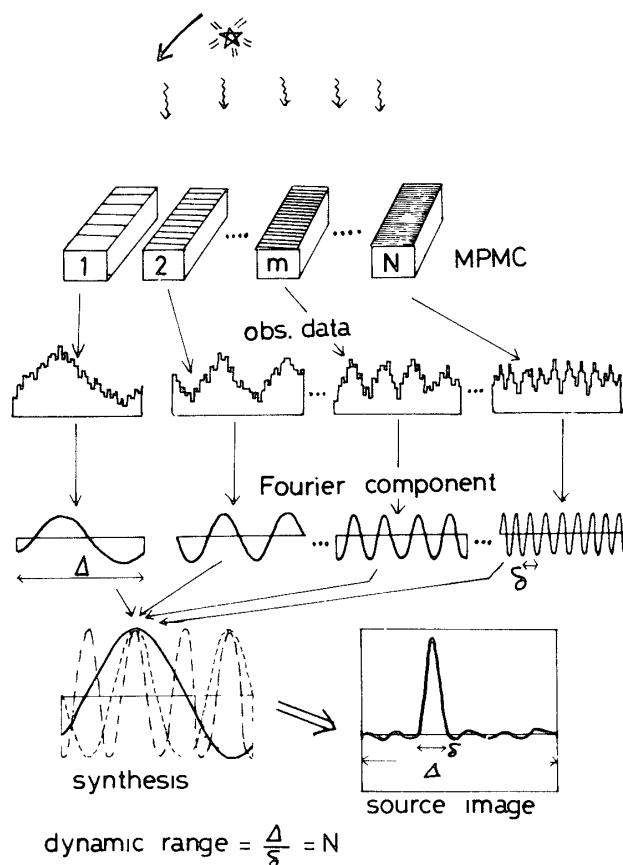
各サブコリメータはそのピッチに対応したフーリエ成分を選択的に検出するので、それらを逆フーリエ変換してやれば求める一次元像が得られる。そして3.5に示すように、この装置は同じダイナミックレンジをもつ単一の多層スタレコリメータよりずっと感度が良い。

像の合成の手続きをより具体的に示そう。波数 m のサブコリメータの透過関数は

$$f_m(x) = \frac{1}{2} + \frac{4}{\pi^2} \sum_{n=\text{odd}} \frac{1}{n^2} \cdot \cos\left(\frac{2\pi mn}{\Delta} x\right) \quad (1)$$

である。このコリメータ系で天空を一次的にスキャンした場合、そこでのX線一次元強度分布がフーリエ表示で

$$S(x) = \sum_{m=0}^{\infty} S_m \cdot \cos\left(\frac{2\pi m}{\Delta} x + \varphi_m\right) \quad (2)$$



第6図 FTT (Fourier Transform Telescope) の概念図

となっていれば, m 番目のカウンタの計数率 $d_m(x)$ は

$$d_m(x) \propto \int f_m(x-y) \cdot S(y) dy$$

$$\propto \sum_{n=\text{odd}}^{\infty} \frac{1}{n^2} S_{mn} \cdot \cos\left(\frac{2\pi mn}{\Delta} x + \varphi_{mn}\right) + d' \quad (3)$$

と与えられる. ただし d' はバックグラウンド, X線源にもとづくDC成分, および雑音の和を意味する. このように, 波数 m のサブコリメータは, S_m (およびその高調波) を選択的に拾い出す. (3) 式の $d_m(x)$ は直接観測にかかる量だから, ただちに

$$d_m(x) = \sum_{n=0}^{\infty} D_n^m \cos\left(\frac{2\pi n}{\Delta} x + \psi_n^m\right) \quad (4)$$

とフーリエ分解でき, 雑音のない極限で

$$D_n^m \rightarrow S_m, D_n^m \rightarrow 0 \quad (n \neq m \text{ の奇数倍}) \quad (5)$$

$$\psi_m^m \rightarrow \varphi_m \quad (5')$$

となる。従って(2)式の S_m に D_m^m を、 φ_m に ψ_m^m を戻してやれば再成像 $r(x)$ が

$$r(x) = \sum_{m=1}^N D_m^m \cdot \cos\left(\frac{2\pi m}{\Delta} x + \psi_m^m\right) + (DC \text{ 成分}) \quad (6)$$

によって求まる。この場合、明らかにダイナミックレンジは $\alpha = 2N$ である。 Δ 以上に拡がった源に対しては、再成像はもはや忠実ではない。

以上のようにFTTはX線源のフーリエ変換像を直接観測するシステムであり、電波天文学における開口合成技術ときわめて似ている。

3.3 観測モード

2.2に述べた方法においては、一次元像を得るのに望遠鏡を一次的にスキャンする。しかし、例えばスペースシャトルに搭載する場合のように、望遠鏡を静止させる方式が望まれることがあり、その場合には静止型FTTを作ることができる。即ち各サブコリメータをさらに2つの部分にわけ、透過パターンのピッチは同じだが位相が互いに $\pi/2$ だけずれるようにすればよい。区分された一方の部分の出力はサイン成分に、他方の出力はコサイン成分に比例するから、それらの時間平均をそれぞれ d_m^s 、 d_m^c と書けば、

$$r(x) = \sum_m \left\{ \left(d_m^c - d' \right) \cdot \cos\left(\frac{2\pi m}{\Delta} x\right) + \left(d_m^s - d' \right) \cdot \sin\left(\frac{2\pi m}{\Delta} x\right) \right\} \quad (7)$$

によって像が再成される。ただし d' は適当なバックグラウンドレベルである。この場合、望遠鏡はじっと静止してある天空領域を向いていけばよい。

スキャン型あるいは静止型のどちらのFTTにおいても、まず得られるのはX線強度分布の一次的射影であるが、これをいくつもの方向(例えば5~10方向)について求めてやれば、二次元像が合成できる[13]。ここでもしスキャン型FTTを回転スタレコリメータ[14]のモードで用いれば、直接に二次元像が得られる。それには、 m 番目のサブコリメータに対するcorrelation map[14]を $C_m(\vec{r})$ として

$$C(\vec{r})' = \sum_m m \cdot C_m(\vec{r}) \quad (8)$$

とすればよい。これは、(6)式あるいは(7)式を二次元化したものに他ならない。

3.4 波数の間引き

今までのところ、FTTのサブコリメータは波数1のものから N のものまで、すべての整数値の波数を尽くしていると仮定した。しかし1から N までのうちいくつかの波数を省き、かわりに N よりももっと大な波数のサブコリメータをとり入れることもできる。この操作を「波数の間引き」と呼ぼう。間引きをすると、カウンタの個数や面積を同じに保ったままでダイナミックレンジを増すことができるが、中間のいくつかのフーリエ成分が欠落するので像が不完全になる可能性がある。

間引きを成功させる鍵は、欠落したフーリエ成分を(単に0と置くかわりに)適当に推定する方法にある。ここでいくつかの方法を述べてみよう。

(i) コリメータの高調波を利用する方法 [13]

例えば $m=1$ のサブコリメータは、 $1/9$ の振幅で $m=3$ の成分をも通す。そこでこの $m=3$ 成分を利用すれば、 $m=3$ のサブコリメータなしですむ。ただし高調波の振幅は小さいので、この方法は十分統計が良くないと使えない。

(ii) non-negativity constraint を課す方法 [15]

一般に一次元分布のフーリエ成分のいくつかが欠落しているとき、それらを単に0とおくと、再成像に負の dip が現れるが、これは物理的にはおこりえない。そこで、これらの dip になるべく除かれるよう、未知のフーリエ成分の値をうまく調整してやればよい。具体的には、この操作は逐次修整的な手続き (iteration) で行われる。第7図のシミュレーション計算では、(iii) の再成像に対しこの手続きを行ったものが (iv) の cleaned image であり、明らかに像の忠実度が向上している。このように non-negativity constraint は優れた指導原理ではあるが、この方法で未知のフーリエ成分がすべて決定できるとは限らない。

(iii) 像を代表関数で表わす方法

これは、再成像をいくつかの代表関数 (例えば δ -関数, Gauss 分布, 多項式など) の一次結合で表わすやり方で、そこに全部で $2N$ 個の自由パラメータがあれば、観測された N 個のフーリエ振幅と位相とからそれらを決定でき、一次結合の形が一意的に決まる。この方法は間引きが激しい場合有効だが、代表関数の選び方によって X線源の性質を予め制限してしまうのが難点である。

(iv) 最大エントロピー法 (MEM) の応用 [16]

これは再成像 $r(x)$ に対しある方法でエントロピーの概念をもち込み、適当な条件下でこのエントロピーを最大にするように未知のフーリエ成分を決めるものである。すでに電波天文学での像形成に使われており [15], FTTによる像形成においてもたいへん有効な手法となるだろう。

一群の観測対象に対し、具体的にどのように間引きをすれば最も良いシステムになるかは、今後詳しく検討すべき最も重要な課題である。その際、各々のカウンタの面積を等しくせず、重みを加えることも考えうる。

3.5 FTTのノイズ特性

ここで FTT が感度の高いシステムであることを、やや定量的に示そう。いま FTT のいちばん粗い成分のピッチを Δ , いちばん細かい成分のピッチを Δ/N とし、サブコリメータが M 個あるとする。ダイナミックレンジは $2N$ で、また $M \leq N$ (等号は間引きのない場合) である。区間 Δ を $2N$ 個の bin に分け、

X線源強度	S_j	$c/s \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{bin}$
再成像 (一次元)	R_j	
diffuse background	b	$c/s \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{str}$
spurious background	B	$c/s \cdot \text{cm}^2$
カウンタの総計面積	A	cm^2
全視野	Ω	str
観測時間	T	sec

とする。このとき、

$$R_j \propto S_j \pm \frac{\pi^2 M}{2N} \sqrt{\frac{1}{AT} \left(\frac{1}{4} \sum_{j=1}^{2N} S_j + \frac{1}{4} b\Omega + B \right)} \quad (9)$$

となることが示される。±√ は、Poisson 統計にもとづくノイズの rms 的期待値である。この表式は、一次元ランダムピンホールカメラ [2] [17] に対するものと全く同じ形をしていること（その場合、Nはランダムな rod もしくは slit の総数にあたる）に注意されたい。

比較のためこの FTT と全く同じカウンタ面積 A, 視野 Ω, ダイナミックレンジ 2N をもつ多層スタレコリメータを考えると、

$$R_j \propto S_j \pm 2 \sqrt{\frac{2N}{AT} \left(\frac{1}{2} S_j + b \cdot \frac{\Omega}{2N} + B \right)} \quad (10)$$

が結論される。(9), (10) よりわかるように、diffuse background が主なときは FTT に利点はないが、spurious background が主なときは、FTT による再成像のゆらぎのレベルは、多層スタレコリメータの場合より $\sim \pi^2 M / 4N \sqrt{2N} = 1.8MN^{-3/2}$ だけ小さくなる。例として $M=8$, $N=16$ とすればこの因子は 0.23 となり、従って FTT を用いることは、多層スタレの面積を $1/0.23^2 = 19$ 倍にふやすことと等価である。

いま現実的な値として $\Omega = 3^\circ \times 3^\circ = 2.7 \times 10^{-3}$ str, $b \simeq 10$ c/s·cm²·str (ほぼ 2~15 keV に相当), $B \simeq 0.05$ c/s·cm² を採用すれば、(9) 式の√の中

$$\frac{6\Omega/4}{B} = \frac{7 \times 10^{-3}}{0.05} = 0.14 \ll 1$$

となり、Ω をこれに比べてひどく大きくしない限り、統計は diffuse background ではなく spurious background によって決められることがわかる。従って FTT の利点が損われることはない。

FTT では、各サブコリメータが signal flux の約半分を DC 成分として受けとってしまうので、signal にもとづく DC 成分が増幅される。このため $b \rightarrow 0$, $B \rightarrow 0$ の極限では X 線源のない場所にもゆらぎが波及し（ゆらぎの非局所化）、強い X 線源に隣接した弱い X 線源のマスクされてしまう確率が、多層スタレの場合よりも大になる。しかし拡がった対象を考える場合殆ど $\sum S_j < B$ なので、このような事態は生じない。

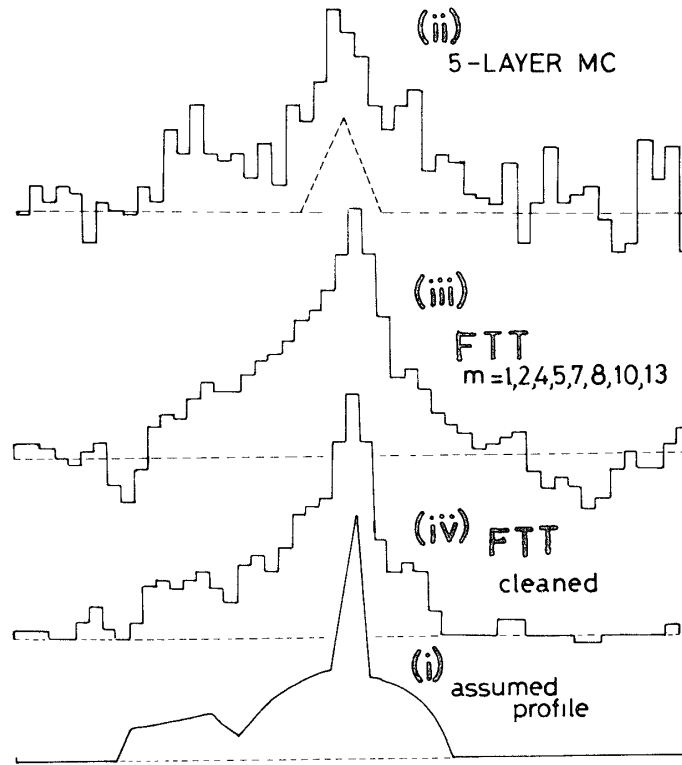
さらに、許される X 線源サイズの上限 Δ を固定してダイナミックレンジ α を変えてみると、(10) 式で $S_j \propto \alpha^{-1} \propto N^{-1}$ であるから、各 bin の S/N 比を同じレベルに保とうとすると、($B \gg S_j$, $b\Omega$ のとき) 観測時間は $T \propto \alpha^3$ にしなければならない。これに反し (9) 式によれば、FTT では $T \propto \alpha^2$ でよい。

以上まとめると、FTT の利点は spurious background が主なときにもっとも顕著で、しかもダイナミックレンジの増加とともに利点が大になる。従って FTT は拡がった弱い X 線源の像形成に、まさにうってつけのシステムと言えよう。

3.6 シミュレーション計算

FTT の基本的特性を確認し、間引きの効果を見るため、シミュレーション計算を行った。

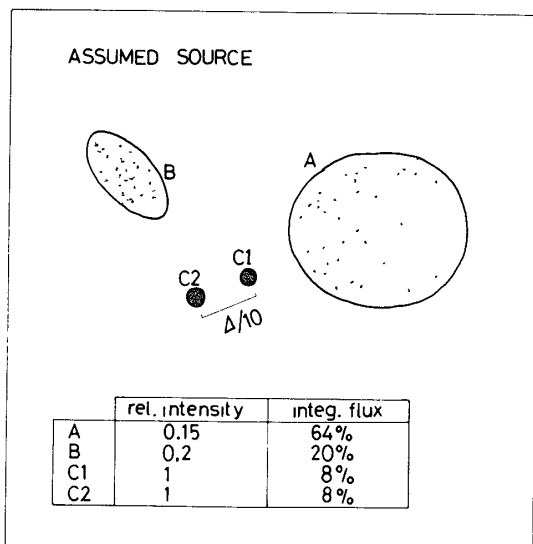
SOURCE FLUX : 0.03 c/s/cm^2
 SPURIOUS EVENT : 0.05 c/s/cm^2



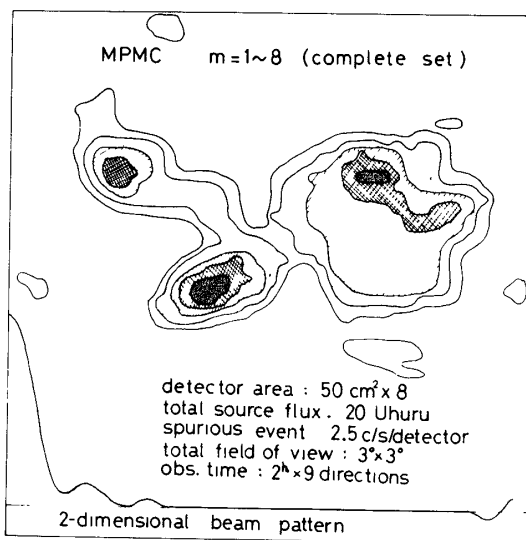
第7図 スキャン型FTTによる一次元像合成のシミュレーション
 (i) 仮定した分布. (ii) 5層スタレコリメータの場合.
 (iii) 間引きのあるFTTの場合. (iv) (iii)の結果に non-negativity constraint を課して像をきれいにしたもの.
 FTTは 50 cm^2 のカウンタ 8本, 5層スタレはカウンタ面積 400 cm^2 である. 観測時間は2時間, 図の横幅が FTT の最も粗い成分のピッチ, あるいは5層スタレのピッチを示す.

まず第7図は間引きのあるスキャン型FTT ($M=8, N=13$) による一次元像合成を simulate したもので, 比較のため同じカウンタ総計面積をもつ5層スタレコリメータのシミュレーションも載せた. ダイナミックレンジはFTTの場合26, 5層スタレの場合16である. FTTを用いたときの方が分解能, S/N ともに向上していること, またすでにIII-4で触れたように non-negativity constraint の適用でFTTの像の質が向上していること, などがわかる.

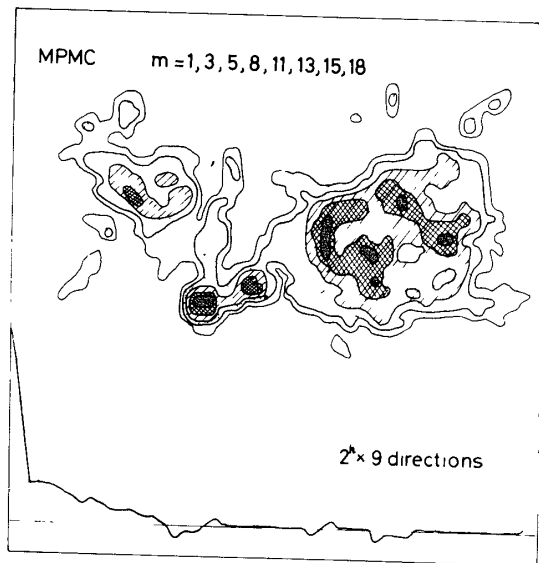
第8図 (a) ~ (g) は9方向の一次元像から二次元像を合成するシミュレーションである. (a) は仮定した source の分布, (b) ~ (e) は 50 cm^2 のカウンタ 8本から成るFTT



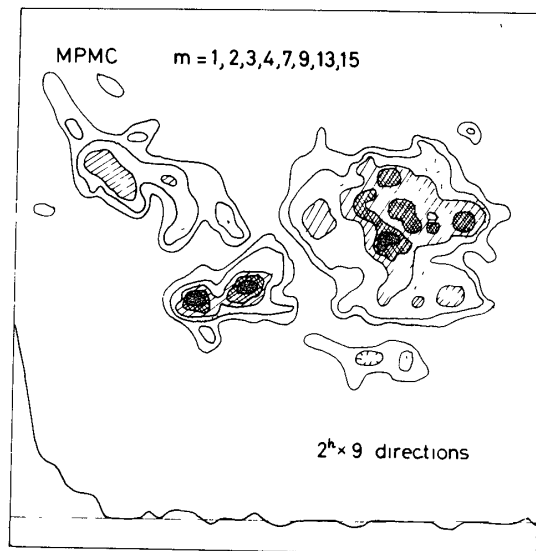
(a)



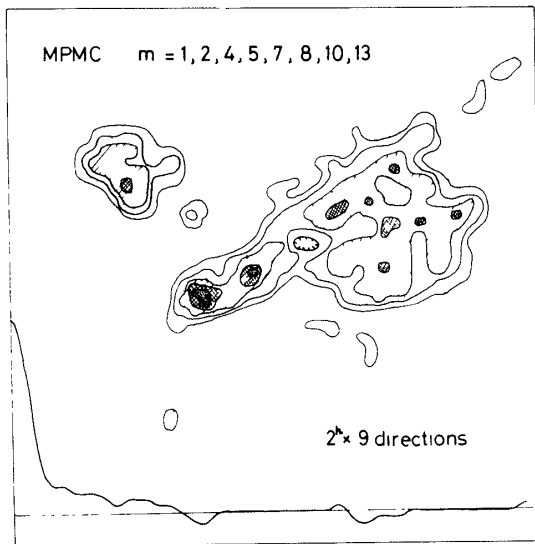
(b)



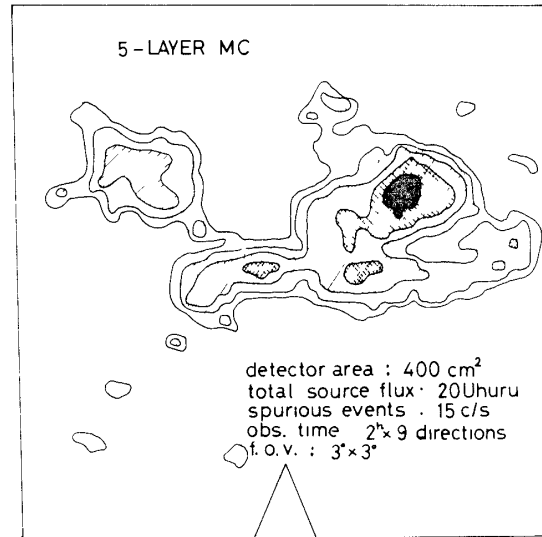
(c)



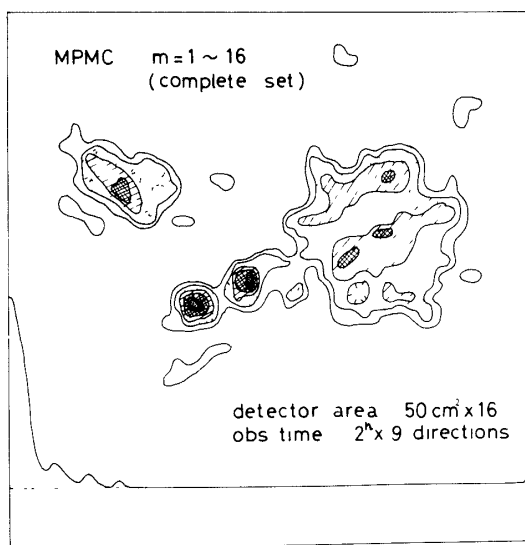
(d)



(e)



(f)



(g)

第8図 二次元像合成のシミュレーション 9
 方向の一次元像を各方向2時間づつ観測
 したもので、他の条件は図7と同じであ
 る。(a)仮定したX線源の分布。図の四
 角い枠が分布の許容上限である。(b)ま
 びきのないF T T。(c)~(e)まびきの
 あるF T Tの例。図の下半の曲線は、二
 次元的なビームパターンの断面。(f)5
 層スタレコリメータによる比較例。(g)
 2倍の総計カウンタ面積をもつ、まびき
 のないF T Tの例。

のもので (b) は間引きがなく, (c) ~ (e) は間引きがある. 従って (c) ~ (e) に対しては, もとになる一次元像を non-negativity constraint を用いて整形してある. (f) はこれらと等価なカウンタ面積 400 cm^2 をもつ 5 層スタレコリメータの場合, また (g) は 50 cm^2 のカウンタ 16 本をもつ, 間引きのない F T T の例である. 観測は, いずれの場合も一方向につき 2 時間 (従って map をつくるのに 18 時間) ととってある. ここでまず (b) と (f) を比べると, 両者の分解能はほぼ同程度 (なぜならどちらもダイナミックレンジは 16) だが, (b) の方が像が完全であることがわかる. もちろんこれは F T T のノイズが少ないためである. また (c) ~ (e) のように間引きをしてダイナミックレンジを上げると, 近接した 2 個の点源がたしかに分離されることがわかる. 同時に拡がった成分の形がややゆがんでいて, これはフーリエ成分の欠落によるもので, それは各図の下端に示した二次元ビームパターンの断面図からも見ることができる. しかしその歪みもそれほどひどいものではなく, (c) ~ (e) のものは殆ど (g) のもの (カウンタの総計面積が 2 倍になっている) に匹敵することがわかる.

以上の結果から, F T T の基本的特性が確認されたと言えよう.

3.7 まとめ

このように F T T は高い検出感度と大きなダイナミックレンジを両立させるというすぐれた特徴をもち, 拡がった弱い X 線源の像形成にうってつけのシステムで, $\geq 2 \text{ keV}$ 領域では現在のところ最良の結像系と考えられる. しかも各サブコリメータとしての 2 層スタレコリメータは技術的に全く確立されており, ハードウェア的な問題は無い. 従って F T T は衛星搭載用 X 線望遠鏡として直ちに実用可能なものである. 今後の課題は, 波数の間引きかた, カウンタ面積の重みの変えかた, 最大エントロピー法の適用など, ソフトウェア的な面が中心になるだろう.

4. X 線望遠鏡用検出器: 螢光比例計数管 (SPC)

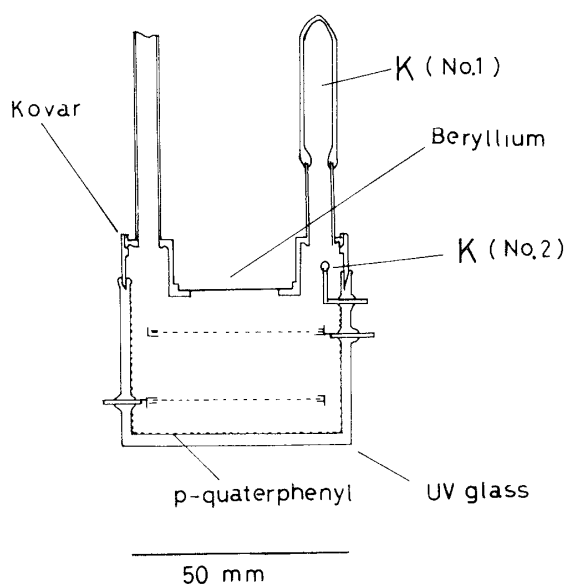
4.1 はじめに

現在まで, $1 \sim 20 \text{ keV}$ 付近の X 線検出器として広く使われてきたのが比例計数管 (Proportional Counter; PC) であった. これは検出効率が高いこと, 構造が簡単で軽量なこと, 従って大面積化が容易なこと, などの理由によっている.

すでに 2.3 で述べたように, 今回の X 線望遠鏡は一般的な X 線源の像形成に加えて, とくに 7 keV 付近の鉄の輝線の強度分布二次元像をつくることを目的としている. この目的のためには X 線検出器として効率がよくかつエネルギー分解能の良いものを使わねばならない. この要請を実現するものとして, 近年開発された螢光比例計数管 (Scintillation Proportional Counter; SPC) がある. 以下で我々は SPC について概説し, それが比例計数管と比べて今回の目的に好適であることを示そう.

4.2 SPC の原理 [8]

第 9 図に SPC の原理を示す. 入射した X 線は, 入射窓と第一メッシュとの間の領域 (第一領域) において, そのエネルギーに比例した個数の電子をつくる. 第一領域には $200 \sim 600 \text{ V/cm}$ の電場があり, 電子群は第一メッシュに向かってドリフトを起し, 第二メッシ



第9図 SPC (Scintillation Proportional Counter) の構造

ととの間の領域 (第二領域) に入る. ここでは $3 \sim 4 \text{ kV/cm}$ の強い電場で電子は加速され、原子との衝突によってこれを励起させ、光を出す. このプロセスがくり返され、個々の電子は第二領域を走る間に多数の ($\sim 300 \text{ photons/electron}$) 光子をつくり出す. この光は再び光電子増倍管によって電氣的に増幅され、出力となる.

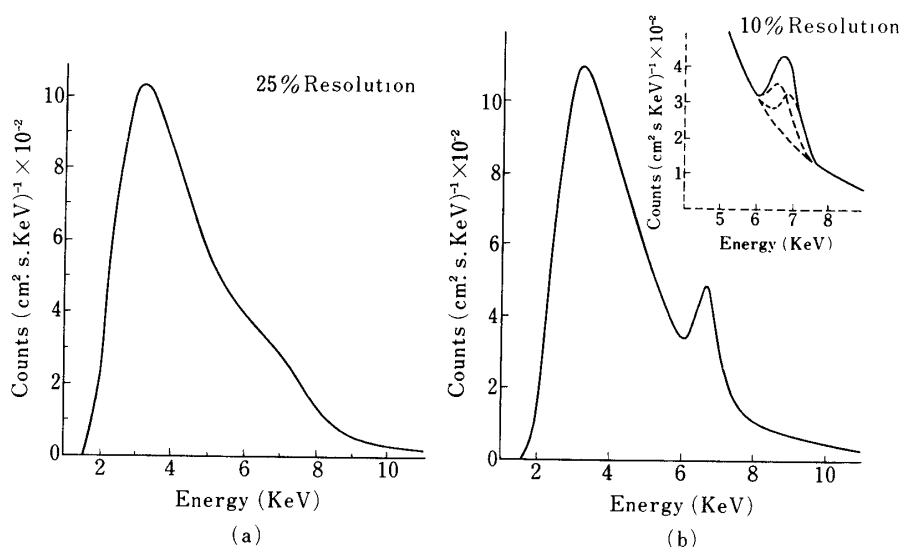
比例計数管では芯線近くの強い電場で電子を加速し電子なだれをつくり出して信号とするが、SPCではそこまで電場を強くせず、2次電子放出をおこさぬようにしている. 4-3に示すように、この機構の差のためSPCは比例計数管よりも約2倍良いエネルギー分解能をもつことができる.

通常高純度のXeガスをを用いるが比例計数管と異なり、SPCでは電子の数は、はじめ生じたときのままで増殖がない. 従って不純物による1次電子の吸着があると急速に性能の劣化をきたす. このため、SPCにはガス純度を保つためのゲッターが必要となるが、この点については4-4で述べる.

4.3 SPCのエネルギー分解能

比例計数管の場合、エネルギー分解能を決める主要な因子は、入射X線によってつくられる電子数のゆらぎと、次にこれらの電子がなだれによって増幅されるときに生ずるゆらぎとである. 前者はファノ因子を F (Xeガスの場合 $F \simeq 0.2$)、作られる電子数の平均値を N とすれば、 \sqrt{FN}/N で与えられる. 後者は適当な係数 f を仮定して \sqrt{fN}/N とあらわせる. f は通常増幅率の場合、 $\simeq 0.7$ である. 従って比例計数管のエネルギー分解能 (FWHM) は、 $R = 2.35\sqrt{(F+f)/N}$ となる.

これに対し、SPCの分解能の表式では、第二の項がない (つまり $f \rightarrow 0$) ものと考えて第一近似としては正しい. 上の式によれば $Mn-K_{\alpha}$ X線 (F_e^{55}) (5.9 keV) では、比例計



第 10 図

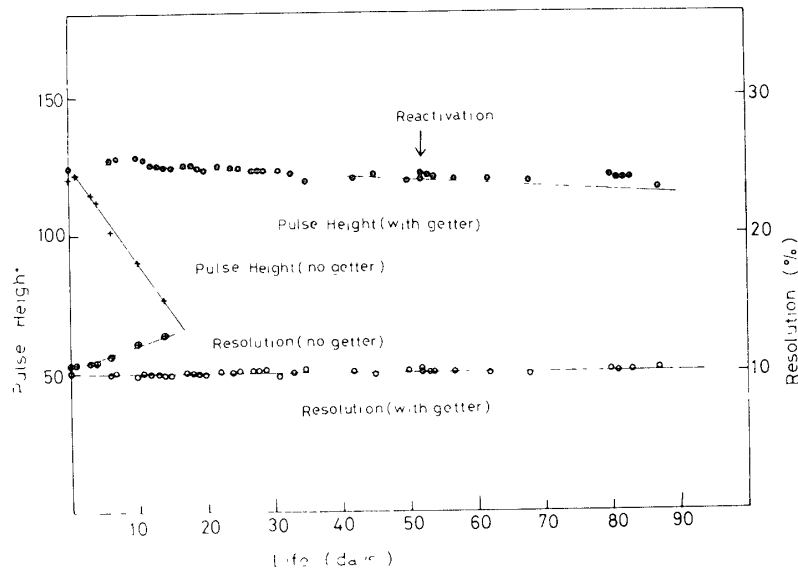
数管の分解能 14% に対し、SPC では 6.4% が理想的に予想される。実際の場合、比例計数管では 16%、SPC では 8% が実現されている。即ちエネルギー分解能で、SPC は比例計数管に比し約 2 倍すぐれている [19]。

比例計数管と SPC のエネルギー分解能の差を、第 10 図に図式的に示す。これは X 線の輝線が観測された CygX-3 について、比例計数管と SPC での観測をシミュレートしたものである。比例計数管は $M_n = K_\alpha$ 線に対し 25% の分解能をもったものと仮定されている。比例計数管ではわずかな盛り上りとしてしか観測されない Fe^{24} の輝線 (6.702 keV) が、SPC により明白に分離されることがよくわかる。

4.4 SPC の寿命とガス純化用ゲッター

比例計数管の寿命は第一にガスの不純物によって決められ、さらに多くの場合 quenching gas として少量の有機ガスを混ぜるため、芯線へのカーボンの付着も寿命を縮める要因となる。後者は全計数で決まるので、運用の方法によっては無視できる。

SPC の場合、カーボンの付着の要因は全くないが、先に述べたようにガスの不純物の影響は比例計数管の場合より大きいので、ゲッターの使用が不可欠である。フライト用ゲッターとしてはコンパクトで低電力、さらに比較的低温で活性をもつもの以外は実用的でない。我々はこの要請に添うものとして、カリウムゲッターを開発した [4]。このゲッターの概念は図 9 に示されている。K (No. 1) としたものは原子炉級の高純度カリウムをガラス封じして送り込み、シールオフしたものである。このゲッターの効果は、第 11 図に明白に示されている。このゲッターは、回りをヒータで暖める (電力は 200 mW 程度で可) ことにより再活性化できるのが大きな利点である。K (No. 2) としたものはタンタルのヒータにシリコンと重クロム酸カリの粉末を混入したものである。ヒータを約 600 °C に熱することにより金属カリウムを滴出させ、これをゲッター室の壁にコートする。この装置は現在約 3 カ月に



第11図 SPCに対するカリウムゲッターの効果

わたり封じ込め状態で使用しているが、性能の劣化はない。No. 1.No. 2 いずれの方法にせよ、このようなゲッターを使用することにより、SPCに1~2年の寿命をもたせることは充分可能と考えられる。これは比例計数管に比肩しうるものである。

4.5 その他の問題点

他のいくつかの要因について、比例計数管とSPCとを比べてみよう。

(i) 有効面積

比例計数管では比較的簡単に大きな有効面積が得られるが、SPCでは必ずしも容易ではない。その主な理由は、入射位置による利得の非一様性にある。これは光の集光の非一様性と平行電場のエンド効果によるもので、中心ほど利得が高い。このことが全体としてのエネルギー分解能をおとす。例えば直径5cmのSPCについて中心部で8%の分解能の場合、 20 cm^2 の面積全体では10%の分解能となる。さらに電場の補正を加えること等により今回の望遠鏡に要求される 50 cm^2 程度の面積は十分可能であろう。

(ii) バックグラウンドの除去

弱いX線源の二次元像を忠実に再成するためには、バックグラウンドの除去がきわめて重要である。いま問題となるバックグラウンドは、主に γ 線によってコンプトン散乱された電子によって生ずる。比例計数管の場合、シグナルは約 $0.1\mu\text{ sec}$ の速い立ち上がりを示すのに対しバックグラウンドによるパルスは立ち上がりが遅い。これを利用して波形弁別をすることにより、バックグラウンドを約 $1/10$ におとすことができる。

SPCの場合、図9でわかるようにX線吸収の有効体積(第一領域)に対し全体のガス室の体積が大きいので、バックグラウンドの比率が大きい。しかしシグナルはきわめてよくそろった一定の立ち上がり時間をもつので、SPCにおいては波形弁別はきわめて有効である。

詳しい議論 [20] は省くが、波形弁別により、第一領域以外の領域で生じたバックグラウンドパルスは高い確率で除去しうる。バックグラウンドを1/10程度にまで減らした報告があり、これは比例計数管と同程度である。特定の輝線成分のみに注目する場合、SPCは比例計数管より分離能が約2倍よいのでそのぶんだけバックグラウンドが減り、S/Nが向上する。これはSPCに伴う大きな利点である。

SPCは現在実験室段階の開発を終えたといえる。さらに大面積化、長寿命化等の努力を続けるとともに、一連のロケット実験を計画している。

5. ASTRO 型衛星およびそれ以後

すでに3.4で述べたように、FTTとSPCの組み合わせによるX線望遠鏡は二次元像を作るためのシステムとして優れたものである。そこで具体的にASTRO型衛星に搭載するシステムを考え、観測時間を概算してみよう。

まず、ASTRO型衛星で30 cm × 30 cm × 70 cmの空間が利用できると考えられる。そこでFTTとしては $M=8$, $N=16$ 。各サブコリメータの面積 $\approx 50 \text{ cm}^2$ のものをとろう。従って8本のSPCも有効面積 $\approx 50 \text{ cm}^2$ のものを使うことになる。SPCのdead spaceを考慮しても、この大きさのものを上記のスペースに収納することはたやすい。SPCの高さを $\approx 20 \text{ cm}$ とすればFTTのグリッド間隔は $D \approx 50 \text{ cm}$ となり、角分解能 $\approx 1'$ を実現するには、いちばん細かいサブコリメータのワイヤ間隔を $\approx 150 \mu$ にすればよい。この値は、フォトリソグラフィでたやすく実現しうるものである。従ってこれと $N=16$ とからダイナミックレンジは32、許されるX線源のサイズの上限は $32'$ となる。この値は、現在知られている小宇宙群からのX線放射領域の大きさ(第2表)にはほぼ近い値である。これらの諸パラメータを表3にまとめておく。

小宇宙群からのX線強度は、Perseusのように強いものを除き、数UHURU単位 ($1 \text{ UHURU} = 1.2 \times 10^{-3} \text{ c/s} \cdot \text{cm}^2$, 2~6 keV) のものが多いと考えられる。そこで例として5UHURUの強度をもつ小宇宙群を2~15 keV付近で観測する場合を考えよう。diffuse

第3表 ASTRO型衛星用X線望遠鏡のパラメータ(案)

FTT	サブコリメータ数	$M=8$
	ダイナミックレンジ	$2N=32$
	角分解能	$1'$
	グリッド間隔	50 cm
	視野	$3^\circ \times 3^\circ$
SPC	有効面積	$50 \text{ cm}^2 \times 8 \text{ 本}$
	エネルギー分解能	$\approx 10\%$
	バックグラウンド除去	波形弁別

background は無視し, spurious background を $B \simeq 4 \times 10^{-2} \text{ c/s} \cdot \text{cm}^2$ ($2 \sim 15 \text{ keV}$) と見積もる (SPC に波形弁別をかけて). III の (9) 式より第 j bin の S/N 比は

$$\eta_j = \frac{2N}{\pi^2 M} \cdot S_j \sqrt{\frac{AT}{B}} \quad (11)$$

である. そこで $A = 50 \times 8 = 400 \text{ cm}^2$, $N = 16$, $M = 8$, $B = 4 \times 10^{-2}$ を代入し, 源の拡がり を $\simeq 10 \text{ bins}$ として平均的に $\langle S_j \rangle \simeq 0.5 \text{ UHURU} \simeq 6 \times 10^{-4} \text{ c/s} \cdot \text{cm}^2$ とすれば bin 平均の S/N は

$$\eta \simeq 2.9 \sqrt{t} \quad (12)$$

となる. ただし t は時間単位で計った観測時間である. よって一次元像に対し $\eta \simeq 5$ を得るには

$$t \simeq 3 \text{ hours}$$

でよい. 従って $5 \sim 6$ 方向の一次元像を得るのには, 20 hours 程度の net exposure があればよく, 2 日程度の観測で一枚の二次元像がえられる.

次に, 同様な条件下で輝線の mapping を考えよう. SPC のエネルギー分解能を $\simeq 10\%$ とすれば約 2 keV のバンド幅をとっておけばよく, 従って $B \simeq 1.5 \times 10^{-3} \text{ c/s} \cdot \text{cm}^2$ 程度におさえられるだろう. 他方, 輝線フラックスを拡がりの全体で 1 UHURU とみなす. (11) から (12) 式を導いたのと全く同様にして,

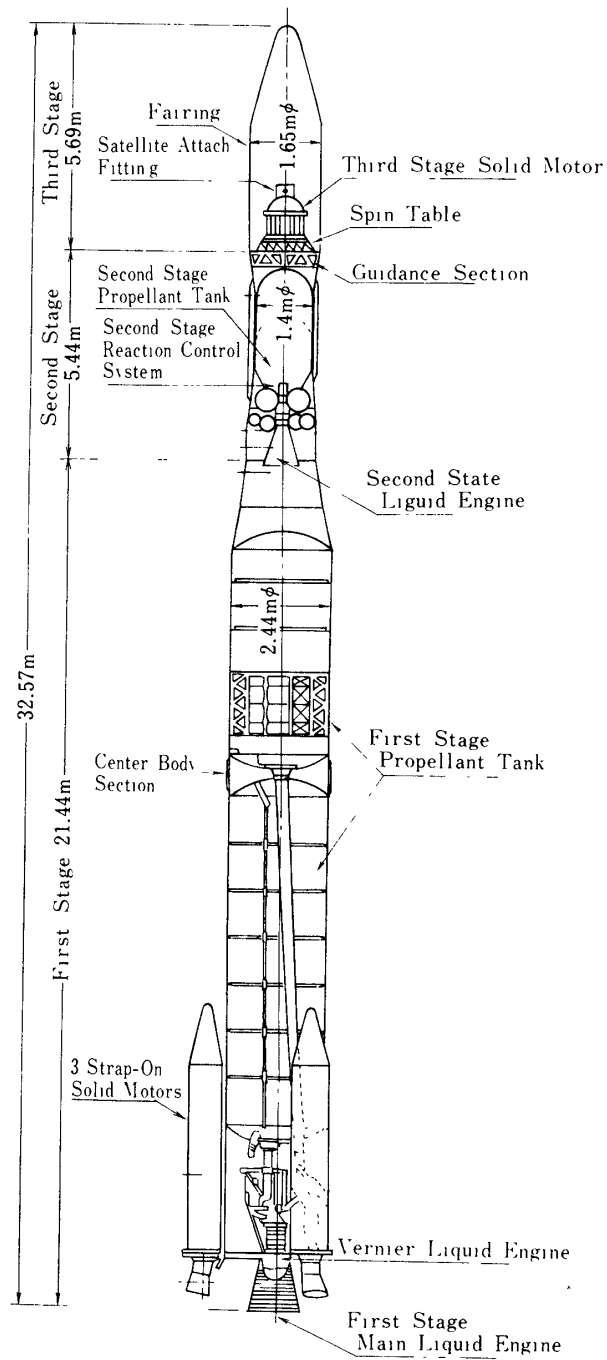
$$\eta \simeq 1.4 \sqrt{t} \quad (t \text{ in hours})$$

となる. 従って $\eta \simeq 5$ を得るのに $\simeq 13 \text{ hours}$ を要し, 2 週間程度で一枚の map がえられることになる. これらの観測時間の概算値を第 4 表に示す.

しかしさらに進んで 0.1 UHURU 程度の X 線源を観測しようとする, ASTRO 級のシステムでは観測時間が長くなりすぎ, 現実的ではない. 替わりに, 望遠鏡の面積を大きくすることが必要となる. 我々はこの要求にこたえて, N ロケットやスペースシャトルを利用する計画を立てている. 例えば N ロケットでは $1 \text{ m} \times 2 \text{ m} \times 1 \text{ m}$ 程度の望遠鏡を軌道に打ち上げるので, この場合の有効面積は ASTRO 型の場合の $20 \sim 25$ 倍となる. 従って同じ観測時間で ASTRO 型よりも $1/5$ 程度弱い X 線源まで観測できることになる. さらにスペースシャトルの利用を考えれば, その大きな積載容量と安定した高精度の姿勢とを生かして, 大型の X 線望遠鏡が実現する可能性が高い. 例えば, サブコリメータの数が $30 \sim 40$ 個, ダイナミックレンジが $100 \sim 200$ 程度, 角分解能が数秒角といったシステムがやがて実現される

第 4 表 ASTRO 型衛星による観測時間

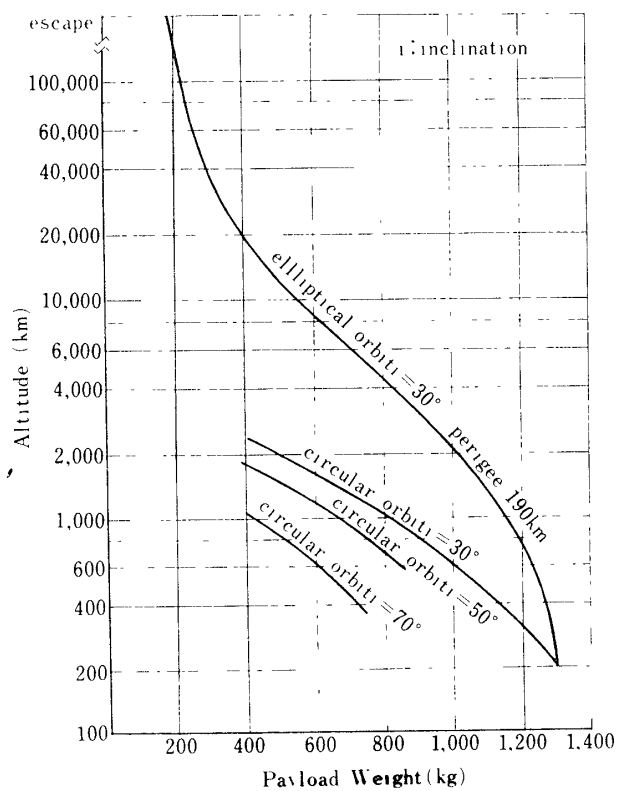
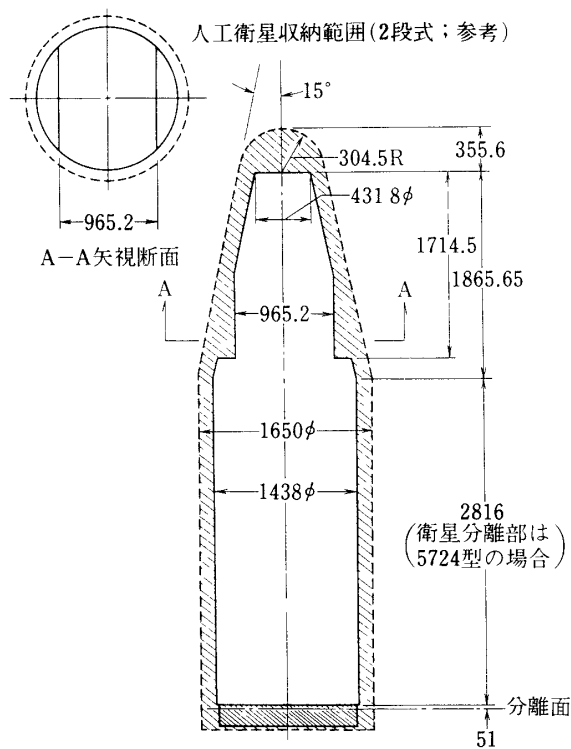
X 線源強度	1 方向に必要な時間	1 枚の map に必要な時間
5 UHURU	~ 3 時間	~ 2 日
1 UHURU (輝線)	~ 20 時間	~ 2 週間
0.5 UHURU	~ 20 日	数カ月



第12図

だろう。

参考のため、第12図にNロケットの概要を示す。



第12図

6. ま と め

F T TとS P Cの導入により, 高い角分解能およびエネルギー分解能をもった像形成用X線望遠鏡が実現されるだろう. これはASTRO型衛星搭載用だけでなく, 将来Nロケット, スペースシャトル用へと大型化できるものである. これらの装置によって主に銀河系外X線源の構造が詳しく解明され, 光や電波の天文学に比肩しうる新しいデータが得られるだろう. これによってX線天文学は, 種々の天体の進化や構造の問題のみならず, 宇宙それ自身の問題, 即ち宇宙論へ直結しうるものと考ええる.

1977年8月20日 新設部(科学)

参 考 文 献

- [1] H. Bradt, G. Garmire, M. Oda, G. Spada and B.V. Sreekantan, *Space Sci. Rev.* 8, 471 (1968).
- [2] R. H. Dicke, *Ap. J.* 153, L101 (1968).
- [3] K. Makishima, S. Miyamoto, T. Murakami, J. Nishimura, M. Oda, Y. Ogawara and Y. Tawara, *Invited Paper to the 20th COSPAR/IAU Symposium (Tel. Aviv, 1977), C/N A-5-1.*
- [4] K. Koyama, H. Inoue and M. Matsuoka, *ISAS RN # 36.*
- [5] 3U Catalog, *Ap, J. Suppl.* 27, No. 237, P. 37 (1974). Ariel-5 Catalog for high galactic latitude X-ray sources, preprint.
- [6] R. Giacconi and H. Gursky (ed.), *X-ray Astronomy*, D. Reidel Publ. Co. (1974).
- [7] L. E. Peterson, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 13 (1975), Annual Review Inc.
- [8] 会津, 天体フレア研究会 (1976).
- [9] W. Cash, R. Malina and R. Wolff, *Ap. J.* 209, L111 (1976).
- [10] R. Mitchell, J. Culhane, P. Davison and J. Ives, *M.N.R.A.S.* 176, 29p (1976).
- [11] R. Mitchell and J. Culhane, *M.N.R.A.S.* 178, 75p (1977).
- [12] P.J. Serlemitsos, B. Smith, E. Boldt, S. Holt and J. Swank, *Ap. J.* 211 L63 (1977).
- [13] M. Oda, N. Muranaka, M. Matusoka, S. Miyamoto and Y. Ogawara, *Space Sci. Instrumentation* 2, 141 (1976).
- [14] H. Schnopper, H. Bradt, S. Rappaport, E. Boughan, B. Burnett, R. Doxey, W. Mayer and S. Watt, *Ap. J.* 161, L161 (1970).
- [15] 石黒, 宇宙放射線シンポジウム (1976. 東大宇宙研), p. 23 および p. 39.
- [16] B.R. Frieden, *J. Opt. Soc. Am.* 62, 511 (1972).
- [17] 牧島, 土井, 小川原, 宮本, 村上, 田原, 宇宙観測シンポジウム (1976. 東大宇宙研), p. 433.
- [18] A. Policarpo, M. Alves, M. dos Santos and M. Carvalho, *Nucl. Instr. and Meth.* 102, 337 (1972).
- [19] R.D. Andresen, *Astron. Astrophys.* 53, 309 (1976).
- [20] 井上, 小山, 松岡, 小川原, 牧島, 常深, 村上, 小田, 田中, 宮本, 科学衛星シンポジウム (1977, 東大宇宙研).