

# Sco X-1 および新たに発生した X 線源の観測

—K-9M-27, S-210-2 による観測—

北村 崇\*・松岡 勝・宮本 重徳  
中川 道夫\*・小田 稔・小川原 嘉明  
島 安治\*・高岸 邦夫\*

## 1. 序 論

1962~1963年にX線を出す天体の存在が確認されて以来多くのロケットまたは気球による観測が行なわれ、現在までに約40個のX線源が発見されている。このうちさそり座のX線源 Sco X-1 は最初に発見された最も強いものであって、光学的にも同定され [1] また電波でも観測されている [2]。光学観測によればその明るさは、ほぼ 12.4 等級ほどの明るい phase と 13.4 等級ほどの暗い phase とがありその間を数時間程度の時間で変動するよう見える。また明るい phase ではしばしば 10 分間ほどその輝きをますフリッカーが見られる [1, 3]。この明るさの変動の典型は Fig. 1 に示されている。X線スペクトルの数多くの測定結果は Fig. 2 のようにまとめられる。ときによってスペクトルが変っているように見えるがこれまでの観測のすべてについて装置が十分によく較正されていて相互に比較できるものであるかどうかという点には全然疑問がないわけではない。一方X線強度がフレアのように短時間に増加する現象も報告されている [4]。

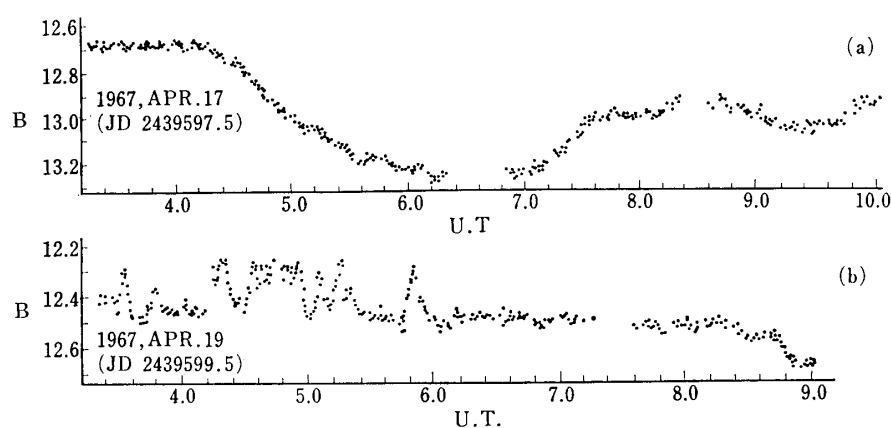


Fig. 1 Sco X-1 の明るさの変動の例 [3]. (b) の例で見られるように、12.4 等級のときには 10 分程度の間その輝きを増すフリッカーがみられる。

\* 大阪市立大理学部

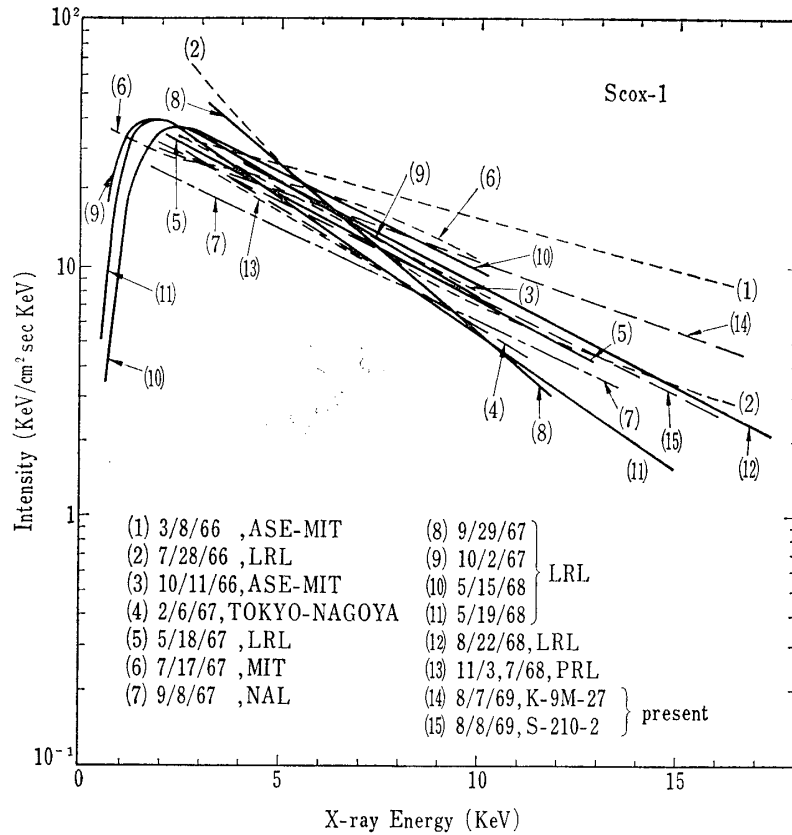


Fig. 2 Sco X-1 よりのエネルギースペクトルの測定結果のまとめ.

- (1) Gorenstein, P. *et al*, Ap. J. **153** (1968), 885.
- (2) Chodil, *et al*, Ap. J. **150** (1957), 57.
- (3) Chodil, *et al*, Phys. Rev. Letters **19** (1967), 681.
- (4) Matsuoka, *et al*, Astrophys, Space Sci. **4** (1969), 44.
- (5) Chodil, *et al*, Ap. J. **154** (1968), 645.
- (6) Rappaport, *et al*, Nature **221** (1969), 428.
- (7) Meeking, *et al*, Ap. J. **157** (1969), 197.
- (8) Hill, *et al*, Ap. J. **154** (1968), 655.
- (9), (10), (11) Grader, *et al*, preprint (1969).
- (12) Toor, *et al*, preprint (1970).
- (13) Rao *et al*, Ap. J. **157** (1979), L133.

Sco X-1 のスペクトルはX線—光—赤外線領域について Fig. 3 のようにまとめられる。この形のスペクトルは赤外線あるいは光より長い波長領域では不透明、短い波長領域では透明な高温のプラズマ雲による熱ふく射と consistent である。そうだとすると、Sco X-1 までの距離を 600 光年ほどであると考えたこのプラズマ雲はきわめて小さい ( $<10^8$ cm) ものと推定される [5,6]。一方 Sco X-1 の光学的な性質はこれが old nova であることを暗示している。もしそうだとすれば Sco X-1 は close binary system になっているのかも知れない [6]。ではこういう天体でどのようにして小さな熱いプラズマ雲が発生し保存されているのであろうか。

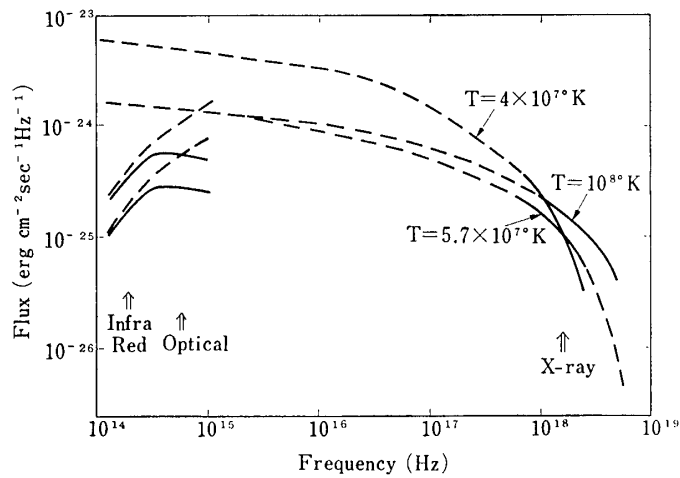


Fig. 3 Sco X-1 からの放射線のエネルギースペクトル [5]. 実線は観測値, 点線は透明な熱いプラズマとしたときの熱ふく射, また光赤外では自己吸収の効果を入れたスペクトルも示した.

この際注意深い測定を数多く行なって, X線スペクトルの変動を確認すること, さらにX線と光との同時観測を行なうことは Sco X-1 のX線発生メカニズムを明らかにするのにきわめて有効であろう. X線源の正体いかんによってX線と光の変動との間にいろいろな相関が考えられる. 仮に Sco X-1 が上記の熱いプラズマ雲であるとしてまたこのプラズマ雲の全質量と表面圧力が一定で, 変動の原因はその温度の変化によると仮定すれば赤外線領域からX線にいたるスペクトルは Fig. 4 のように温度によって変化する. また, 変動の原因が源の occultation によるものであればX線と光の強度の増減は同時に同じむきに起きるだろう.

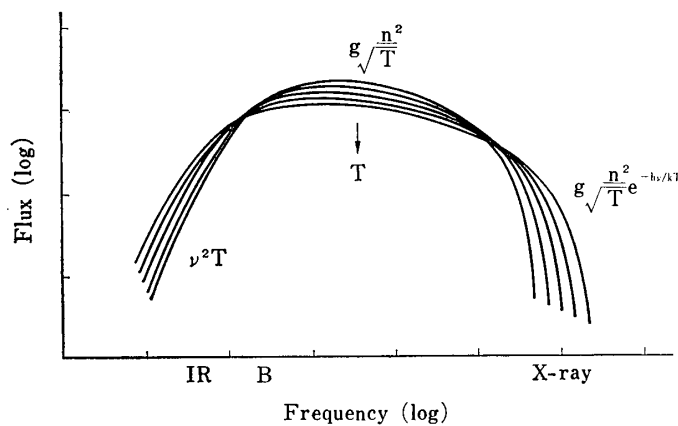


Fig. 4 透明な熱いプラズマと考えたときに期待されるスペクトルの変化.

われわれはこのような考え方から異なる時期の観測結果を精密に比較できるようによく基準化され、校正された X 線観測装置を作って、数次にわたるロケット観測を行ない、可能な限り光学の同時観測を行なうことを計画した。光学観測は東京天文台が担当することになった。ロケット観測は K-9M 型、S-210 型など各種のロケットを使用し、また印度の PRL (Physical Research Laboratory) のグループと協力して、Nike Apache を使用して TERLS (Thumba Equatorial Rocket Launching Station) において観測するなどできるだけ多くのチャンスをとらえて観測を行なう計画である。現在までは K-9M-27, S-210-2, S-210-3, および Nike Apache 2 機による観測が行なわれた。このうち X 線と光の同時観測が行なわれたのは K-9M-27 と Nike Apache の一機である。この報告はこのうち K-9M-27 および S-210-2 による観測に関するものである。

この観測は意外なそして重要な副産物をうむことになった。それは新たに出現した X 線源 (GX 333+25) の観測である。1968 年 7 月この実験を準備中、米国の Vela 衛星が Sco X-1 から約 25 度はなれた天球上の位置に 7 月上旬に発生した強い X 線源を観測したという天体発見電報がもたらされた。この位置はこれまでに何度もロケットによって観測された領域で明らかに Sco X-1 の強さの 200 分の 1 以上の強さの X 線源はなかったところである。7 月 6 日の Vela の観測では存在しなかったものが 7 月 9 日には出現し、ほぼ Sco X-1 と同程度の X 線源になっているというのである。われわれは K-9M-27 および S-210-2 による観測によって 2 日間にわたってこの新しい天体の出現を確認し、そのエネルギースペクトルを詳しく決定することができた [7]。

## 2. 観 測 装 置

ロケットに搭載した銀河 X 線観測装置は一對の比例計数管 A, B および電子回路よりなる。このほかに地磁気姿勢計が搭載されており、このデータと既知の X 線源の観測データとを併用することによりロケットの姿勢を決定することができる。K-9M-27 には同時にスターセンサを搭載したが、感度調整を誤り精度のよいデータを得ることはできなかった。

一對の比例計数管は A, B 二つのカウンタが 1 set になった双子型の計数管で、その封入ガスは Xe 300 mmHg + CH<sub>4</sub> 30 mmHg である。このカウンタは A B それぞれ約 40 cm<sup>2</sup> の Be 膜 (厚さ  $\approx 108 \mu$ ) の窓を持っている。この Be 膜厚はマイラー膜を用いて補正し、X 線の吸収で見たとき、その厚さが均一になるようにしてある。K-9M-27 に使用したカウンタ (No. 1340) および S-210-2 に使用したカウンタ (No. 1345) の膜厚を Eig. 5 a, b に示す。同図はカウンタの 120 点において Al の特性 X 線の吸収を用いて測定した結果である。以上よりこのカウンタの膜厚は  $108 \pm 5 \mu$  でほぼ一様であることがわかる。

Sco X-1 よりの X 線のエネルギースペクトルは 2 KeV 付近では steep なのもしも異なった二つの観測装置により X 線の強度の変動を比較する場合、観測した X 線の低エネルギー側の cut off エネルギーの精度が X 線強度の測定値に大きな影響を与える。したがってこの比較を容易に行なえるように S-210-2, K-9M-27 に搭載した観測装置では、低エネルギー側の cut off はカウンタの膜厚により決るようにした。このため、上記のようにその膜厚を

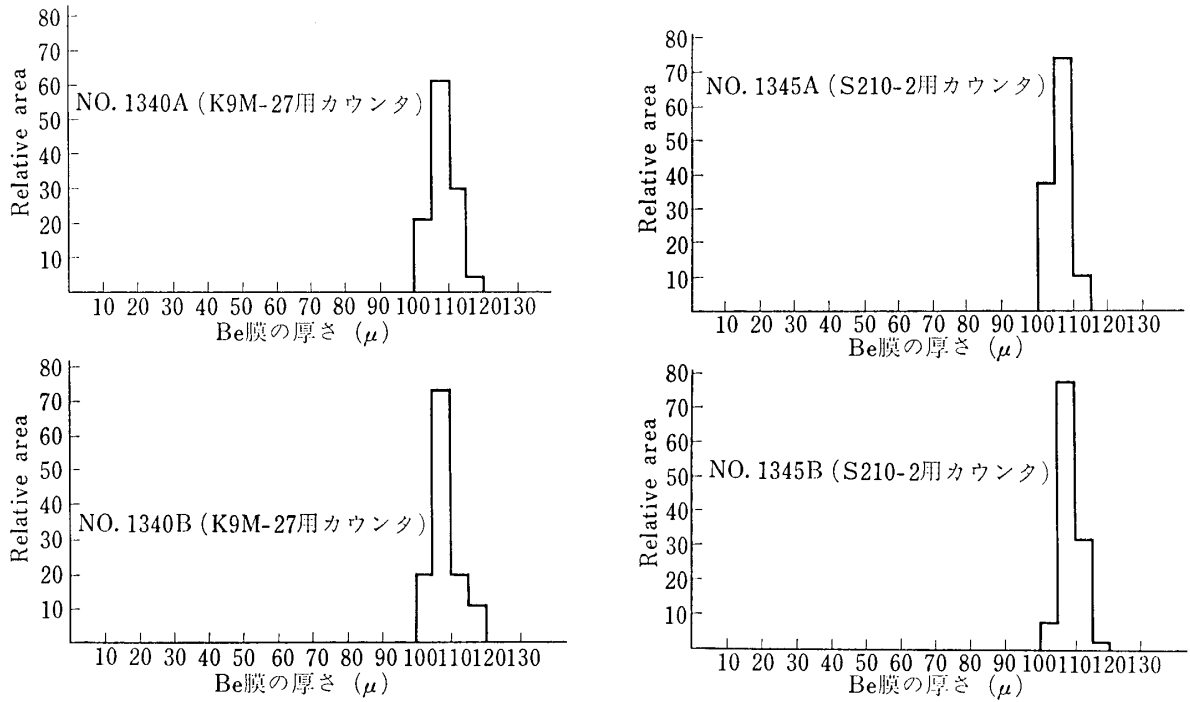


Fig. 5 使用した比例計数管の窓の Be 膜の厚さの分布.

精度よく求めたのである。この Be 膜の場合膜厚 5% の精度では low energy cut off エネルギーは約 2% の精度で求められる。

これらカウンタの各種エネルギーの X 線に対する効率も Al, S, Cu, Ag, の K X 線を用いて実測した。その結果および、計算より求めた効率を Fig. 6 に示す。測定値は計算値によく一致している。

比例計数管はその長軸方向がロケット軸と平行になるようにロケットにとりつけその前面には Fig. 7 で示されるような slats collimator を設置し、これより X 線検出器の視野を制限する。計数管 A, B 共その視野はカウンタ前面と直角の方向より測定してそれぞれ上向きに 56 度、下向きに 13 度である。計数管 A の視野の長軸方向はロケット軸と平行である。

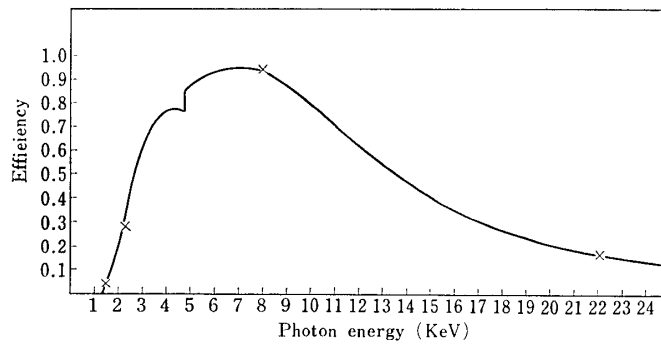


Fig. 6 比例計数管の効率. ×印は実験より求めた効率.

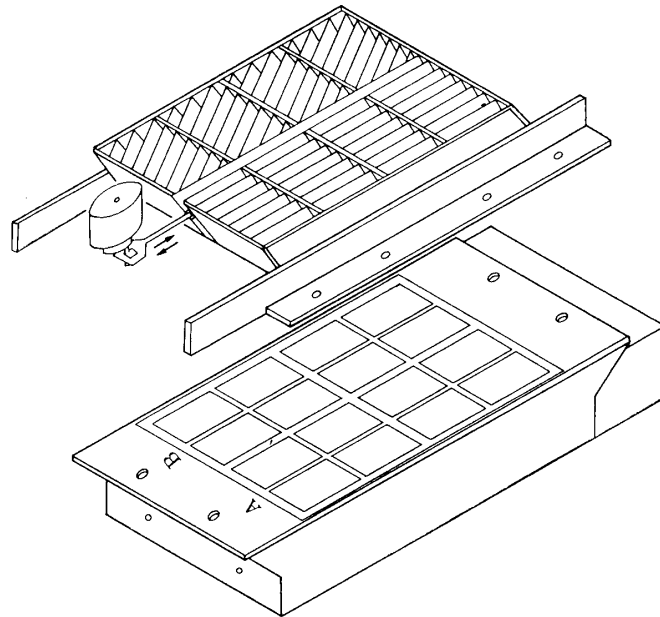


Fig. 7 双子型比例計数管および slats collimator. 左上の円筒は calibration 用放射性同位元素を on off するための solenoid driver.

その spin 方向の視野の限界はカウンタ面と直角の方向より  $\pm 7.27$  度である. 計数管 B の視野の長軸方向は, ロケット軸とは約 25 度傾いておりカウンタ面と直角方向とその視野の中心方向の spin 方向に対するずれの角  $\alpha$  は  $\tan \alpha = \tan 25^\circ \times \tan \theta$  であらわされる. ただし  $\theta$  はカウンタ面直角の方向よりの elevation angle である. また, その spin 方向の視野の限界は上式であらわされる方向より  $\pm 7.13$  度である. これらコリメータと比例計数管とを組合せコリメータ正面方向より見たときの種々の elevation angle  $\theta$  に対する effective area を Fig. 8 に示す.

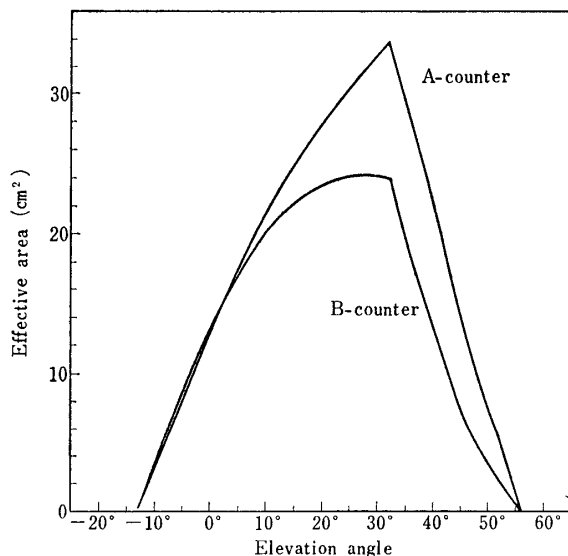


Fig. 8 slats collimator をとりつけた比例計数管の種々の elevation angle における effective area.

area を Fig. 8 に示す. 図より明らかなように elevation angle が 30 度付近が最大の effective area を示す.

使用した電子回路のブロック, ダイアグラムを Fig. 9 に示す. 高圧電源回路を含めて観測装置はすべて全く同じ 2 系統の装置よりなっている. 比例計数管の前面以外より入射した放射線によるパルスは background になるのでこれらのパルスを除くために, 比例計数管の側面および後面はすべてプラスチック, シンチレーションカウンタでおおい, これよりの信号と同時に発生した比例計数管よりの信号は anti-coincidence 回路 (時分解能  $10 \mu\text{sec}$ ) を用いて除去するようになっ

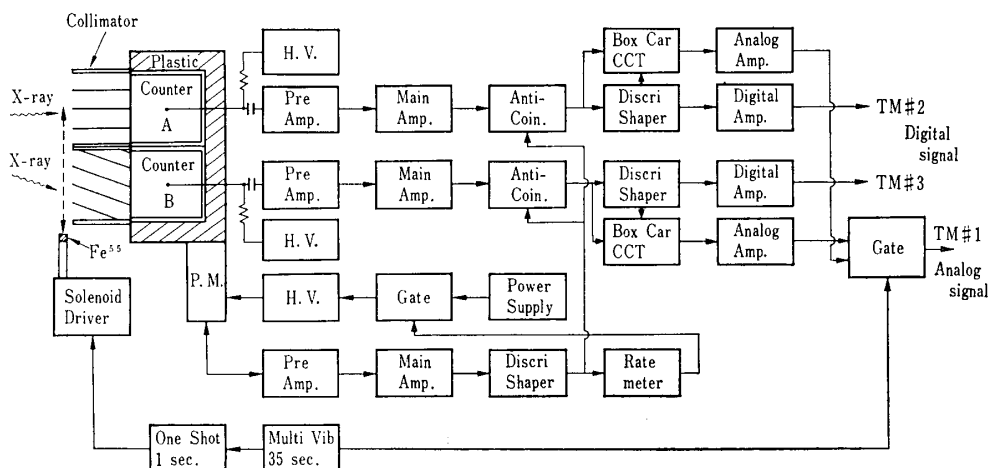


Fig. 9 K-9M-27 ロケットに用いた回路の block diagram. カウンタ A, B の analog signal は gate により 36 秒ごとに切りかえて一つのテレメータチャンネルを用いて送信した. S-210-2 ではこの gate は無く A, B それぞれの analog 信号を別々のテレメータチャンネルで送信した.

ている。なお、このアンチカウンタよりの信号がなんらかの理由により非常に多くなりアンチがかかる時間の割合が異常に多くなるのを防止するために 3000 カウント/秒以上の計数率をアンチカウンタが示すときにはその高圧電源を 30 秒間切断したあと、もとに復帰するようになっている。また比例計数管の信号のうち、テレメータで送る信号の下限値 (1 KeV の X 線相当波高値) と上限値 (25 KeV 相当) とを定めこの範囲の高さのパルスをその高さに比例した電圧の analog 信号としてまたその範囲のカウント数を digital 信号として、テレメータで地上に送信する。テレメータの信号の例を Fig. 10 に示す。analog 信号はパルスの波高値を次のパルスの生じたときまでその波高値を固定して送信する。ただし 2 msec 以

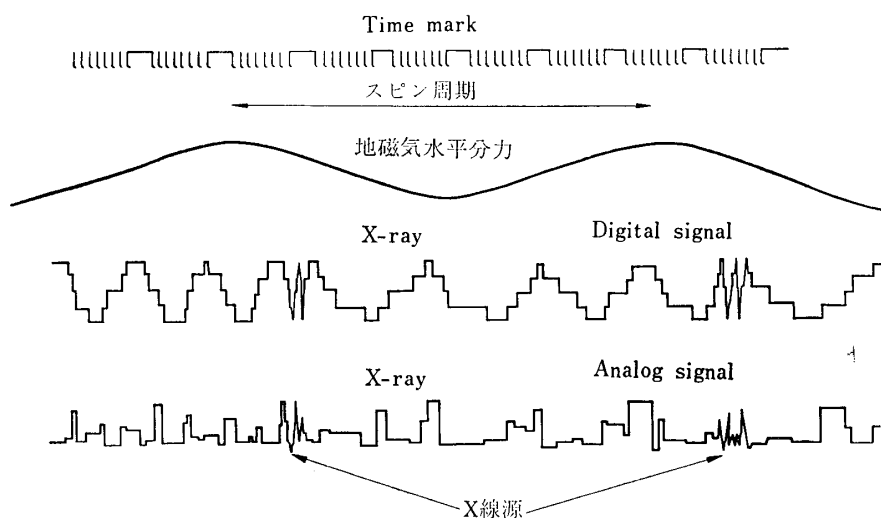


Fig. 10 テレメータ信号の例

内に次のパルスが生じたときにはそれを無視してもとの波高値を変えない。これはテレメータの周波数レスポンス以上の信号を送信して信号の質を悪くすることをさけるためである。したがって、X線の入射が多いときには analog 信号はそのすべてのX線の波高値を送信しない。また、全く同じエネルギーのX線が連続して入射したときにはその波高値に変化が無く、したがって analog 信号のみでは入射X線の数不明であるので、パルスの数を digital 信号により送信する。この信号は Fig. 10 のように1個のパルスにより信号のステップが1段変化し、上昇4段下降4段計8個のパルスで一山を形成するようになっている。したがってカウンタ数がテレメータのレスポンス以上のときには途中のステップをとばしてカウントしたような信号を送信してくるが、その信号の一山は必ず8カウントよりなるのでカウンタ数をミスするおそれはない。

カウンタの高圧電源、カウンタ自身およびそれ以後の増幅回路の特性に変動のないことをチェックするために、放射性同位元素  $\text{Fe}^{55}$  (5.9 KeV の KX 線) を 36 秒ごとに1回1秒間カウンタ前面より照射し、そのテレメータにより送られてきたパルスの高さの分布より上に述べた全系統の変動の有無をチェックすることができる。また温度により回路の特性の変化することのないよう、高圧電源回路を含め  $10^{\circ}\text{C}$  から  $40^{\circ}\text{C}$  の温度変化に対する波高値および discrimination level の変化が3%以下であるように回路を調整し、これを確認した。

### 3. ロケットの飛しょう

K-9M-27 のロケットの飛しょうは鹿児島県内之浦東京大学鹿児島宇宙空間観測所 (東経  $131^{\circ}04'$  北緯  $31^{\circ}15'$ ) において行なわれた。ロケットは 1969 年 8 月 7 日 1215 UT に発射され、約 290 秒の後、最高高度 (約 330 km) に達し約 590 秒後に 347 km の海上に落下した。その飛しょう曲線を Fig. 11 に示す。発射後 52 秒 (高度約 70 km) で開頭しX線の観測を開始した。地磁気姿勢計およびX線観測装置により得られたデータの解析によれば、

ロケットの precession 軸の方向は  $\alpha=19\text{h}05\text{m}$   $\delta=+20^{\circ}$  であり、その precession 角は、その half corn angle にして9度である。spin の早さは約 2 spin/秒である。なお、同時に岡山天体観測所で東京天文台大沢清輝教授らにより Sco X-1 の同時観測 (写真測光法による) が行なわれた [8]。

S-210-2 のロケットの飛しょうも鹿児島宇宙空間観測所より行なわれた。ロケットは同年 8 月 8 日 1200 UT に発射され、約 160 秒後に最高高度約 101 km に達し、約 300 秒後海上に落下した。このロケットにはレーダトランスポンダー

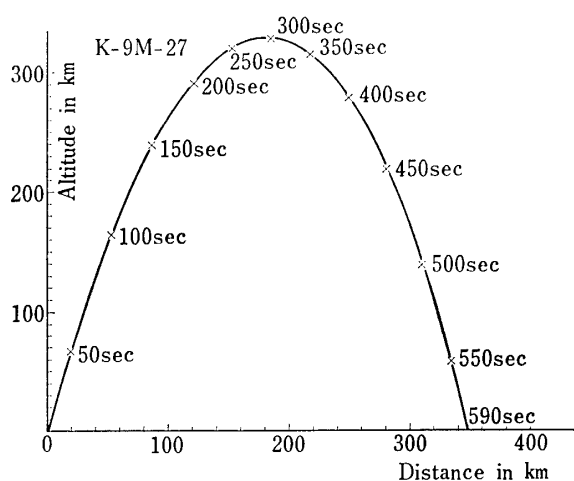


Fig. 11 K-9M-27 ロケットの飛しょう高度曲線



を搭載していなかったためくわしい飛しょうデータはないが S-210-1 号機とほぼ同じ飛しょうを行なったと推定される. このロケットの姿勢は, 地磁気姿勢計および X 線観測装置により得られたデータの解析によれば発射後 65 秒のノーズコーンの脱頭 (高度 75 km) によりその姿勢は大きく変化し, 観測時の precession 軸の方向は  $\alpha=0^{\text{h}} 40^{\text{m}}$   $\delta=-13.0^{\circ}$  であり precession angle は half cone angle にして 39 度である. また spin は約 2 spin/秒であった. なお S-210-2 号機の発射時における Sco X-1 の光学同時観測は行なわれなかった.

#### 4. データの解析法

ロケット観測により得られたデータの解析は, 次の段階で行なわれた.

- 1) ロケットの precession 周期および spin 周期の決定
  - 2) precession phase ごとの X 線のカウント数の集積
  - 3) X 線観測装置によるデータと地磁気センサによるデータよりロケットの姿勢の決定
  - 4) New Source の位置の決定
  - 5) 各 Source よりの X 線強度およびエネルギースペクトルの算出
- 1) ロケットの precession 周期および spin 周期の決定

Fig. 12 に示すように spinning ロケットは自分自身の軸のまわりに回転 (spin) すると共に, 首振り運動 (precession) をも行う. そこで時々刻々のロケットに搭載された観測装置の視野の方向を知るために, この spin, precession の規則性 (周期性) を利用する. いま, もしも spin 周期に同期して時間を区切り, 時間の経過に従ってある現象が起る時刻をプロットして行くと, 一般に Fig. 13 の様な図形ができる. この山と山との時間が precession 周期である. いまもしも区切った時間が正確に spin 周期に同じでなければ, この図形は時間の経過にしたがって次第に左右のどちらかにずれる. このことを利用して spin 周期, precession 周期を求める. 我々の場合 precession

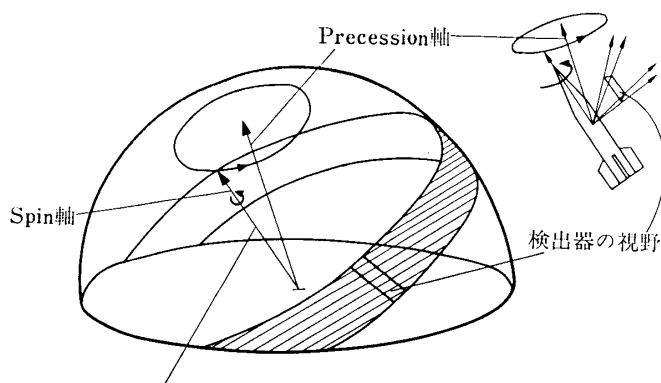


Fig. 12 spin と precession.

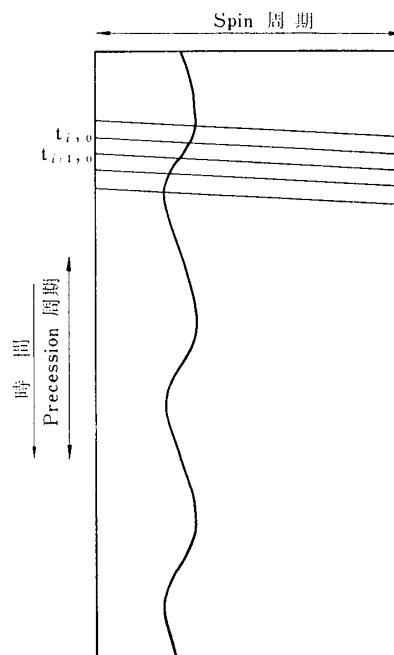


Fig. 13

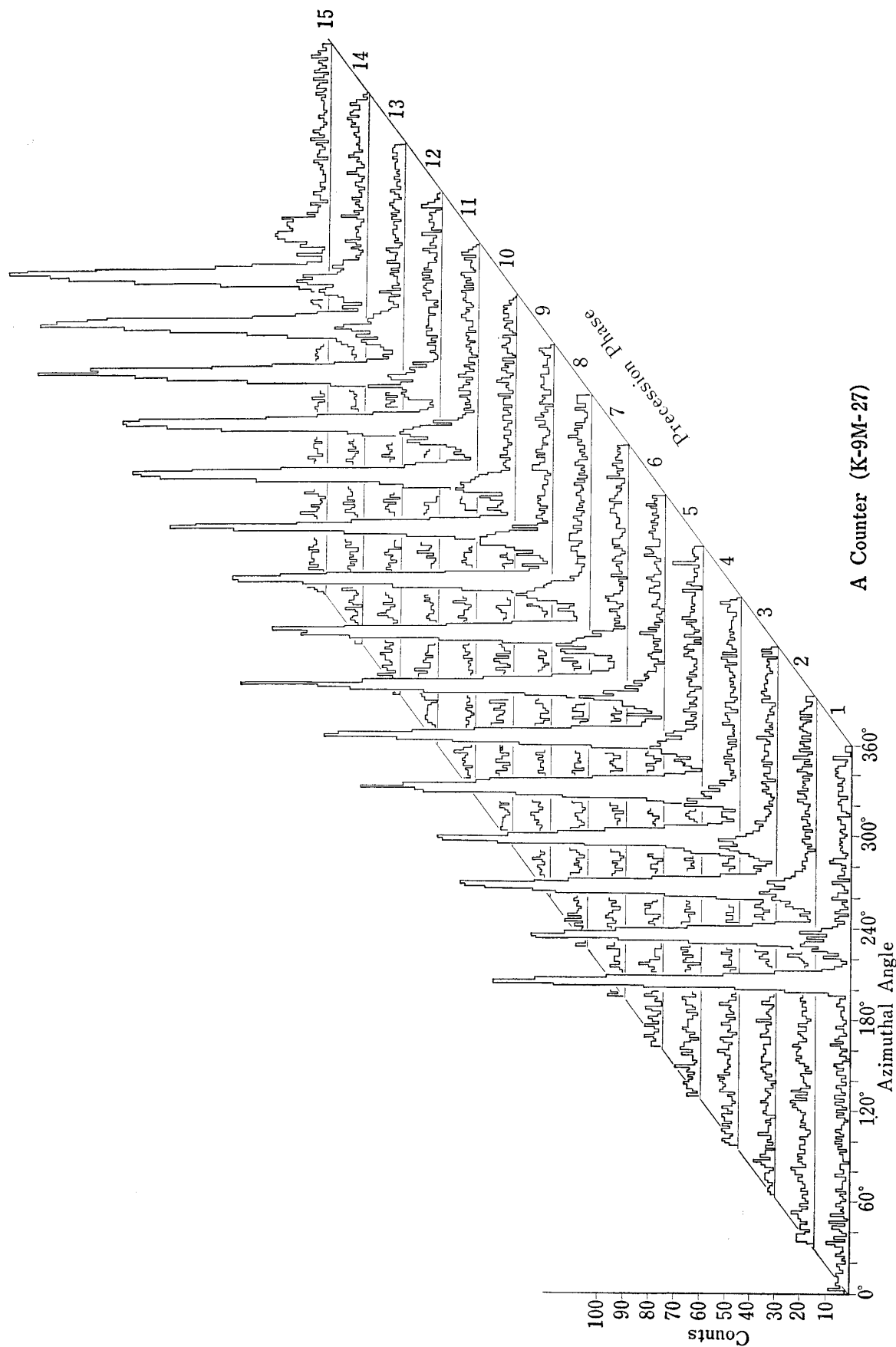


Fig. 14 (a) precession phase ごと X 線カウンント数の azimuthal angle に対する変化.

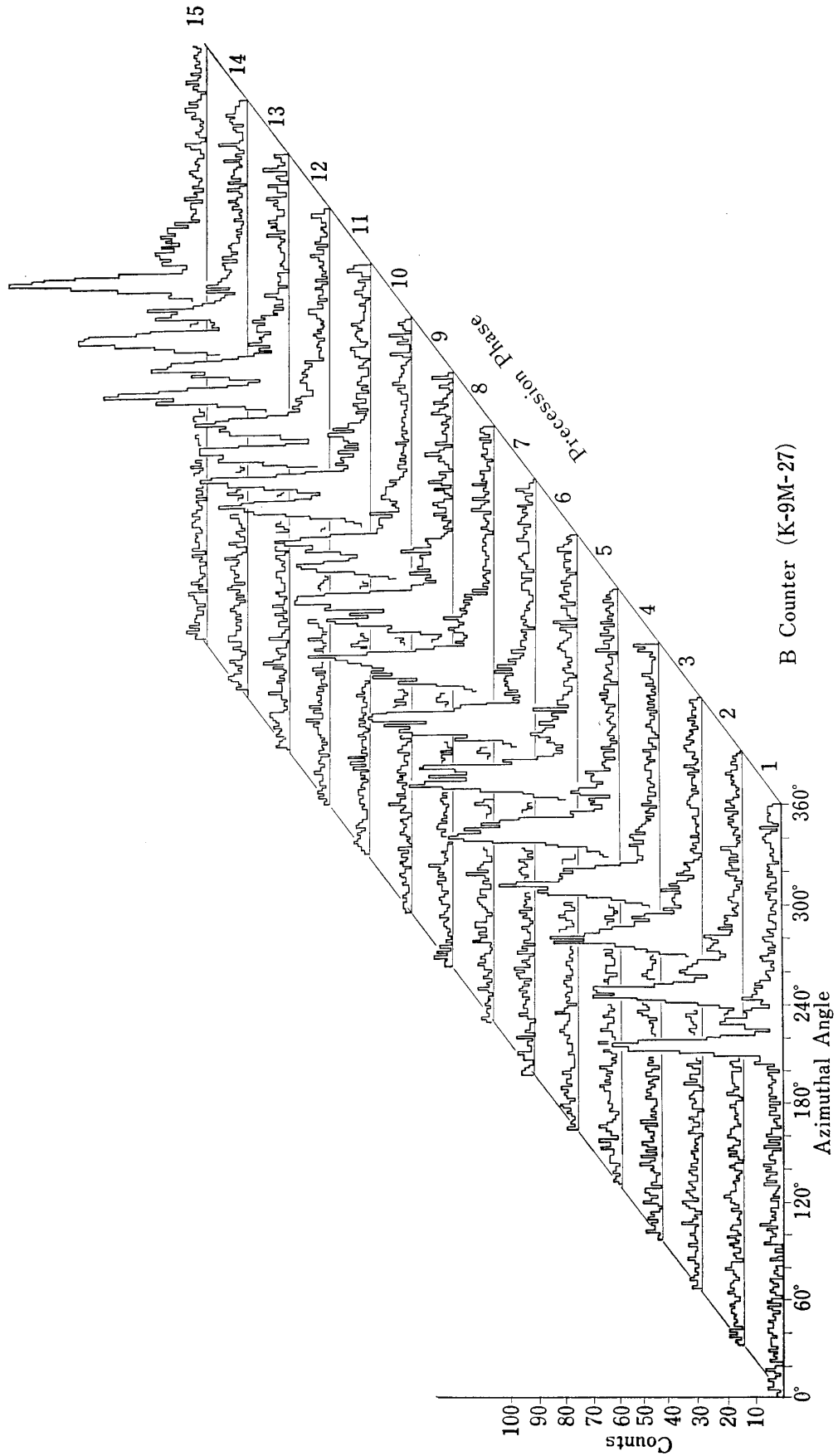


Fig. 14 (b) Precession phase ごとX線カウンント数の azimuthal angle に対する変化.

周期および spin 周期の算出には地磁気姿勢計の信号のうちその水平成分 (GAH) の測定データを利用した。まずこの amplitude の変化を調べることにより大体の precession 周期を求める。次に相隣る同一 precession phase の spin における GAH の最大の時刻を用いて、その precession 周期での平均の spin 周期を求める。この求めた周期を smooth 化した曲線を表現する数式を求め、次にこの数式により求められた各 spin の基準となる時刻と実際に得られた各 spin の GAH の最大の時刻との差をグラフに描く。こうして Fig. 13 に似た図型が得られる。このパターンが時間の経過にしたがって precession 周期と同じ周期で同じ図形をくり返す様に前に求めた数式を訂正する。以上の様にして spin 周期および precession 周期が求められる。この様にして求めた K-9M-27 ロケットにおける各 spin 開始の基準時刻は

1~149 spin では

$$t = 0.444322(n-140) + 0.000002157(n-140)^2 + 121.46316$$

150~779 spin では

$$t = 0.444456(n-367) + 0.00000025(n-367)^2 + 222.34153$$

780~1100 spin では

$$t = 0.444480(n-750) + 0.00000037(n-750)^2 + 392.61024$$

で表わされる。

S-210-2 号機のそれは 34 spin から 314 spin の間では

$$t = 147.035 + 0.5307(n-154) + 0.000001304(n-154)^2$$

であらわされる。ただし  $t$  は発射時よりの時間 (秒),  $n$  は spin 番号である。

## 2) precession phase ごとの X 線のカウンタ数の集積

次に precession phase ごとに (たとえば K-9M-27 では 10 spin ごとに) 上に求めた Spin 開始の基準時刻を元にしてロケット azimuthal angle に対するカウンタ数を集積する。更にこれら集積データのうちの同一 precession phase のデータを、その X 線カウンタの peak の位置が同一場所であることを確認して集積する。この様にして K-9M-27 のデータより得られたカウンタ数の、各 precession phase での azimuthal angle に対する変化を Fig. 14 a, b に示す。B カウンタの例より明らかな様に 2 個の強い X 線天体が存在していることがわかる。なお A カウンタの例ではちょうどその視野の方向がこれら二つの X 線天体を同時に見る方向になっているために、約 2 倍の大きさの一つの peak となっている。

また precession phase により二つの X 線天体が見えかくれしている様子が B カウンタのデータより明らかである。S-210-2 による同様の例は Fig. 14 c, d に示す。S-210-2 号機はその precession 角が大きいためおよび姿勢が開頭により大きくくずれたため Sco-Sag. region の X 線源群を Sco X-1 および新しく発生した X 線源と同時に見ているが A, B カウンタのデータ共明らかに Sco X-1 のほかにこの近くに Sco X-1 とほぼ同じ強度の X 線源の存在を示している。

## 3) X 線観測装置によるデータと地磁気センサによるデータを用いたロケットの姿勢の決定,

次にこれら二つの X 線源の各 precession phase における X 線カウンタに対する elevation

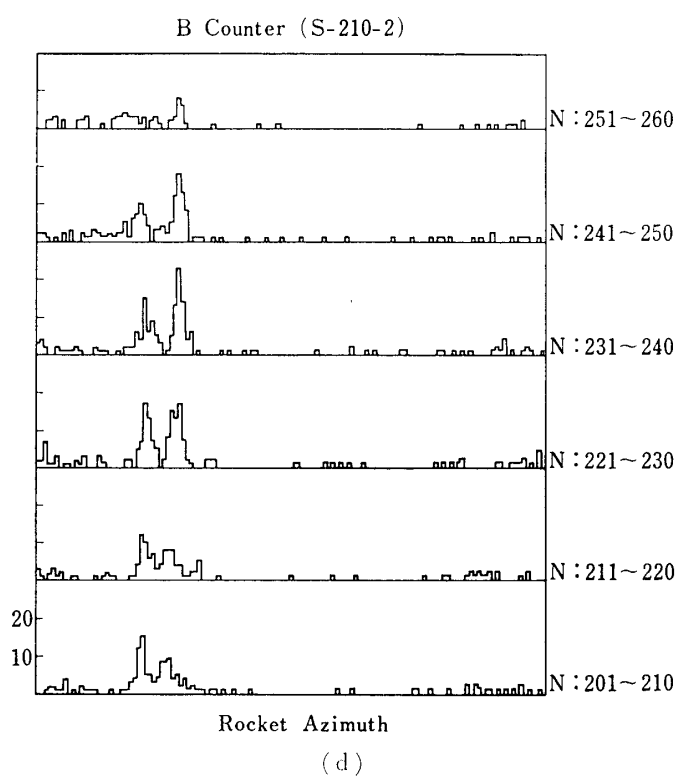
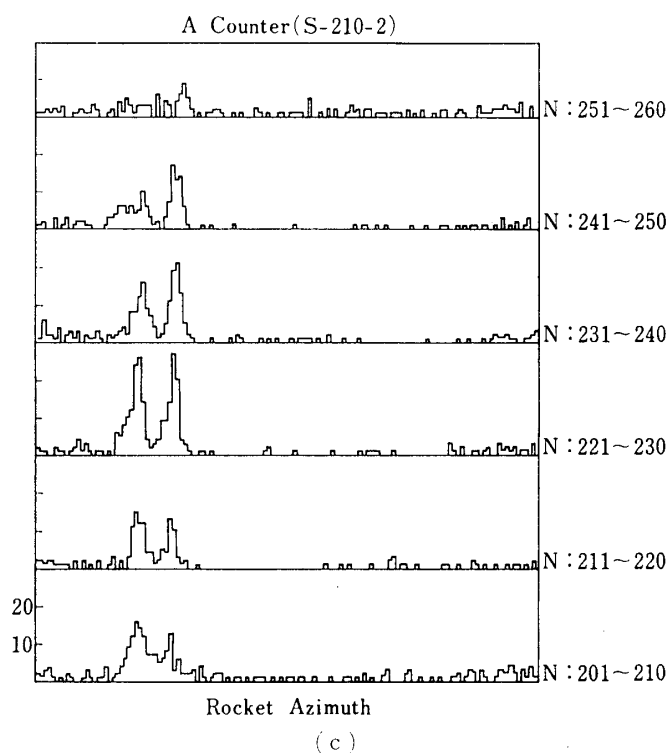


Fig. 14 precession phase ごとのX線カウント数の azimuthal angle に対する変化. a, b は K-9M-27, c, d は S-210-2 によるものである.

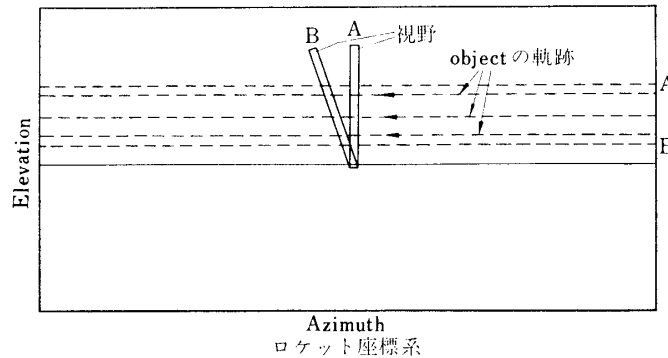


Fig. 15 ロケットより見たときの object の移動.  
precession により object は A, B 間を往復する.

angle を求める. これには Fig. 15 に示すように A, B カウンタそれぞれのコリメータの視野の方向が約  $25^\circ$  の傾きをしているため, X線カウンタに対する elevation angle により A, B カウンタで見たときの peak 位置の差の角度  $\alpha$  が  $\tan \alpha = \tan 25^\circ \times \tan \theta$  ( $\theta$  は elevation angle) であらわされることを利用する. ただし K-9M-27 の場合, A カウンタのデータでは peak が一致しているため, X線カウンタのカウンタ数の変化も参考にして elevation angle を求めた. この様にして求めた K-9M-27 における二つの X線源の elevation angle の各 precession phase に対する値を Fig. 16 に示す. これより precession angle は half corn angle にして  $9^\circ$  度, また一つの X線源の位置はロケット precession 軸より見て  $54^\circ \pm 1^\circ$ , 他の X線源はそれより更に下方  $26^\circ \pm 1^\circ$  の位置に存在することがわかる.

次に地磁気センサのデータより precession 軸の方向は地磁気 vector の方向より  $37^\circ$  の位置であることがわかる. 以上のデータおよびロケット飛しょうのデータより elevation angle が precession 軸より  $54^\circ$  のものが Sco X-1 であり他のものが新しく発生した X線源であることが明らかとなる.

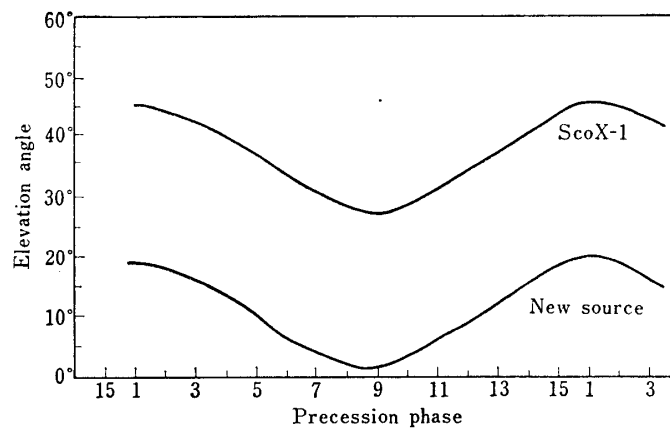


Fig. 16 precession phase ごとの X線源の elevation angle

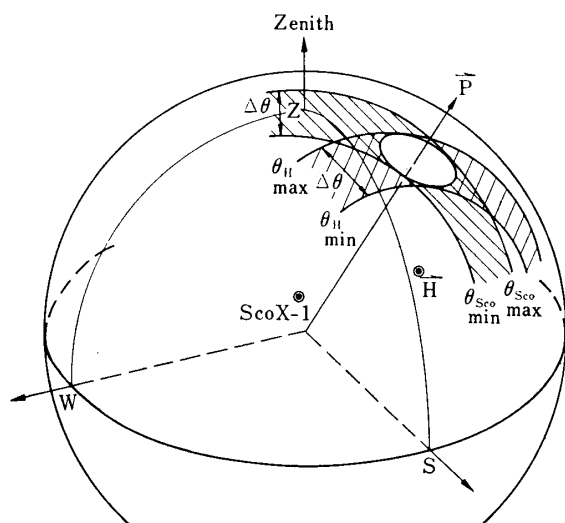


Fig. 17 地磁気姿勢計のデータと Sco X-1 の elevation angle のデータより precession 軸を決定する方法

次にこれを元に Fig. 17 に示す様に Sco X-1 より  $54^\circ$ 、地磁気 vector の方向より  $37^\circ$  の位置として球面三角法を用いて precession 軸の方向が求まる。(上の条件を満たす方向としては一般に2点存在するが、一点はロケット飛ばし条件より考えて、あり得ない方向であるので除去することができる。)以上の様にして K-9M-27 の precession 軸の方向は  $\alpha = 19\text{h } 05\text{m} (\pm 10\text{m})$ 、 $\delta = +20^\circ (\pm 2^\circ)$  が求まる。この姿勢の決定により K-9M-27 の A, B カウンタで scan した天空の region がわかる。これを Fig. 18 に示す。S-210-2 号機についても同様の解析を行ない、その Precession 軸の方向

は  $\alpha = 0\text{h } 40\text{m} (\pm 10\text{m})$   $\delta = -13^\circ (\pm 2^\circ)$  と求められた。

4) New Source (GX 333+25) の位置の決定

次に新しく発生した X 線天体の位置を求める。これには上で求めた precession 軸の方向、Sco X-1 位置およびこのときの X 線の集積データより見た new source と Sco X-1 との相対位置を用いる。K-9M-27 ではすでに述べた様に Sco X-1 と precession 軸との角度は  $54^\circ \pm 1^\circ$  であり、new source と Sco X-1 との elevation 角の差は  $26^\circ \pm 1^\circ$  である。また azimuthal angle 方向の Sco X-1 と new source との角度の差は A カウンタおよび B カウンタの集積データの peak の位置の差より推定することができ、これは azimuthal angle にして  $\pm 0.7^\circ$

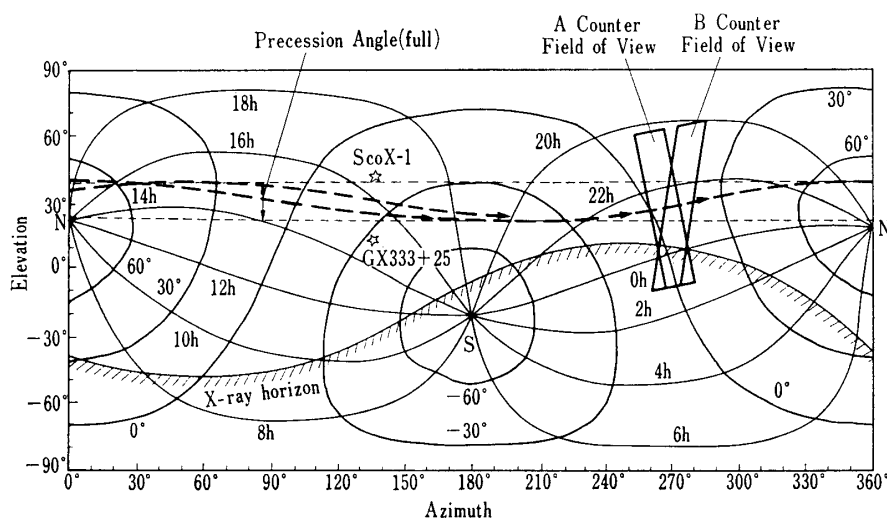


Fig. 18 K-9M-27 による天空の scan region

の誤差内で一致していることがわかる。これはすなわち precession 軸の方向と Sco X-1 の方向と new source の方向は  $\pm 0.7^\circ$  の精度で同一大円上に並んでいることを示す。以上より Sco X-1 の位置  $\alpha = 16\text{h } 17\text{m } 4.3\text{s}(1950)$ ,  $\delta = -15^\circ 31' 13''(1950)$  を用い、球面三角法により new source の位置として  $\alpha = 14\text{h } 46\text{m} \pm 8\text{m}$   $\delta = 30^\circ 20' \pm 1^\circ 30'$  が求まる。

S-210-2 号機のデータについても全く同様の過程により new source の位置が求まり、K-9M-27 により得られた位置に誤差の範囲内で一致する。この位置は Conner らの求めた位置 [13] にも誤差の範囲内で一致する。

#### 5) 各 source よりの X 線強度およびエネルギースペクトルの算出

次に各 source よりのエネルギースペクトルを求める。これには digital data と analog data とを併用して行なった。すなわち、digital data より X 線の入射した時間および個数を知り、analog data により X 線のエネルギーを知る。これを Sco X-1, new source, を見ている範囲について行ない、この範囲での X 線源よりの X 線と background とを含んだスペクトルを得る。次に background のスペクトルを得るために、X 線源を見ていないと見なされる範囲について同様のことを行ない background のスペクトルを得る。次に前に得られた Sco X-1, new source を見ている region より得られたスペクトルよりこの background スペクトルを差し引き X 線源よりの X 線のスペクトルを得る。なお、ロケット飛しよう中の  $\text{Fe}^{55}$  による校正のデータは A, B カウンタ共、飛しよう前に得られたデータと同じであり、カウンタおよびその後の増幅器の増幅度の変動は認められなかった。そのため波高値と X 線エネルギーとの対応は飛しよう前の較正值を用いて行なった。K-9M-27 の A カウンタのデータでは Sco X-1 と new source とが重なっているためエネルギースペクトルを求める目的には使用せず、B カウンタのデータのみを用いた。S-210-2 号機については A, B カウンタ共に Sco-Sag region の X 線源群を同時に見ているので、これら X 線源群より X 線の強度を算出して得られたデータより差し引いた。ただし Sco-Sag region よりの X 線源群からの寄与として差し引いた分は約 15% である。

### 5. Sco X-1 の観測結果および discussion

以上 4 で述べた方法により得られた Sco X-1 のエネルギースペクトルを Fig. 19 a, b に示す。誤差は統計誤差である。X 線のエネルギーを  $E$  とすれば、透明の熱いプラズマよりの radiation のエネルギースペクトルは

$$I(E)dE \propto e^{-E/2kT} K_0\left(\frac{E}{2kT}\right)(kT)^{-1/2}dE$$

であらわされる [9] ので、このスペクトルと得られたスペクトルとを比較すれば、K-9M-27 によるスペクトルは、 $kT = 10\text{KeV} \pm 1\text{KeV}$  の透明の熱いプラズマより期待されるものにはほぼ合致し、S-210-2 によるものは  $kT = 8\text{KeV} \pm 1\text{KeV}$  のものにほぼ合致する。K-9M-27 によるスペクトルで 4KeV 以下ではその X 線強度が透明のプラズマよりのスペクトルよりやや低い値を示すが、S-210-2 の観測によるものではその傾向を示さない。この様に低エネルギー側で透明の熱いプラズマより期待されるスペクトルより低い値を示す例は Grader ら



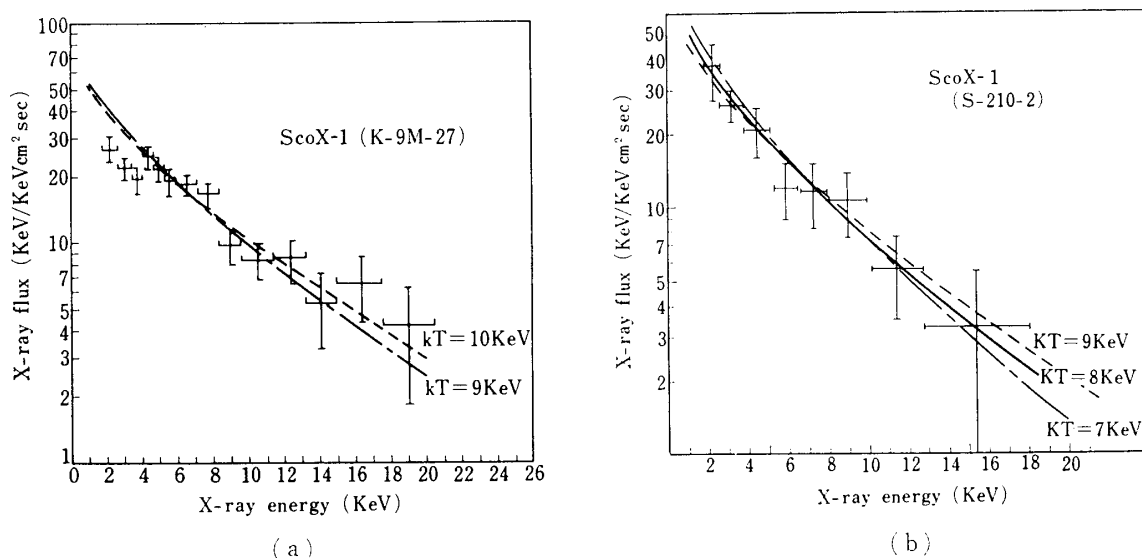


Fig. 19 Sco X-1 よりのX線のエネルギースペクトル

[10]によっても得られており、彼らはこの原因を cool gas による吸収と考えている。この落ちの大きさはたえず変化しているのであろうか。そうだとすれば Sco X-1 でのX線発生のメカニズムとどの様に関係しているかを調べることは今後に残された興味ある課題である。

なお、K-9M-27, S-210-2 に搭載されたX線カウンタによる Sco X-1 よりのX線のカウンタ数は spurious background を差し引いて、それぞれ  $29.0 \pm 1.5$  カウント/cm<sup>2</sup> sec (elevation angle  $\approx 30^\circ$ ) および  $25 \pm 4.9$  カウント/cm<sup>2</sup> sec (elevation angle  $\approx 10^\circ$ ) であった。この値は入射角による cut off energy の変化を考慮して elevation angle が0度の値に換算すれば、それぞれ  $30 \pm 1.5$  カウント/cm<sup>2</sup> sec および  $25 \pm 4.9$  カウント/cm<sup>2</sup> sec である。これらの値は互に誤差内で一致しており、S-210-2 の方がX線の flux はやや少ないが有意の差はみられなかった。

K-9M-27 と同時に岡山天体物理観測所において大沢清輝教授らにより Scox-1 の光学観測が行なわれたが、写真測光法による B magnitude は

$$B = 13.4$$

であった [8]。これは Sco X-1 の一番暗い phase に相当する。したがって K-9M-27 による観測は光で見た Sco X-1 の最も暗い phase でのX線観測である。

異なった観測装置によるデータを比較することは多少問題はあるが、次に K-9M-27 による Sco X-1 の光およびX線による同時観測の結果と Chodil ら [9] および Hans Mark ら [11] による同時観測の結果とを比較しよう。このため、まず B magnitude に応じたX線強度 (2~20 KeV) およびX線のスペクトルより推定した熱いプラズマの温度 ( $kT$ ) の変化を Fig. 20 に示す。未だ実験例も少なくはっきりとした結論はくたせないが、B magnitude が大きくなるにつれて (暗くなるにつれて)  $kT$  が大きくなる傾向があるようであり、X線の強度 (2~20 KeV) は B magnitude が大きくなるにつれて減少し、13.4 等級と暗くなる

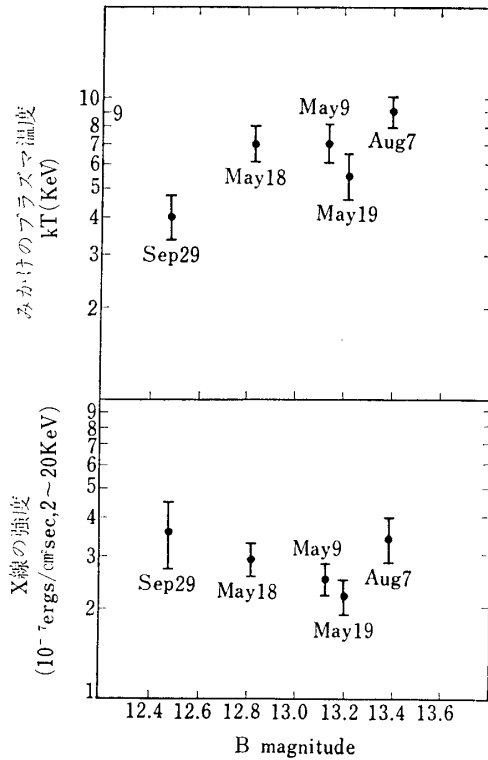


Fig. 20 Sco X-1 の X線と光との関係

とを比較し、光の減少も調べた。その結果を Fig. 21 a, b, c に示す。信頼できる同時観測のデータが少ないので明確な結論を出すことはできないが一つの可能性として以下のごとき傾向を示していると考えられる。

- $kT$  が小さいほど、すなわち温度が低いほど  $n^2V$  の値は大きい。(Fig. 21(a))
- B magnitude の小さいとき (明るいとき) ほど  $n^2V$  は大である。(Fig. 21(b))
- $n^2V$  の大きいときほど光の source での attenuation は大きい。(Fig. 21(c))

ただし以上の傾向は Sep. 29(1967) のデータが非常に大きな weight を持っていることに注意する必要がある。一応このデータを正しいものとするれば Sco X-1 の時間的な変動として、定性的には次の様なモデルを考えることができる。温度の低いときはプラズマの密度  $n$  は大きな状態に対応する。したがって X 線の放射も大きく、また光で見ても明るい。しかし optical magnitude は  $n^2V$  の大きい割合いほど増加せぬが、これは  $n$  の大きいために光の吸収 (free-free による吸収係数は  $Gn^2(kT)^{-3/2} E^{-2}(\text{cm}^{-1})$  に比例する。) が大きくなるためと考えられる。

Sco X-1 を光で見たとき、明るい phase で flicker する現象があるが、これは温度が低くなると共にプラズマの密度が大きくなった状態で flicker する条件が整うのだと推定される。すでに述べたとおりこの議論は Sep. 29(1967) のデータに大きく依存しており、更に多くの特に明るい phase での光と X線との同時観測が望まれる。

と再び増加しているともみられる。

Sco X-1 よりの radiation が透明な熱いプラズマより放射されていると考えたとき、ガスの密度などと X線の強度、星の明るさなどがどの様な関係になっているかを単純化したモデルを用いて考察しよう。このため Sco X-1 よりの放射線は等温等密度の熱いプラズマより放射されていると考え、このプラズマよりの radiation のスペクトルを

$$I(E)dE = 1.68 \times 10^{-15} \frac{n^2 V}{4\pi d^2}$$

$$\left[ e^{-E/2kT} K_0\left(\frac{E}{2kT}\right) \right] (kT)^{-(1/2)} dE$$

として  $n^2V/4\pi d^2$  の値を求める。ただし  $E$  は X線のエネルギー (KeV),  $V$  はプラズマの体積 ( $\text{cm}^3$ ),  $n$  はプラズマの電子またはイオン密度,  $d$  はプラズマまでの距離,  $kT$  はプラズマの温度 (KeV),  $K_0$  は modified Bessel function of the second kind である [9]。またこのスペクトルより期待される Sco X-1 よりの光の量と実際に観測された光の量

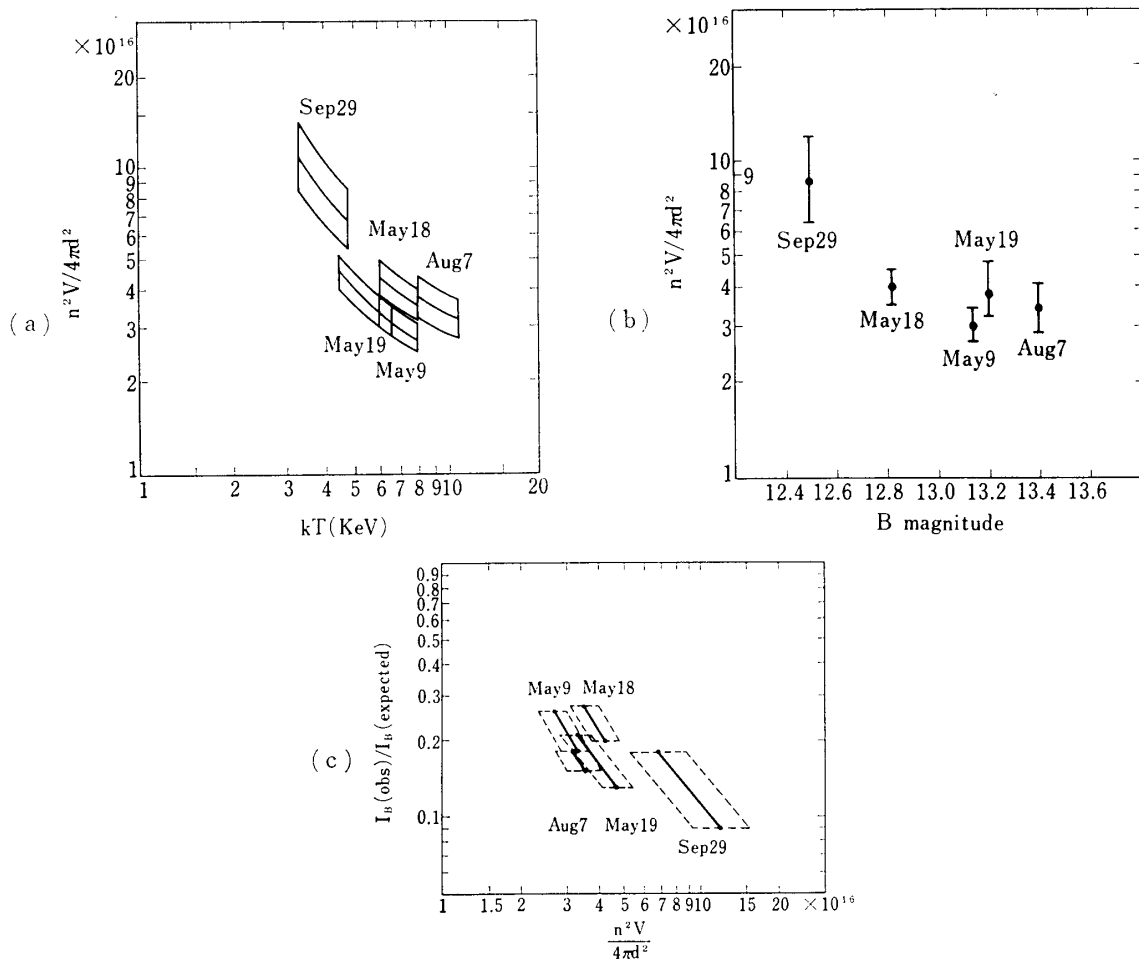


Fig. 21 Sco X-1 を均一な熱いプラズマと考えたとき、観測データより推定される各種パラメタ間の関係

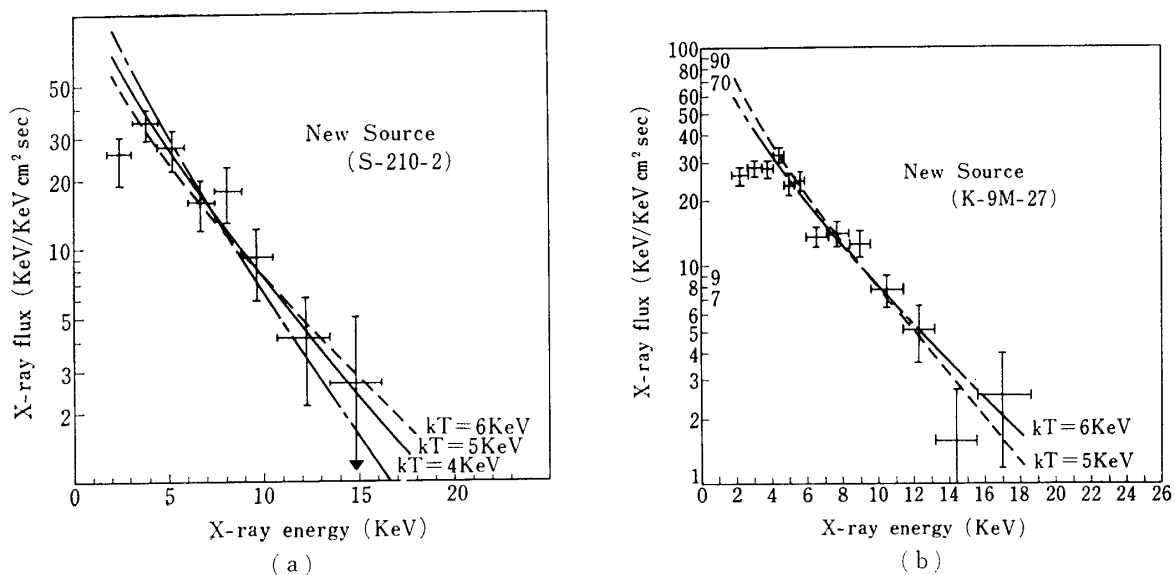


Fig. 22 news source よりのX線のエネルギースペクトル.

## 6. New Source (GX 333+25) の観測結果および discussion

4 で述べたごとく K-9M-27, S-210-2 のロケットによる new source の位置は  $\alpha=14^{\text{h}}46^{\text{m}}\pm 8^{\text{m}}$ ,  $\delta=30^{\circ}20'\pm 1^{\circ}30'$  であり, そのエネルギースペクトルは Fig. 22 a, b に示す. これより S-210, K-9M のデータ共に new source よりの x-ray spectrum は  $E\geq 4\text{ KeV}$  の X 線については  $kT\approx 5\pm 1\text{ KeV}$  の透明な熱いプラズマよりの radiation のスペクトルとよく合致する.  $E<4\text{ KeV}$  の X 線は K-9M, S-210 のデータ共熱いプラズマよりのスペクトルより期待される強度よりは低い値を示す. これは source 自身または近傍のガスによる吸収を示すと考えられる. いま  $2\text{ KeV}$  の X 線が Fig. 22 の様に約  $1/2.5$  に吸収されるガスの量を推定すると,  $8\times 10^{22}\text{ Hatoms/cm}^2$  の値が得られる. ただし, ここではガスの組成として Aller の cosmic abundance を用いた吸収の cross section [12] を用いた. すなわち新しい X 線源とわれわれとの間に  $8\times 10^{22}\text{ Hatoms/cm}^2$  程度のつめたいガスが存在することを暗示する. これは new source がつめたいガス体の中に発生した熱いプラズマであることを示しているのかもしれない.

次に Conner らにより Vela 衛星の観測装置で得られた X 線強度 [13, 14] とわれわれの data との比較を Fig. 23 に示す. ただし Conner らは 5 mil 厚の Be 膜の窓を持った  $25.8\text{ cm}^2$  の NaI(Tl) シンチレーションカウン

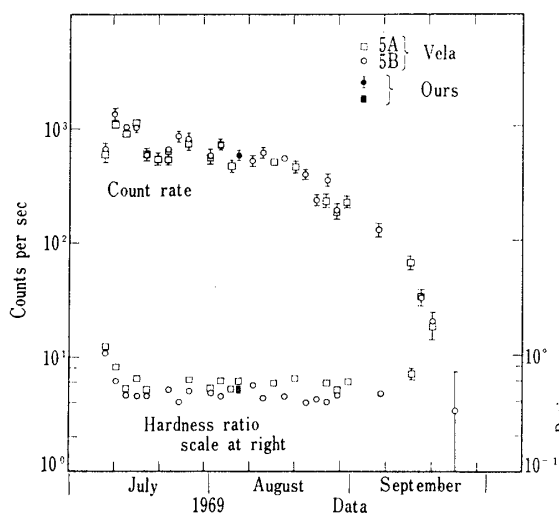


Fig. 23 New Source よりの X 線の時間的変動. Vela 衛星 [13] および K-9M-27 により得られた値の比較.

タによる測定であるので, われわれの観測したスペクトルおよび強度を持つ source を 5 mil 厚 Be のあとで 100% の efficiency を持つ  $25.8\text{ cm}^2$  の検出器で測定したときに期待される  $3\text{ KeV}\sim 12\text{ KeV}$  の範囲のカウント数を計算より求めたものである. この強度は Conner らのデータとよく一致する.

Conner らは Vela 衛星により 7 月 9 日の X 線源発生直後より 9 月 20 日の消滅までにこの新しい X 線源よりの X 線の強度の変化を観測した. しかし彼らはこの X 線の  $3\text{ KeV}\sim 6\text{ KeV}$  の X 線強度と  $6\text{ KeV}\sim 12\text{ KeV}$  の X 線強度との比を測定しているのみであるので, この間のくわしいエネルギー

スペクトルについての知識を得ていない. それゆえわれわれの得たスペクトルを直接比較することはできないが,  $3\text{ KeV}\sim 6\text{ KeV}$  と,  $6\text{ KeV}\sim 12\text{ KeV}$  の X 線の強度比はわれわれのデータによく合致する.

もし 9 月初旬にいま一度ロケットによる new source の観測が可能であったなら, new source の消滅直前のエネルギースペクトルをくわしく測定することが可能であったのだが漁業問題などのため, これを実行できなかったことは残念なことである.

## 謝 辞

この観測の実現に努力していただいた，玉木章夫，平尾邦雄両教授，Sco X-1 のX線および光による同時観測に終始ご協力をいただいている，東京天文台 大沢清輝教授ほか岡山天体物理観測所のスタッフの方々に深く感謝する．また東京大学鹿児島宇宙空間観測所のスタッフ，および実験を準備した宇宙研金子正之，三原健次郎，明星電気爪本信二，古賀茂昭，三鷹光機中村勝重，の諸氏の協力なくしては，この研究が実現しなかったことを付記し，ここに感謝の意を表する．

1970年2月2日 宇宙科学

## 参 考 文 献

- [1] Sandage, A. R., Osmer, P., Giacconi, R., Gorenstein, P., Gursky, H., Waters, J., Bradt, H., Garmire, G., Sreekantan, B. V., Oda, M., Osawa, K., and Jugaku, J.: 1966, *Astrophys. J.* **146**, 316.
- [2] Andrew, B. H., and Purton, C. R.: 1968, *Nature* **218**, 855.
- [3] Hiltner, W. A., and Mook, D. E.: 1967, *Astrophys. J.* **150**, 851.
- [4] Lewin, W. H. G., Clark, G. W., and Smith, W. B.: 1968, *Astrophys. J.* **152**, L55.
- [5] Neugebauer, G., Oke, J. B., Becklin, E., and Garmire, G. A.: 1969, *Astrophys. J.* **155**, 1.
- [6] Oda, M., and Matsuoka, M.: *Cosmic X-Rays*, to be published to *Progress in Cosmic Rays*.
- [7] Kitamura, T., Matsuoka, M., Miyamoto, S., Nakagawa, M., Oda, M., Ogawara, Y., and Takagishi, K. 1969, *Nature* **224**, 784.
- [8] *Tokyo Astronomical Bulletin*, Second Series, No. 195. Oct 10, 1969, Photoelectric and Photographic Observations of Sco X-1.
- [9] Chodil, G., Mark, H., Rodrigues, R., Seward, F. D., Swift, C. D., Turiel, I., Hiltner, W. A., Wallerstein, G., and Mannery, E. J.: 1968, *Astrophys. J.* **154**, 645.
- [10] Grader, R. J., Hill, R. W., Seward, F. D., and Hiltner, W. A.: 1969, *Astrophys. J.* (to be published.)
- [11] Mark, H., Price, R. E., Rodrigues, R., Seward, F. D., and Swift, C. D.: 1969, *Astrophys. J.* **156**, L67.
- [12] Bell, K. L., and Kingston, A. E.: 1967, *Mon. Not. R. Astr. Soc.* **136**, 241.
- [13] Conner, J. P., Evans, W. D., and Belian, R. D. 1969: *Astrophys. J.* **157**, L157.
- [14] Evans, W. D., Belian, R. D., Conner J. P. (to be published)