

SCO X-1 の軟X線の観測

松岡 勝・宮本重徳・小田 稔
小川原 嘉明・高岸邦夫*・中川道夫**

概 要

さそり座X線源、SCO X-1からの軟X線を観測することはSCO X-1までの星間空間とSCO X-1のまわりの中性ガスの存在（これら両者合わせてSCO X-1までの中性ガスの線密度と言う）を知る上に重要である。われわれはこれまでの3回のロケット実験により軟X線を観測し同種の観測装置、統一的なデータ解析法によりSCO X-1までの中性ガスの線密度を得ることが出来た。この3回の観測結果はガスの線密度が時間的に変動していることを明かにした。もしSCO X-1に対して一様高温プラズマのモデルをとるとするとその最低値は 5×10^{20} H/cm²以下であり、その最高値は 5×10^{21} H/cm²であった。

1. 緒 言

さそり座X線星、SCO X-1, については電波, 光, X線にわたる広いエネルギー範囲の観測がなされ, その物理的性質を明かにする努力がなされてきた[1]。X線, 光, 電波のどの領域でも不規則な変動, 又時には準周期的な変動をしている。X線と光が同一の高温プラズマの熱輻射によるとするとX線から光にわたるスペクトルがよく説明出来, その大きさ, 温度, 密度など物理的パラメータを得ることが出来る[2, 3]。こうして得られたSCO X-1のモデルは温度が $T \sim 5 \times 10^7$ K, 密度 $n_e = 10^{16} \sim 10^{17}$ 個/cm³, $r = 10^8 \sim 10^9$ cmの球形の高温プラズマである[3]。ここで注意すべきことはプラズマ中の光子の平均自由行程は電子による散乱が最も大きくその光学的深さは $\tau_{es} \simeq n_e \sigma_{Th} r \simeq 10$ 程度になる。従ってX線など光子のスペクトルを議論するには電子の散乱を考慮した輻射過程を考えなければならない。われわれがここで報告するX線のスペクトルの解析では電子散乱の効果も検討した。

SCO X-1の軟X線の観測はこれまでもいくつかのグループでなされている。そしてSCO X-1の軟X線のスペクトルは時間変動しているらしいことがわかってきた。

Fritz等[4]は1968年SCO X-1から来る0.25 keVの軟X線を捉えた。この結果から一様な高温プラズマモデルを仮定するとSCO X-1までの中性ガス密度は水素の線密度であらわして, 10^{20} H/cm²以下であるとしなければならない。LRLのグループはSCO X-1の軟X線観測を数回行った[5, 6]。この結果によると統計的不確さはあるが, 水素の線密度は $(1 \sim 4) \times 10^{21}$ H/cm²の範囲にある。Bunner等は1972年に0.28 keV以下に感度のある検出器でSCO X-1の観測を行ったが, 0.28 keV以下のX線を観

* 現在の所属 宮崎大学工学部

** 大阪市立大学理学部

測することが出来なかった[7]。そして彼等は水素の線密度として $(2.2 \sim 4.0) \times 10^{21}$ H/cm²を得ている。Deerenberg等は数keV以下から0.2keVに感度のあるX線検出器でSCO X-1の観測を行った[8]。彼等のデータはエネルギーの関数のGaunt factor, $g(E)$, をもつ熱放射のスペクトルにはうまく合わず $g(E)=1$ とした単純な指数関数型のスペクトルによく合った。そして彼等の2回の観測結果は水素の線密度が変化しているらしいことを示唆している。Moor等は一回のロケットの観測期間中SCO X-1の軟X線のスペクトルが変化したことをみつけた[9]。このことから彼等は45秒程度の時間で軟X線の吸収に寄与する線密度が40%以上の変動をしたと報告している。

ここではK-9M-34, K-9M-31, K-10-9の3機のロケットによって得られた軟X線の観測結果を報告する。われわれが用いたX線検出器はX線の広いエネルギー範囲をカバーするものであったので、X線の吸収が問題とならない2~3keV以上のスペクトルでSCO X-1の熱放射のパラメータをきめることが出来た。いずれの結果もエネルギーの関数のGaunt factorを考慮した熱放射のスペクトルによく合った。こうして得られた熱放射を軟X線まで外挿して観測値との差からSCO X-1までのガスの量を求めた。3回の観測とも2keV以上のスペクトルは温度、絶対強度はそれぞれで異なるが一樣プラズマのモデルによく合った。そして軟X線の吸収に寄与する水素の線密度は3回とも違っていた。

以下では観測の条件、解析方法、結果、その解釈について順を送って述べる。

2. X線観測装置

3回の観測はいずれもスピスタビライズド・ロケットでなされた。用いたX線検出器はTable Iに示す。SCO X-1からの軟X線の観測はポリプロピレンの薄い膜を窓にもつガスフロー型比例計数管でなされた。Beを窓にもつ封入型比例計数管とNaI(Tl)の結晶によるシンチレーション計数管はX線の広範囲エネルギースペクトルを得るのに有効であった。

ロケットの姿勢は地磁気姿勢計と、スピン軸に対して傾いた視野のコリメータをもつ2つのX線検出器からきめられた。2つのコリメータの相対的傾き角度はK-9M-34では23°, K-9M-31とK-10-9では30°, であった。こうしてX線検出器とSCO X-1の相対角度は1°以下の精度で求め絶対強度の誤差を数%以下にすることが出来た。

各比例計数管はFe⁵⁵の5.9keVのX線により、シンチレーション計数管はCd¹⁰⁹の22keVとAm²⁴¹の60keVのX線により、ロケットの飛しょう中レベルを較正した。こうしてエネルギーレベルの誤差は数%以下にすることが出来た。ガスフロー型の比例計数管はFe⁵⁵の5.9keVのパルス波高を絶えずモニターして自動制御回路によりガスの圧力を一定に保った[10]。比例計数管に用いたポリプロピレン、炭素の膜、ベリリウムの膜の厚みとカウンターガスの深さはロケット実験前にF, Na, Al, S, Cu, Sn, HgのK-X線を用いて測定された。

3. データ解析の方法と観測結果

いずれの観測ロケットも一定のスピンとプレセッションをした。この種のX線のデータ解析法は以前に述べた通りである[3, 11]。

ロケットの姿勢をきめることが出来ればSCO X-1の方向に対してコリメータの幾何学

Table I 3回のロケット観測で用いたSCO X-1用X線検出器

Rocket	Date	Proportional Counter				Scintillation Counter		
		Type	Seff	Window	Gas	Field of view	Seff	Field of view
K-9M-34	1/24/71	Flow	17cm ²	8.5 × 10 ⁻⁴ g/cm ²	950 mm Hg	8° × 27°	not on board	
		Seal off	28cm ²	2.8 × 10 ⁻² g/cm ²	(Ar+10%CH ₄)	8° × 27°		
K-9M-31	8/18/71	Flow	8cm ²	3.8 × 10 ⁻⁴ g/cm ²	(Xe+10%CH ₄)	8° × 32°	73 cm ²	8° × 28°
		Seal off	8cm ²	7.5 × 10 ⁻⁴ g/cm ²	(Ar+10%CH ₄)			
		Flow	10cm ²	2 × 10 ⁻² g/cm ²	(Xe+10%CH ₄)			
		Seal off	49cm ²	1.7 × 10 ⁻⁴ g/cm ²	(Ar+10%CH ₄)			
K-10-9	2/19/73	Flow	50cm ²	2 × 10 ⁻² g/cm ²	640 mm Hg	10° × 25°	64 cm ²	10° × 25°
		Seal off	50cm ²	2 × 10 ⁻² g/cm ²	(Xe+10%CH ₄)			

的条件を補正した計数率は、SCO X-1のX線スペクトルを

$$I(E, kT) \propto \frac{e^{-E/kT}}{E \sqrt{T}} g(E, T) \text{ とすると}$$

$$N_i(E_o) = \int I(E, kT) \cdot \epsilon(E) R(E, E_o) e^{-\mu(E) N_H} dE \quad (1)$$

であらわされる。ここで $\epsilon(E)$ はエネルギー E のX線に対する計数管の検出効率である。 $e^{-\mu(E) N_H}$ はSCO X-1と我々の間にあるガスの吸収即ち星間空間及びSCO X-1のまわりのガスによる吸収の効果をあらわす因子である。ここではX線の吸収はBrown and Gould [12]によって与えられたcosmic abundanceによるものを用いた。 N_H は吸収に寄与する水素量のみを意味する。 R は検出器のエネルギー分解能によるレスポンス関数で次の式によりあらわされる。

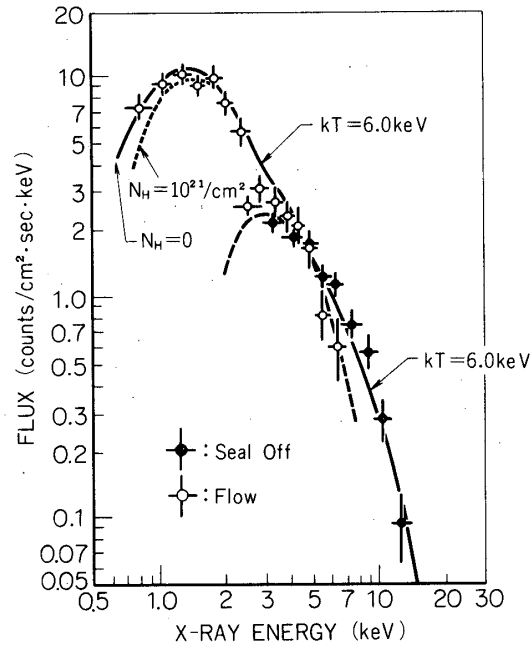
$$R(E, E_o) = \frac{\exp \left\{ -\frac{(E - E_o)^2}{2\sigma(E)^2} \right\}}{\sqrt{2\pi} \sigma(E)} \quad (2)$$

ここで、 $\sigma(E)$ は検出器からのパルス波高を形成するのに寄与する幾何学的条件も含んだ標準偏差である。

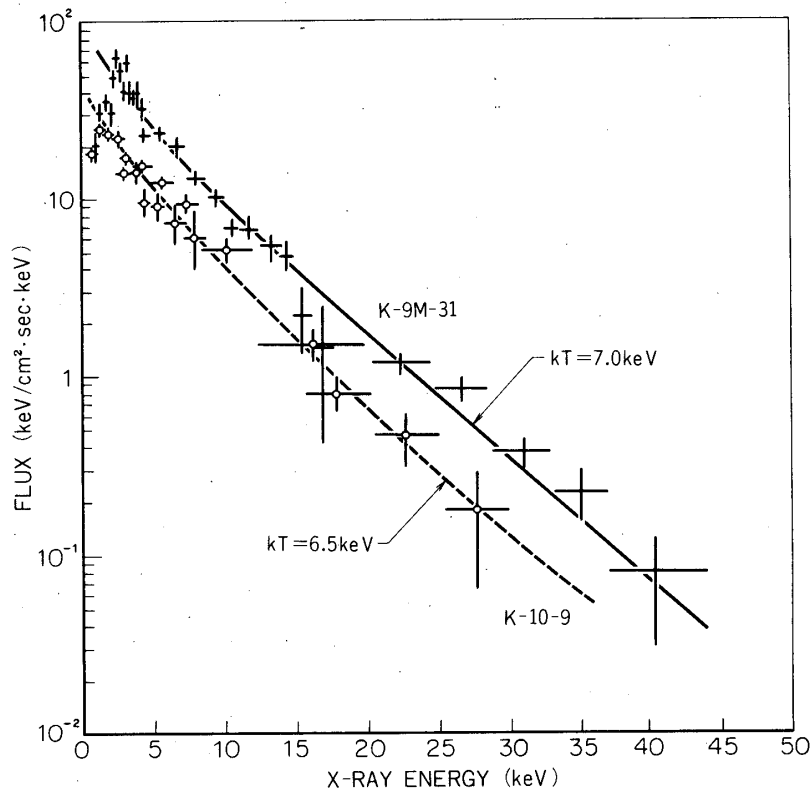
X線のスペクトルはGaunt factor, $g(E)$ をエネルギーの関数であらわした。一様プラズマの熱輻射によるものとした。約3 keV以上の観測結果はこの一様プラズマの熱輻射のスペクトルによく合った。軟X線の解析には簡単のため電子散乱を考慮しない熱輻射のスペクトルを外挿した。ここで電子散乱を考慮したスペクトルを用いても3回の観測結果は $\tau_{es} < 10$ だったので結果には変りないことを注意しておく。

第1図は、K-9M-34の結果を示した。2種の比例計数管ともに温度が $kT = 6\text{keV}$ の熱輻射によく合った。そして水素の線密度は統計を考慮しても $N_H \leq 5 \times 10^{20} \text{H/cm}^2$ と吸収がほとんどない結果が得られた。第2図はK-9M-31とK-10-9で得られた広帯域のエネルギースペクトルである。いずれも一様プラズマの熱輻射によく合う。この結果を用いて軟X線領域でのガスの吸収量を示したのが第3, 4図である。K-9M-31の結果は一様プラズマモデルの実線、点線からデータがちらばっているが、軟X線の吸収の効果ははっきりと出ていることがわかる。

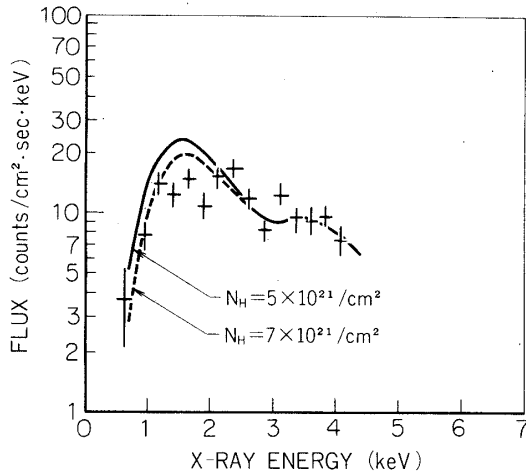
以上の数値的な結果はTable IIに示した。この表の水素線密度 N_H につけた誤差は単に統計的なものである。他に考えられる誤差として最もきくのは比例計数管の窓の膜厚の誤差から生ずる実験誤差である。しかしロケット実験以前の膜厚測定などの過程を考慮しても3回の結果で得られた水素の線密度が各々で異なる事実を否定することが出来ない。またTable IIで温度とemission measure $n^2V/4\pi d^2$ は広帯域エネルギースペクトルの結果に熱輻射のスペクトルを合せたものであるからこれ以上大きな誤差は考えられない。こうして水素の線密度は絶対値はともかくとして3回の実験で大きな違いがあったと言うことが出来る。



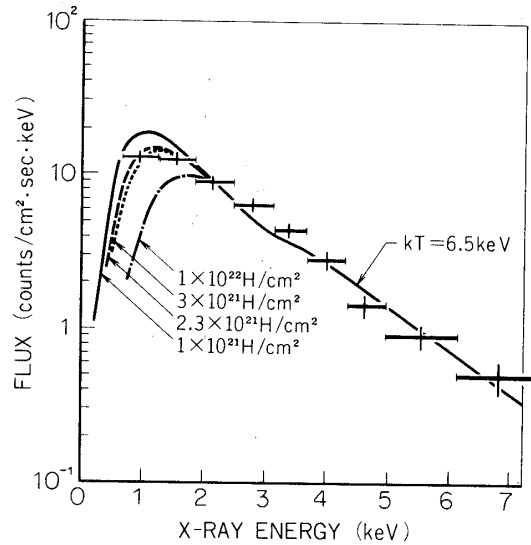
第1図 K-9M-34号機で測定されたSCO X-1のスペクトル。Seal off 及びFlowはTable I に従ったカウンタを意味する。



第2図 K-9M-31及びK-10-9号機で測定されたSCO X-1の広帯域スペクトル。



第3図 K-9M-31号機で測定されたSCO X-1の軟X線部のスペクトル。



第4図 K-10-9号機で測定されたSCO X-1の軟X線部のスペクトル。

Table II 軟X線の観測による中性ガスの線密度

	KT_a	N_H	$\frac{n^2 V}{4\pi d^2}$
K-9M-34	$5.8 \pm 0.8 \text{ KeV}$	$\leq 5 \times 10^{20} \text{ H/cm}^2$	$(2.0 \pm 0.3) \times 10^{16} \text{ cm}^{-5}$
K-9M-31*	7.5 ± 0.5	$(6 \pm 1) \times 10^{21}$	$(5.8 \pm 0.8) \times 10^{16}$
K-10-9	6.5 ± 0.5	$(2.3 \pm 1.0) \times 10^{21}$	$(2.5 \pm 0.4) \times 10^{16}$

* Simultaneous observation of optical intensity resulted in $B = 12.7 \text{ mag}$.

4. 結果の考察と討論

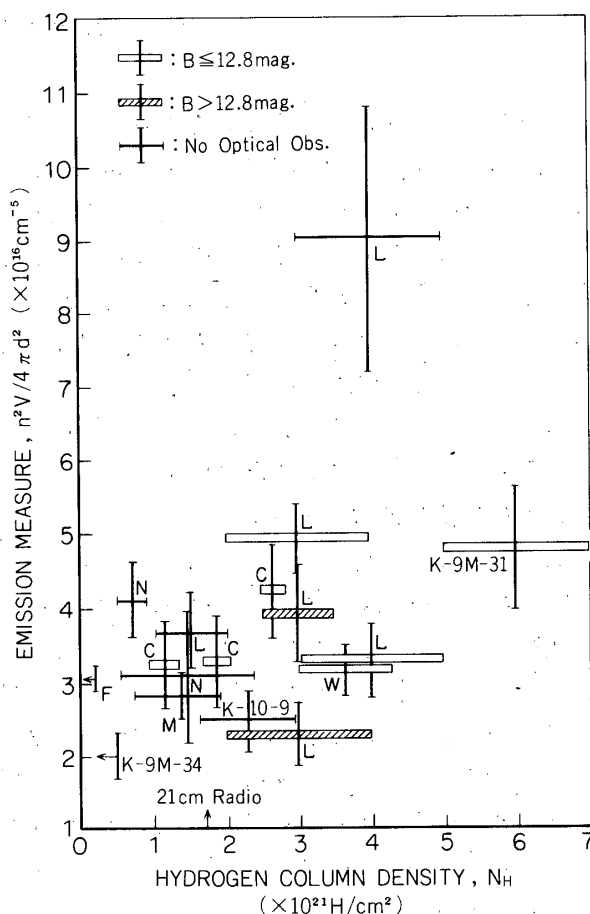
本論文の結論は N_H が大きく変化していると言う事であるが、互にこの N_H と他のパラメータ例えば温度、emission measure等との間に何かの相関があるかどうかを考察してみよう。仮に相関があればこれはSCO X-1の正体を見きわめる上に有力な手がかりになるだろう。

SCO X-1の軟X線の観測はこれまでの他のグループの結果をみても大変ばらついている。軟X線の観測手段のむつかしさから言って観測者間のsystematic errorは避けられないと考えられるが、SCO X-1に対して一様プラズマのモデルをとると水素の線密度、 N_H ,

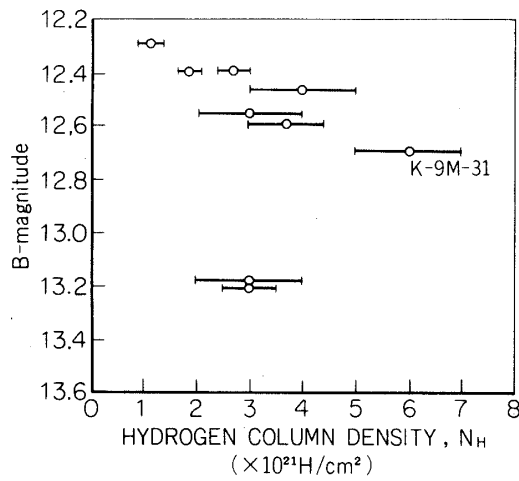
は変化していると言うことが出来るだろう。

第5図は N_H と emission measure の関係をこれまでの結果とともに示した。この図は全てエネルギーの関数である Gaunt factor, $g(E)$, を用いた熱輻射のモデルと言う立場で見なおしたのでそれぞれ原著者の値と多少違うものもある。この図からとにかく N_H は時間変動していることが言える。まだ十分な統計ではないが我々の3回の実験の傾向から N_H が大きいときは emission measure も大きいと言えそうである。このことは Moor 等 [9] の一回のロケット実験の3点だけをもても同じ傾向であるが、LRLの一連の結果ではこの傾向ははっきりしない。 N_H と光による同時観測の B-mag との関係を示した。この図では B-mag の明るい時期 ($B \leq 12.8$ mag) では N_H は光が明るいときは小さくなる傾向がみられるが、はっきりしたことは今後の観測を待たなければ結論を下せないだろう。 N_H と温度の関係は第7図に示したが、これだけの図からでは何らの相関も読みとれない。図中点線は X 線の観測が軟 X 線部だけなされているので温度の決定が困難なものである。

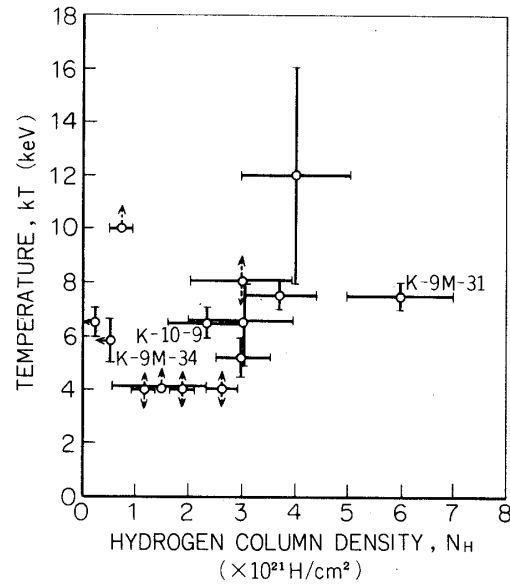
以上のデータから結論を導くことは早計であるが、第5図と第6図でふれた傾向は、



第5図 SCO X-1の軟X線のスペクトルの観測結果を水素の線密度と emission measure の図にまとめたもの。F: NRL [4], L: LRL [5, 6], W: Wisconsin [7], N: LEINAX [8], C: CALTEC [9], M: MIT [2]



第6図 水素の線密度と光の強度 (B-mag) との関係



第7図 水素の線密度と温度との関係

SCO X-1 の加熱機構がガスの accretion による重力エネルギーの放出によると言う説 [13, 14, 15] をとれば説明がつくかも知れない。ガスの accretion 説によると emission measure の増加は accretion の増加を意味する。従って当然まわりのガスの量が多くなって X 線の吸収が増える。今仮にこの傾向を第5図でみられるとしても統計の悪さとデータ量の不足のため矛盾しないだろう。また第6図の傾向は accretion 説をとると次のように説明することが出来る。星のまわりの吸収体となるガスの量は光が強いときは紫外線なども強くまわりのガスをイオン化して X 線に対して透過度がよくなり、中性ガス量 N_H が小さくなる。第5, 6図はまだ十分統計の良いデータではないこと、いろいろな状態でのデータ数の不足のため上のような議論を定量的にすることは出来ない。

SCO X-1 型のコンパクトな X 線源に対するガスの accretion 説は X 線のエネルギー源として大変有力である [13, 14, 15, 16]。Accretion のガスは当然 X 線の吸収に関与するので星間空間だけのガス量よりも多い線密度が得られる。CEN X-3 や HER X-1 は観測的にも accretion 説が有力なモデルとなっている [17, 18]。X 線新星も同じように突然の accretion で起るとすると [19] 軟 X 線領域の吸収が大きく出るはずである。このことは我々が 1969 年 S-210-1 と K-9M-27 で測定した GX 333+25 (CEN X-4) の観測結果がうらづけている [20]。このとき GX 333+25 の X 線の吸収体は $3 \times 10^{22} \text{H/cm}^2$ であった。これ程多い水素の線密度は当然星間空間以外の星のまわりに中性のガス雲がなければならぬことを意味する。SCO X-1 ではガスの accretion が連続的に起っていてそのガス量が時間変化しているのかも知れない。

さて、21 cm の電波による水素の線密度は SCO X-1 附近の方向で $1.7 \times 10^{21} \text{H/cm}^2$ である [21]。この結果から SCO X-1 への銀河アーム内のガス密度は 1H/cm^3 程度であると言える。SCO X-1 の距離が 300 pc とすると水素の線密度は $1 \times 10^{21} \text{H/cm}^2$ 程度でな

ければならない。第5図に示したデータでは $1 \times 10^{21} \text{ H/cm}^2$ よりも小さい値がある。もし軟X線の実験データを信用すればSCO X-1までの星間空間のガスは 0.1 H/cm^3 程度であるか、SCO X-1の軟X線は一様プラズマモデルよりも余分に強い放出源があるかのいずれかである。しかし軟X線の観測結果はまだsystematic errorの疑いがあるのでこれより深く議論する前に観測データを多数得る努力が必要であろう。

現在のところ N_H と他の諸パラメータの間に相関があるとは言いきれないが、あるとすれば上で述べてきた議論が出来るだろう。但し、SCO X-1は火の玉のように見える高温プラズマの熱放射源、明らかに非熱的放射と考えられる部分、フレアを発生する部分、そして電波を発生する領域等いろいろなものが複合した天体であることを考えると簡単な相関はむしろないのかも知れない。

謝 辞

この一連の観測は東京大学宇宙航空研究所のロケット実験班の方々の美事なチームワークによる所が多く関係各位に深く感謝致します。またロケット観測に合わせて光の同時観測に協力していただいた大沢清輝教授等東京天文台の方々に謝意を表します。尚実験機器の製作、準備は明星電気株式会社古賀茂昭氏等、宇宙研田之頭昭徳、三原健次郎、山本文夫、村中昇諸氏等の協力によりなされました。

1974年7月30日新設部(科学)

参 考 文 献

- [1] M. Oda and M. Matsuoka, Cosmic X-Ray, Progr. Elementary Particle and Cosmic Ray Phys, **10** (1970), 305.
- [2] G. Neugebauer, J. B. Oke, E. Becklin and G. A. Garmire, Astrophys. J. **155** (1969), 1.
- [3] T. Kitamura, M. Matsuoka, S. Miyamoto, M. Nakagawa, M. Oda, Y. Ogawara, K. Takagishi, U.R. Rao, E.V. Chitnis, U.B. Jayanthi, A.S.P. Rao and S.M. Bhundari, Astrophys. Space Sci. **12** (1971), 378.
- [4] G. Fritz, J. F. Meekins, R. C. Henry, E. T. Byram and H. Friedman, Astrophys. J. (L), **153** (1968), L199.
- [5] R. J. Grader, R. W. Hill, F. D. Seward and W. A. Hiltner, Astrophys. J. **159** (1970), 201.
- [6] G. A. Barginyon, R. J. Grader, R. W. Hill, R. E. Price, R. Rodrigues, F. D. Seward, C. D. Swift, W. A. Hiltner and E. J. Mannery, Astrophys. J. **161** (1970), 1987.
- [7] A. N. Banner, P. L. Coleman, W. L. Kraushaar and D. MacCammon, Astrophys. Letters **12** (1972), 165.
- [8] A. J. M. Deerenberg, J. A. M. Bleeker, P. A. J. Dekorte, K. Yamashita, Y. Tanaka and S. Hayakawa, Nature Phys. Sci. **244** (1973), 4.
- [9] W. E. Moore, F. Cordova and G. P. Garmire, Proc. Int. Symp. Cosmic Ray Physics 1973, P56.
- [10] Y. Ogawara and S. Miyamoto, Proc. Inter. Symp. Cosmic Ray Phys: 1971.
- [11] 松岡 勝, 宮本重徳, 小田 稔, 小川原嘉明, 宇宙観測シンポジウム報文集(1970) 151頁
- [11] 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,

宇宙研報告 6 (1970), 81.

- [12] R. L. Brown and R. J. Gould, *Phys. Rev. D.* **1** (1970), 2252.
- [13] I. S. Shklovskii, *Soviet Astr-AJ.* **11** (1968), 749.
- [14] R. Hoshi, *Progr. Theor. Phys.* **49** (1973), 776.
- [15] K. Aizu, *Progr. Theor. Phys.* **49** (1973), 1184.
- [16] J. E. Pringle and M. J. Rees, *Astron. & Astrophys.* **21** (1972), 1.
- [17] S. Hayakawa and Y. Tanaka, *Astrophys. J. (L)*, **183** (1973), L5.
- [18] R. Giacconi, H. Gursky, E. Kellog, R. Levinson, E. Schreier and H. Tananbaum, *Astrophys. J.* **184** (1973), 227.
- [19] J. E. Pringle, *Nature Phys. Sci.* **243** (1973), 90.
- [20] T. Kitamura, M. Nakagawa, K. Takagishi, M. Matsuoka, S. Miyamoto, M. Oda and Y. Ogawara, *Nature* **229** (1971), 31.
- [21] E. Daltabuit and S. Meyer, *Astn. Astrophys.* **20** (1972), 415.
- [22] S. Rappaport, H. V. Bradt, S. Naranan and G. Spada, *Nature* **221** (1969), 428.