

「ぎんが」によるガンマ線バーストの観測

村上敏夫・藤井正美・西村 純・山上隆正・吉田篤正・
内久根寛・洲崎 恩・伊藤真之*・河合誠之**・近藤一郎***・

E. E. FENIMORE・J. P. CONNER・R. I. EPSTEIN・

R. W. KLEBESADEL・D. W. EVANS

(1989年1月10日受理)

Observation of Gamma-ray Bursts
with GINGA

By

Toshio MURAKAMI, Masami FUJII, Jun NISHIMURA,

Takamasa YAMAGAMI, Atsumasa YOSHIDA,

Hiroshi UCHIKUNE,

Megumi SUZAKI, Masayuki ITOH, Nobuyuki KAWAI,

Ichiro KONDO, E. E. FENIMORE, J. P. CONNER, R. I. EPSTEIN, D. W. Evans,

R. W. KLEBESADEL

Abstract: Gamma-ray Burst Detector System (GBD) on board the scientific satellite 'GINGA' which was launched on Feb. 5, 1987, was realized as an international cooperation between ISAS and LANL. It has recorded more than 40 Gamma-Ray Burst candidates during 20 months observation.

Although many observational evidences were accumulated in

* ゴダードスペースフライトセンター(米国)

** 理化学研究所

*** 宇宙線研究所

† ロスアラモス国立研(米国)

past 20 years after the discovery of gamma-ray burst by LANL scientists, there are not enough evidence to determine the origin and the production mechanism of the gamma-ray burst.

GBD consists of a proportional counter and a NaI scintillation counter so that it became possible to observe energy spectrum of the gamma-ray burst with high energy resolution over wide range of energy (1.5-380keV) together with high time resolution. As the result of observation, the following facts are obtained : (1) A large fraction of observed gamma-ray bursts has a long X-ray tail after the harder part of gamma-ray emission has terminated. (2) Clear spectral absorption features with harmonic in energy was observed in some of the energy spectrum of gamma-ray bursts. These evidences support the hypothesis that the strongly magnetized neutron star is the origin of gamma-ray burst.

Key Words : Gamma-ray bursts, Cyclotron absorption, Neutron stars, Strong magnetic field.

概 要

宇宙科学研究所の人工衛星「ぎんが」に、ロスアラモス国立研究所と共同して日本で始めての本格的なガンマ線バースト検出器が搭載された。1987年2月の観測開始以来、観測器は順調に働き、1988年11月までに約40個のガンマ線バーストの候補を観測した。

ガンマ線バーストとはその名前が示すように、強いガンマ線フラックス(主に数100 keVの光子)が短時間だけ宇宙から降りそそぐ現象である。1967年の発見以来数多くの研究が行われたが、まだその起源についての確実な証拠が得られていない。今回人工衛星「ぎんが」による観測ではとくに1.5 keVから380 keVにわたる広いエネルギー領域を二つの検出器によって観測する事により、ガンマ線バーストのエネルギー分布の時間的な変化を詳しく研究する事が可能になった。その結果つぎの2点に関し確実な観測事実を得た。(1)ガンマ線バースト現象にはガンマ線光子の放出が終わったあとでX線での長い放出過程がある。(2)スペクトルにサイクロトロン過程によるものと思われるハーモニック構造がある。これらのことからガンマ線バーストの起源が強い磁場を持つ中性子星であることがほぼ確定的になったと考えられる。

Key Words : ガンマ線バースト, サイクロトロン過程, 中性子星, 強磁場.

1. 序

宇宙に起源を持つガンマ線バーストはごく短い時間、数 keV から数 10 MeV のエネルギーのガンマ線が爆発的に増加する現象であり、以下簡単に述べる経緯で発見された。

1967 年以前から原爆や水爆の開発を競っていたアメリカとソ連は核拡散防止条約の締結後には条約の履行を監視し、お互いの核爆発で発生するガンマ線の増加を探知するために人工衛星を宇宙空間に配置していた。ところが時々これらの人工衛星に強いガンマ線の増加現象(バースト)が受かり、しかもそれらがいくつもの人工衛星でほぼ同時に観測され、その入射時間の差から地上からではなく宇宙から来ていることが判明した。そしてこのガンマ線バーストに関する本格的な研究が 1973 年頃から始まり、それ以後の 15 年間で数々の人工衛星や人工惑星が使われ、現在に至っている。

これらの研究で確実に思われている現象を列記すると、

- 1) スペクトルは非常に硬く(図 1)10 MeV 以上にまで延びている[1]。ガンマ線バーストの名前の起こりはこの硬いスペクトルに由来し、名前の良く似た現象である X 線バーストとは図 1 にも示すようにスペクトルの違いで明白に区別される。
- 2) 現象の多くが 10 秒以下の継続時間で非常に速い変動を示し、0.2 msec に達した例もある[2]。図 2 は「ぎんが」で観測された例で、ガンマ線バーストとしては少し特異な形をしているが速い変動は見られる。

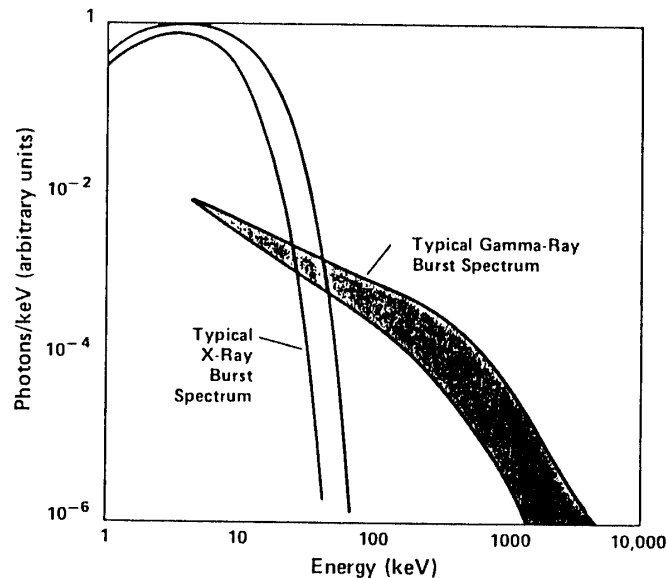


図 1 ガンマ線バーストと X 線バーストのスペクトルの違い。ガンマ線バーストと X 線バーストでは硬さが大きく違うことがわかる。50 keV を越えると X 線バーストでは殆ど何も観測されないが、ガンマ線バーストではしばしば 10 MeV 領域でも観測される[29]。使用した図は Los Alamos Science 3(2). 1982 より。

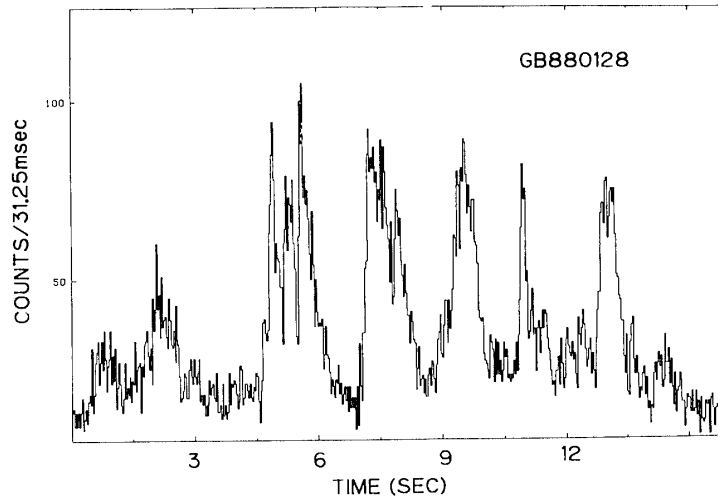


図2 ガンマ線バーストの速い変動の例。この観測では約 10 msec 程度の変動が確認出来る。最も速い報告では 0.2 msec の例がある。変動の速さは対象のおおよその大きさの上限を与えると考えて良く、0.2 msec は 60 km 以下に相当する。この図は「ぎんが」で 88 年 1 月 28 日に観測した例である。

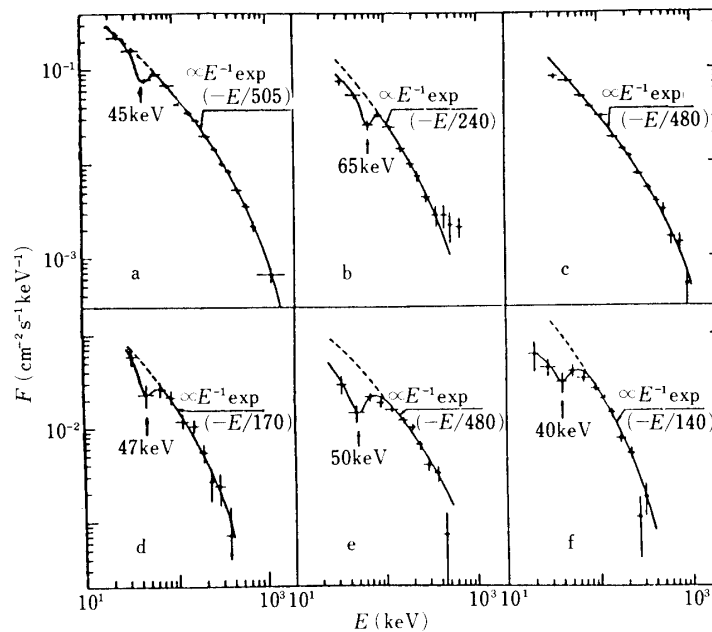


図3 スペクトルに見られる構造。ソ連のグループは約 20% のガンマ線バーストにこの図に示すような構造があると報告している。これをサイクロトン過程と解釈すると、磁場が必要となる。しかしこれを否定するような事実も提出されていた。同時に見た別の衛星が検出できなかったりしたためである [4]。

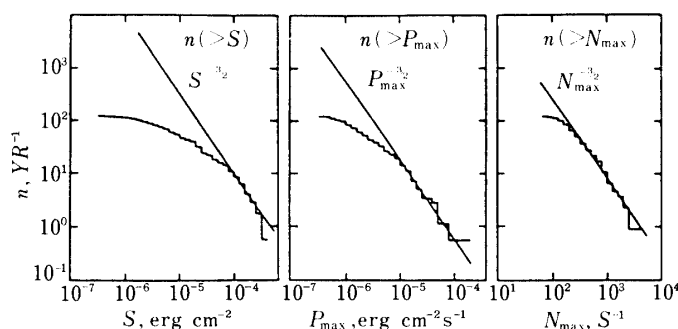


図4 KONUSで観測されたバーストの積分頻度 n (bursts/yr), バーストサイズ S (erg/cm²), ピークサイズ P_{\max} (erg/cm²sec), ピークフラックス N_{\max} (count/sec)の相互関係を示す[5].

- 3) ただ一例のガンマ線バーストで約8秒の周期が観測された[3].
- 4) スペクトルに構造が短時間だけ見られるものもある(図3)[4].
- 5) 10^{-6} erg/cm²の比較的小さなサイズまで考えると年間全天で数100回以上も発生するごくありふれた現象であり[5], サイズの分布を図4に示す.

これらがガンマ線バースト上でのほぼ確実な現象であり, 方向の決められた一部のガンマ線バーストの発生位置に光学天体が見られたとした B. Schaefer 達の結果や[6], 420 keV あたりに構造があるとするソ連のグループの話[7]はなお確認が必要と思われる. 最近では B. Schaefer 達の見いだした光学天体は乾板の傷などの誤認であろうとの報告がおこなわれ, 今のところ 23 等級以上の明るさの光学天体とは同定されていない. この同定の難しさがガンマ線バースト天文学の発展を遅らせている一因である.

極めて速い変動があることから発生領域は小さいこと(0.2 msecの時間変動は60 km以下の大きさに相当する), また角周波数 ω で半径 r 質量 M の天体が回転する時, 遠心力に重力が打ち勝って星の表面が安定であり得るためには, $\omega < (GM/r^3)^{1/2}$ の関係を満足しなければならない. 観測された8秒周期が天体の回転によるものとする, 天体の密度 ρ は, $\rho = 3r^2/4\pi M < 3\omega^2/4\pi G \sim 5 \cdot 10^6$ g/cm² となり, 中性子星か白色矮星が候補となる. しかし8秒の回転は観測された数多くのガンマ線バーストの中でただの一例であること, 早い変動は大きな天体の小さな一部の領域での現象としても説明がつくことから, これらの事実から天体を特定できる程に確実な証拠とはなっていない.

いままでに観測されたガンマ線バーストで方向の決められたものを天球上にプロットしてみても, 特に銀河面に集中するようなことはない. 方向まで決定できるガンマ線バーストは比較的小さいサイズの大きなものであるという選択効果はあるが, 太陽系が銀河中心から約8 kpc 離れた円盤上にいることを考慮すれば, このことはガンマ線バーストの起源が非常に近い, 非常に遠いことを示している. 源が非常に遠い場合にはサイズが60 kmと限られているため源でのエネルギーの密度を高くする必要がある. 光-光反応による電子-陽電子発生でガンマ線が失われる事を考慮するとそんなに遠くにはなり得ないと考え

られる。したがって、観測されたガンマ線バーストは太陽系から 1 kpc 位以内の所で起きている現象と理解されている[1, 28]。

2. 「ぎんが」搭載検出器の性能

序で述べたような観測事実を踏まえて、共同研究に当たったロスアラモス国立研究所の科学者との討議の上、「ぎんが」では次の諸点を研究の中心とする検出器のデザインが行われた。

(a) これまでに観測があまり行われていない X 線領域に及ぶスペクトルの形、および Mazets 等により報告されたスペクトル構造の確認を最優先とする。従来ガンマ線バーストのスペクトルを説明するモデルには単純な熱制動輻射モデルからコンプトンモデルまで多種多様なモデルがあり決め手に欠けていた。解明のためにはそのスペクトルの構造が期待されるエネルギー領域(20 から 60 keV)を全てカバーする。よって 20 keV 以下の観測には適さない従来の NaI シンチレーター検出器のみならず(以後 SC と略記する)、2-20 keV が検出できるガス比例計数管(PC)をも搭載し、1.5 keV から 400 keV までのエネルギー領域を一度にカバーする。ガンマ線バースト用のシステムが同時にガス比例計数管も備えたのはこの衛星が初めてであり、これがあたらしい観測事実の発見に結び付いている。

(b) ガンマ線バースト源の付近で発生すると考えられる reprocess X-ray の性格を明らかにする[9]。

(c) 「はくちょう」や P 78-1 で観測されたガンマ線バーストの主要部分が終わったあと

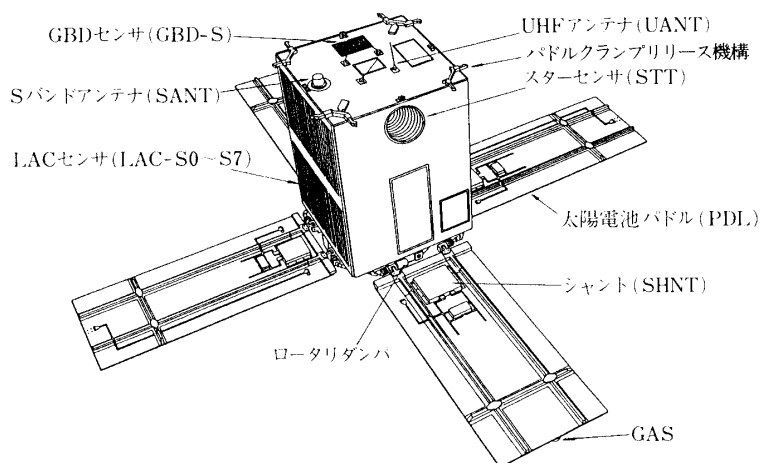


図5 科学衛星「ぎんが」の概観図。ガンマ線バースト検出器は「ぎんが」の上部デッキに搭載されている。科学衛星「ぎんが」はスピン衛星では無く、ガンマ線バースト検出器は大面積検出器による観測対象の変更でも、大きな視野の変化を受けずに観測できる。太陽は常にガンマ線バースト検出器の反対側にあり、太陽フレアからのガンマ線と間違えることは少ないように配置されている。

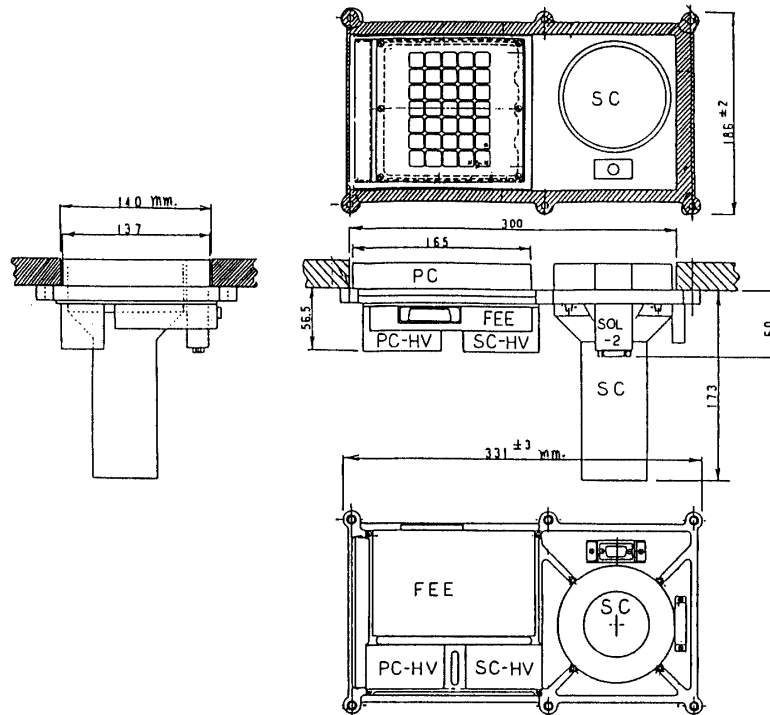


図6 「ぎんが」に搭載されたガンマ線バースト検出器。比例計数管と蛍光計数管が使われている。どちらもコリメータを持っていない。視野は比例計数管の場合はベリリウムの窓押えで決まり、蛍光計数管の場合は裏面に対して鉛とミュンスタルで遮蔽されている。しかしガンマ線バーストの高いエネルギーの部分では裏面から入射しても観測にかかる。HVは検出器に供給する高圧電源、FEEは処理回路、SOL 2は放射線帯用の半導体検出器である。

表1 観測器の性能

検出器	材質	厚さ	有効面積	窓材
SC	NaI (T1)	1 cm	60 cm ²	Al (0.2mm)
PC	Xe+CO ₂	3 cm	63 cm ²	Be (63.5μ)

これらの検出器の側面および裏面は鉛や錫でシールドされている。詳細は [11] を参照のこと。

に観測された X 線放射のスペクトルを明らかにする [10]。

(d) 420 keV 領域にあると言われる対消滅に伴うスペクトルの構造は、衛星の重さに制限があり、使用可能な 1 cm の厚さの NaI シンチレーター検出器では無理であると判断した。

ガンマ線バースト検出器を搭載した科学衛星「ぎんが」の概観図を図5に示す。ガンマ

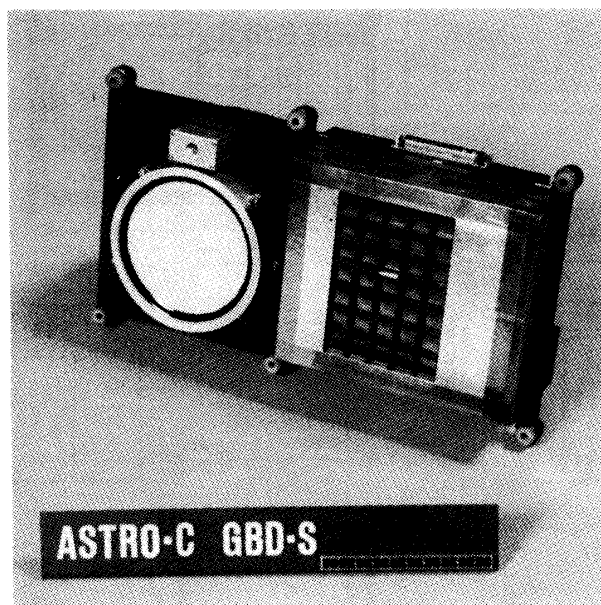


図7 検出器を正面から見た写真，詳細は図6の説明参照。

線バースト検出器は上部デッキにあり，常に太陽とは反対の空間を見ている．衛星は必要により回転するが，それによってガンマ線バースト検出器の視野は変化しない．各検出器の構造を図6に，諸元を表1にまとめ，更に検出器の窓側から見た写真を図7に示す．

SC検出器のエネルギー分解能を最大に上げるためにライトガイドを使うのは言うにおよばず，クリスタルの反射面に工夫がこらされており， Cs^{137} (662 keV) で6.8%のエネルギー分解能を達成している．SCは約60 cm²の有効面積を持ち，14-380 keVのエネルギー範囲を32チャンネル(4分割の折れ線)の波高分析をし，0.5秒の時間分解能で記録する．

PC検出器は63.5 μ厚のBe窓で約63 cm²の有効面積を持ち，1.5-28 keVのエネルギー範囲を16チャンネル(4分割の折れ)の波高分析をし，やはり0.5秒の時間分解能で行なう．

またそれぞれの検出器の計数率はバースト発生時前後(SC：-16～+48 sec，PC：-32～+96 sec)のデータを搭載メモリーに31.25 msecの時間分解能で記録出来る．システム全体の重さは処理回路をすべて含んで6.5 kgである．観測エネルギー域は地上からのコマンドで変更可能である．

3. 観 測

衛星打ち上げ前の観測器の基礎データや，打ち上げ後の観測器の詳細な較正(エネルギー領域の決定，効率の測定，「かに」星雲の観測によるこれらの検証)，及び本物のガンマ線バーストと偽物(主に荷電粒子と太陽フレアー並びに原子炉衛星による汚染放射線)の区別などについては既に詳細に報告されているので参照されたい[11]．ここでは1988年11月2日までに受かったガンマ線バーストの観測リストを表2に示した．1987年2月5日の

表2 List of Gamma-Ray Burst Candidates

	Date yymmdd	Time(U. T.) hr : mn	PVO	SMM	LILAS (on PHOBOS)	APEX	KVANT
1	870303	16 : 23	○				
2	870319	01 : 24					
3	870408	10 : 18		○			
4	870414a	01 : 03					
5	870414b	23 : 18					
6	870418	21 : 09					
7	870521	11 : 35					
8	870609	23 : 47	○	○			
9	870618	16 : 48	○				
10	870622	11 : 33	○				
11	870707	16 : 28	○				
12	870902	05 : 04					
13	870909	08 : 40	○	○			
14	871011	11 : 27	○				
15	871102	06 : 26					
16	871121	16 : 04					
17	871227	21 : 35					
18	880107	12 : 35					
19	880128a	06 : 35	○				
20	880128b	11 : 24	○				
21	880203	06 : 49					
22	880205	10 : 12	○				
23	880318	16 : 25	○	○			
24	880320	00 : 12					
25	880328	06 : 00					
26	880616	12 : 23					
27	880707	10 : 20					
28	880725	14 : 58	○		○		
29	880810	15 : 41	○		○	○	
30	880822	10 : 08			○	○	
31	880830a	00 : 21			○	○	
32	880830b	00 : 37			○	○	
33	880830c	03 : 04			○	○	
34	881006	18 : 14			○		○
35	881009	11 : 50					
36	881018	02 : 38				○	
37	881102	07 : 56					

○印はPVO, SMM等の衛星でも観測されていることを示す。

打ち上げ、2月26日の運用開始以来約40個のガンマ線バーストの候補が観測されており、その内の幾つかはアメリカの金星周回衛星PVOと科学衛星SMMでも観測され、データの交換がおこなわれている[12, 13]。1988年に入りソ連が打ち上げた火星探査器フォボスはガンマ線バーストの検出器を搭載しており、ほぼ1日に1個の割合でガンマ線バーストを検出し、「ぎんが」とデータの比較が出来るようになった[14]。フォボスとの感度や立体角の違い(ぎんがは地球に隠される部分で1/3, 視野で3/4, 運用で1/2の効率を失っている)を考慮すれば両者の検出数の大幅な違いは矛盾なく説明できる。

4. 観測結果

この報告の中では「ぎんが」がこの1.5年の間で上げた成果の内のいくつかを報告する。成果を要約すると次の様になる。

- (1) 観測されたガンマ線バーストの中にはスペクトルに2つの吸収線と思われる構造

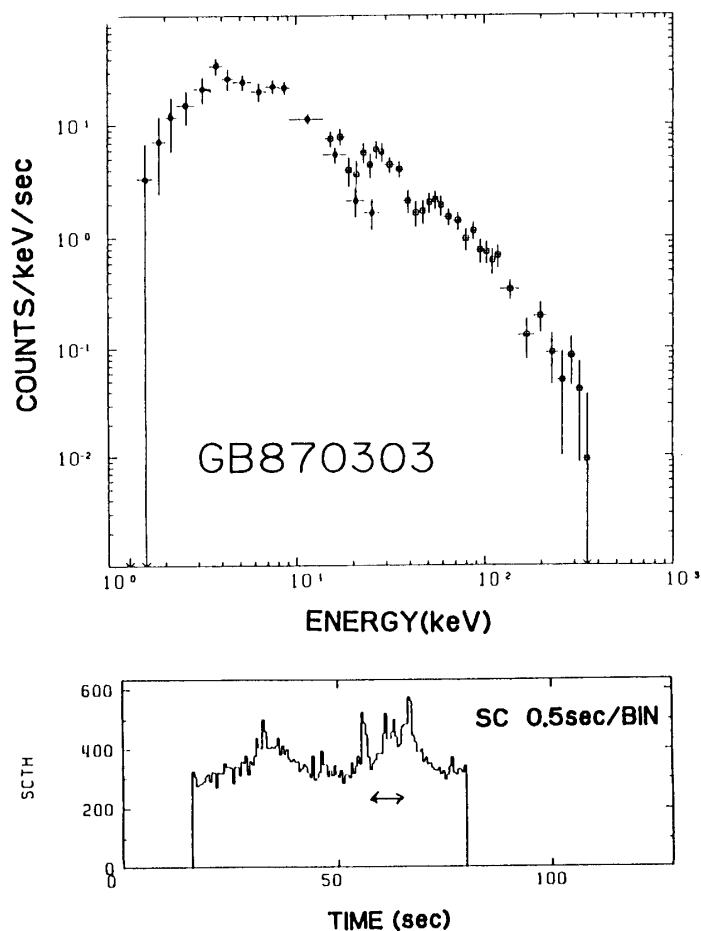


図8 低エネルギー側に吸収線と思われる構造が観測されたガンマ線バースト(GB 870303)の観測データ。上の図は下の矢印の時間帯でのスペクトルである。

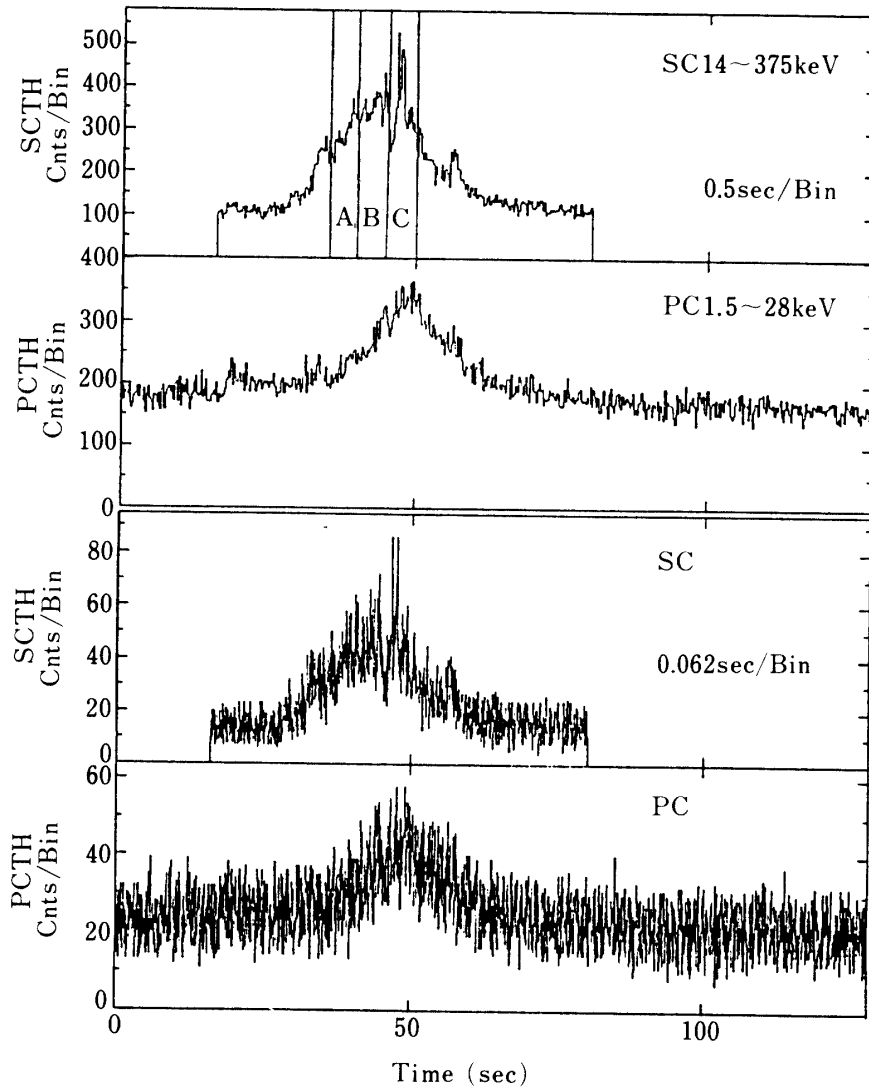


図9 a GB 880205 の観測データ. 図9 a 中の区間 A や C でははっきりとした構造が見えないが図9 b の B では構造が出る.

が見受けられ, それらの吸収線のエネルギー比がほぼ 1:2 となっている [15, 30].

(2) 幾つかのガンマ線バーストでガンマ線の光子の放出が終わったあと, X 線で 100 秒近く輝いているものがある [16].

(3) ガンマ線バースト源が回転しているのではないかと考えられる現象が見られている [17].

(4) 1 例のガンマ線バーストでバーストサイズと待ち時間との間に関係があるようにみられる.

(5) 銀河系に対する空間分布やガンマ線バーストのサイズ分布 ($\log n - \log S$, $\log n - \log P_{\max}$, P_{\max} はピークフラックス) が観測例の増加に伴って得られつつある.

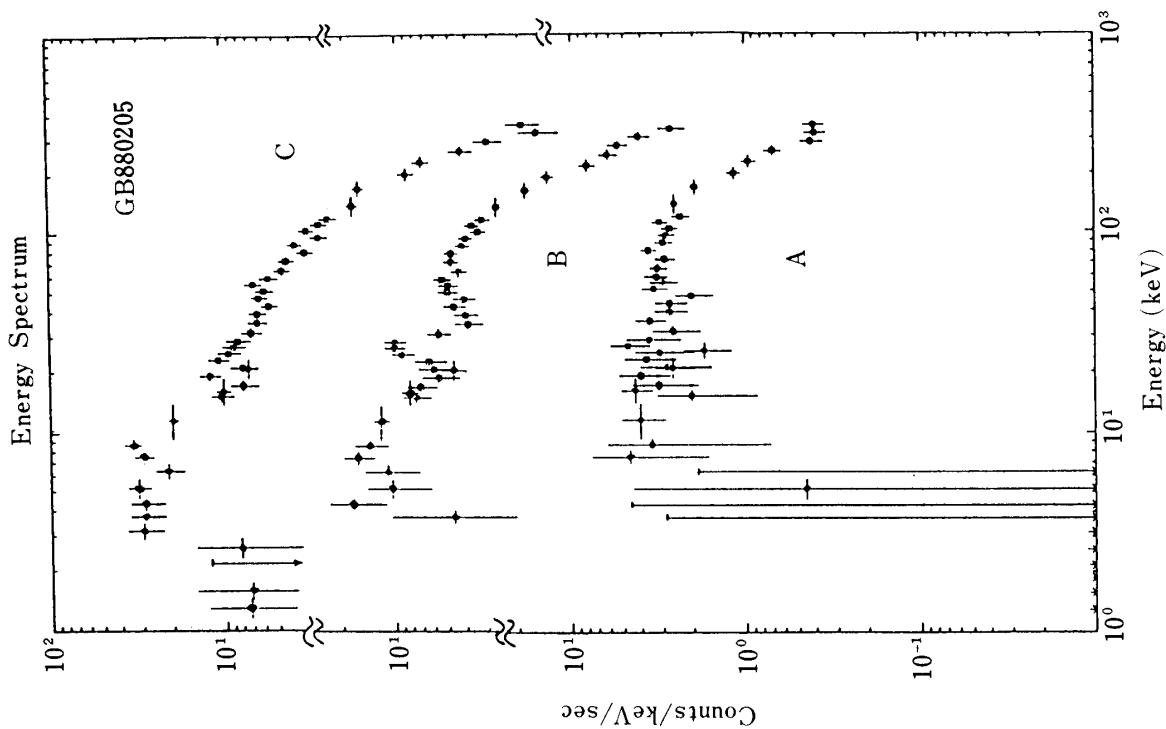


図9a 図9aのA, B, Cの各場所を観測された生カウントスペクトルである。各々は5秒の集積時間。構造はBにクリアーに見られる。

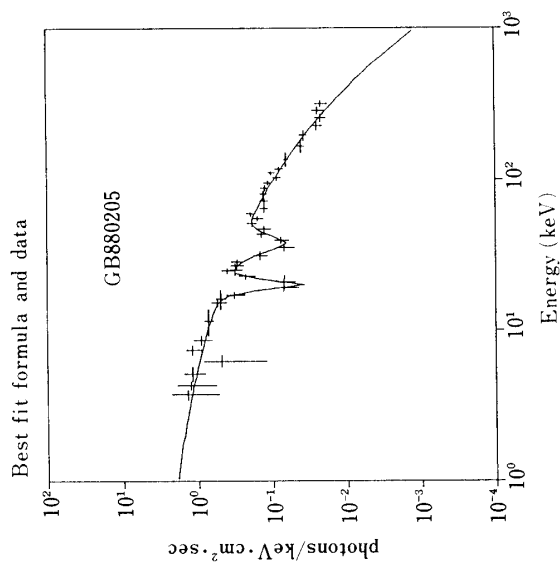


図9c 図9bのBの部分を最も良く説明する入射フォトンスペクトル。2つのガウス型の吸収を入れたモデルである。中心エネルギーギャーや幅は表3にまとめてある。

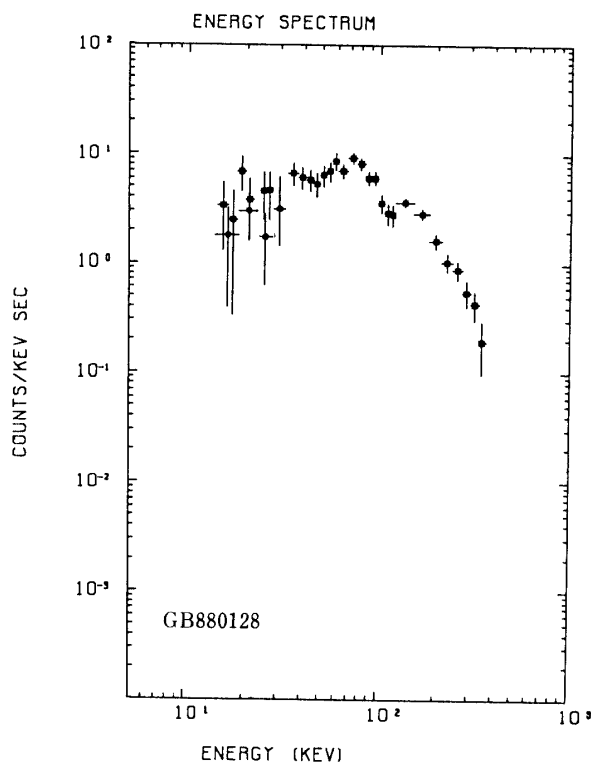


図10 GB 880128の観測データ。このバーストは衛星の裏から入ったために、低いエネルギーが大きく吸収されたスペクトルとなっている。しかし約110 keVの吸収は良く見えている。

(6) 「ぎんが」大面積比例計数管(LAC)を使用してガンマ線バースト源のガンマ線バーストを発していない時でのX線フラックスの上限をも観測した。

これらの全てをここで触れるのは不可能であり、また事実がまだ十分には確立していない部分もあるので、この報告では(3)と(5)は報告されない。幾つかの事実が既に個別に研究会などで発表されているのでそれらを参考としていただきたい[17, 18, 19]。

(a) サイクロトロン構造

「ぎんが」でいままでに観測されたガンマ線バーストの内の3例に、図8、図9、図10に示すように20-110 keVのエネルギー領域にスペクトルの構造がみられる。ただし、3例目はガンマ線が衛星の裏側から入ったために、低いエネルギー領域の光子が失われている。このようなスペクトルの構造はしばしば、スペクトル解析の過程で生じることがあるので、まず観測された直接のデータを示した。この構造が観測システム特性によるものではなく、また解析のプロセスによるものでも無いことは、(1) キャリブレーションに使用した「かに」星雲では観測されない[11]、(2) 同じガンマ線バーストの別の時間では見られていない、(3) 搭載したSCとPCの両者のカウンターで確認できる、等のことから保証出来る。この構造はPCからSCに延びるスペクトルの2ヶ所で吸収が起きていると解釈す

表3 GB880205で観測された吸収線のエネルギー中心値と幅と比

i	中心値 E_i (keV)	幅 (FWHM) W_i (keV)	比 (E_2/E_1)
1 st	19.3 ± 0.7	4.1 ± 2.2	2.00 ± 0.15
2 nd	38.6 ± 1.6	14.4 ± 4.6	

誤差はすべて 1σ (68%) である。
詳細は [15] を参照のこと。

るのが自然であろう。

統計揺らぎだけで偶然このようなことが GB 880205 について起きる確率は 10^{-5} と十分に低く、統計の問題ではない。しかし GB 870303, GB 880128 については、 10^{-2} 程度であり、母集団の数などから必ずしも有意とはいえない。ここでは最も確実と思われる GB 880205 について詳しく述べる事とする。表3にスペクトル解析をおこなった時、吸収線エネルギーの中心値とその幅および吸収線エネルギーの比を示しておいた。スペクトルに見られる吸収線のエネルギーの比をみるとその構造の中心エネルギーの比がほぼ 1:2 となることが指摘できる。また連続成分(吸収を受けているエネルギー以外の部分のエネルギー分布で決まる)の温度に比べて吸収線の幅が数 keV と非常に狭いことも指摘できる。これらの構造がガンマ線バーストの継続時間の全ての時間で見られるのではない。図8の

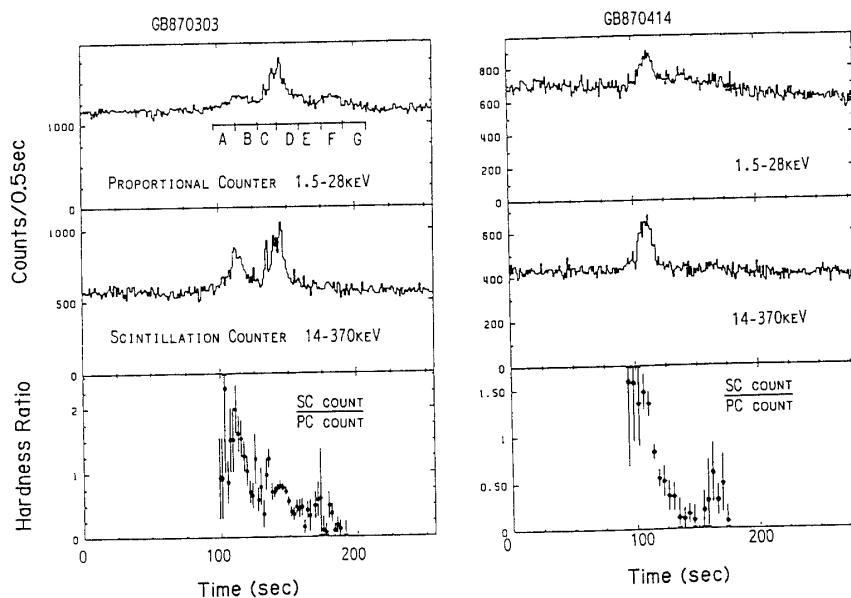


図11 X線領域で見られる長い時間にわたる輻射。ガンマ線の光子の放出が終わったあとで、長い時間にわたりX線での放射がみられる。放射の温度は多くの場合徐々に冷えていくように思われる。この現象はすべてのバーストで見えるのではない。

矢印にも示すように S/N のほぼ等しい別の場所では見られず、バースト継続時間のごく一部の時間帯だけで見られる。

現在これらのスペクトル構造を説明するモデルとしては (1) 強い磁場中でのサイクロトロン過程とするもの, (2) 強い磁場中での鉄の $H\alpha$ と $L\alpha$ 吸収とするものなどがある [20]. しかし (2) のモデルでは 2 つの吸収線のエネルギーの比を 1:2 にすることは困難であり, かつ GB 880128 の 20 keV に出た吸収に対して $4 \cdot 10^{13}$ ガウスに近い異常に強い磁場が必要なることからモデルとしての妥当性が低い. いずれにしても, 強い磁場が必要で

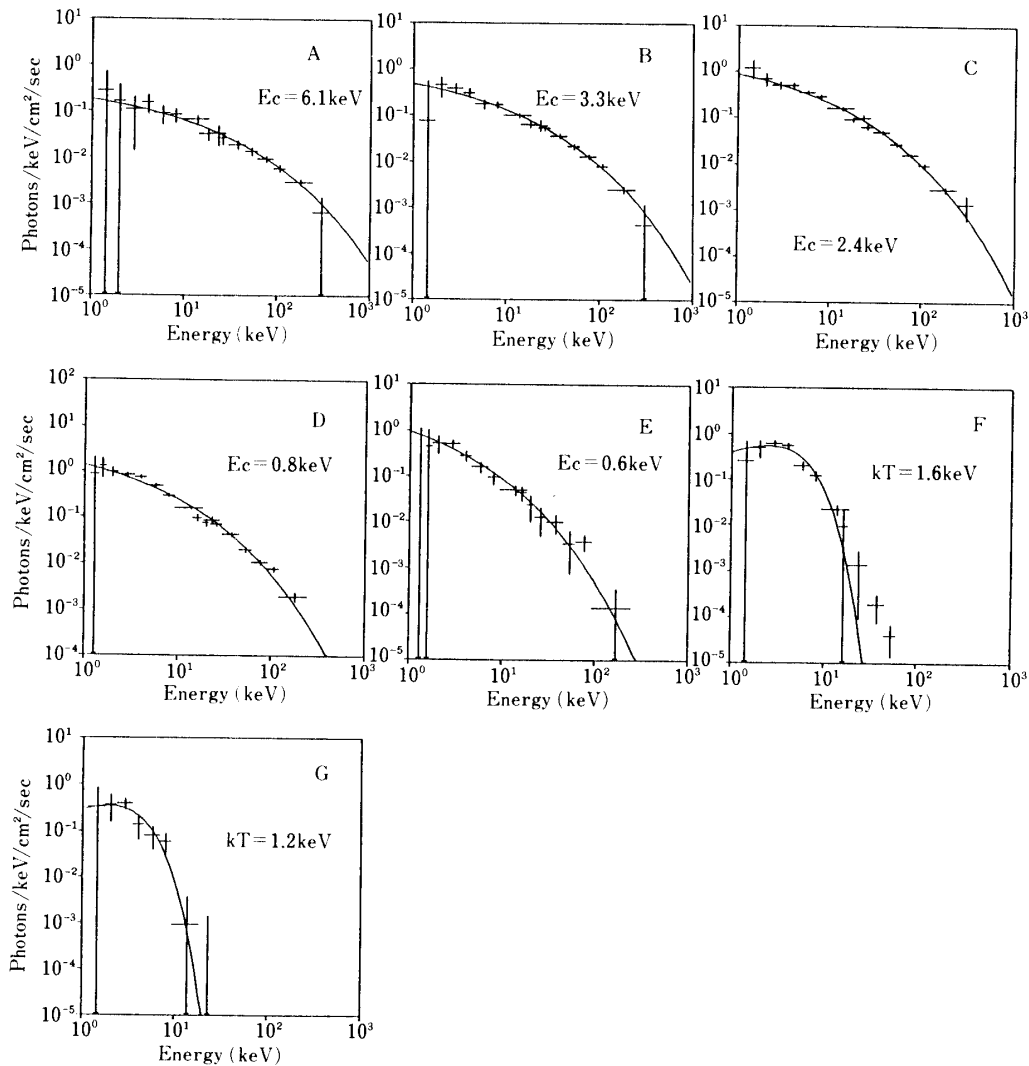


図 12 図 11 に示したガンマ線バースト (GB 880303) を 16 秒ごとの時間で分割しスペクトルを出したもの. 図中の A-G までの点についてスペクトルとそれを説明する最適のモデルを示す. バーストのピークでは熱サイクロトロンモデルがよく合い, 最後では黒体放射の形が受け入れられる. 詳細は表 4 を参照のこと.

あり、ガンマ線バーストの起源としては強い磁場を持つ中性子星を考えねばならない点は共通している。

(b) ソフト X 線放射

「ぎんが」で観測されたガンマ線バーストの内の約半数について、ガンマ線領域の光子(主に 100 keV 以上)がその活動を終わったあと、X 線のエネルギー領域(10 keV 以下)ではかなり長い時間放射が継続している。この事実は既に「はくちょう」のようなスピントタイプの人工衛星でも発見され、知られていた[10]。しかし観測がスピントタイプの人工衛星であるためにあまり明快なデータが得られておらず、スペクトルの形を議論することは難しかった。図 11 に「ぎんが」で観測された 2 つのガンマ線バーストの例(GB 870303, GB 870414)を示す。この例では硬いガンマ線領域の光子の放射が終了した後に X 線領域では更に 50-100 秒にわたって継続して放射が観測された。今ここで S/N の一番良い GB 870303 の例について詳細にスペクトルを分析してみる。バーストを連続した 7 ヶ所のおおの 16 秒ずつの区間に分け(A-G)、それぞれについてスペクトルを分析した結果が図 12 である。表 4 に各モデルでの温度指標の数値を示す。ガンマ線バーストの最盛期ではそのスペクトルが従来良く使われた熱制動放射ではなく、熱サイクロトロン型といわれる形により近いこと、またそのガンマ線バーストの最後(区間 G)ではそのスペクトルが黒体放射としても良く説明することが出来る。もちろん統計が不足しているために、表 4 に見られるようにこのフィッティングから黒体放射以外のモデルを排除することは出来ない。しかし黒体放射のモデルが受け入れられるところまで解析が進んだのはこの観測例が初めてである。黒体放射の場合、放射能が良く知られているためにスペクトルの形から温度がわかれば源のサイズを議論することが出来る。ただこの現象はすべてのガンマ線バーストに見られると言うのではなく、S/N の制限もあろうがほぼ半数のものだけにこの様な X 線の尾が見られる。

表 4 Fitting results

Position	Thermal Bremss.		Model Thermal cyclotron		Blackbody	
	T (keV)	(dof)	E_c (keV)	(dof)	T (keV)	(dof)
A	606	7.3(14)	6.1	4.7(14)		
B	201	11.2(14)	3.3	5.3(14)		
C	145	16.8(14)	2.4	1.5(14)		
D	83	28.9(14)	0.8	31.2(14)		
E	36	13.1(14)	0.6	12.3(14)		
F	11	24.6(14)	0.3	22.5(14)	1.6	24.6(14)
G	5.5	2.5(6)	0.15	2.7(6)	1.2	3.3(6)

$E_c = 11.6 B_{12} (kT/mc^2)^2 \text{keV}$
A~G は図12に示した時間帯を示す。

(c) ガンマ線バースト源の定常成分

ガンマ線バーストの起源は(a)で述べたように、ハーモニックを持つサイクロトロン吸収と解釈できるスペクトル構造から、強い磁場を持つ中性子星を起源としている可能性が高い。しかしそのエネルギー源もメカニズムも分かってはいない。ガンマ線バーストのエネルギーの源やメカニズムを考える上で、ガンマ線バーストを発生していない時のガンマ線バースト源がどのような状態にあるのかは大変に興味のある点である。もしガンマ線バースト源が外からエネルギーの供給を受けているなら、ガンマ線バーストの発生以前になんらかの供給の証拠を示すものと考えられる。事実 X 線バーストの場合ではこの仮説は確認され、X 線バーストを発生する源は、それに先立ちエネルギー源として降着物質を集めていた[21]。降着物質の証拠を求めて、過去にも Einstein 衛星や EXOSAT 衛星を使用して同様な観測が行なわれた[22]。そこで過去の衛星に比べて感度が高い科学衛星「ぎんが」の大面积計数管(LAC)を使用して我々の観測が行なわれた。選ばれた観測の対象は(1)既に何度かのガンマ線バーストを繰り返し発生し、位置も十分な精度で決まっているために定常成分が最も期待できる SGR 1806-20[23]と、(2)過去に観測されたガンマ線バーストの内では比較的サイズが大きく、つまり近いと予想されるものとして科学衛星「はくちょう」で位置が決定された GB 811016 を選んだ[10]。

これらは Einstein 衛星や EXOSAT 衛星の運用停止後に報告された特異なガンマ線バースト源であり、未だ観測は行なわれていなかった。

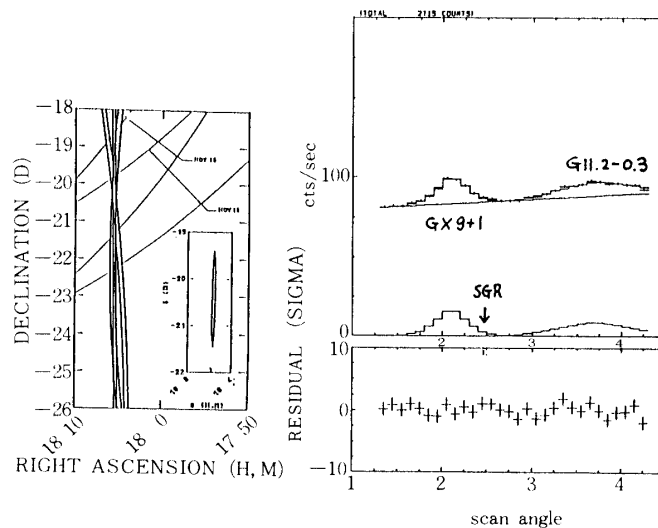


図 13 ガンマ線バーストが繰り返し受かった SGR 1806-20 について、放射源の位置を「ぎんが」の大面积検出器でスキャンした。これはガンマ線バーストを起こしている天体のガンマ線バースト時以外での挙動を調べるものである。観測は大面积検出器を使っておこなわれた。既知の線源 GX 9+1 と G 11.2-0.3 以外は観測されず、フラックスの上限として約 10^{-12} erg/cm²sec が与えられる。

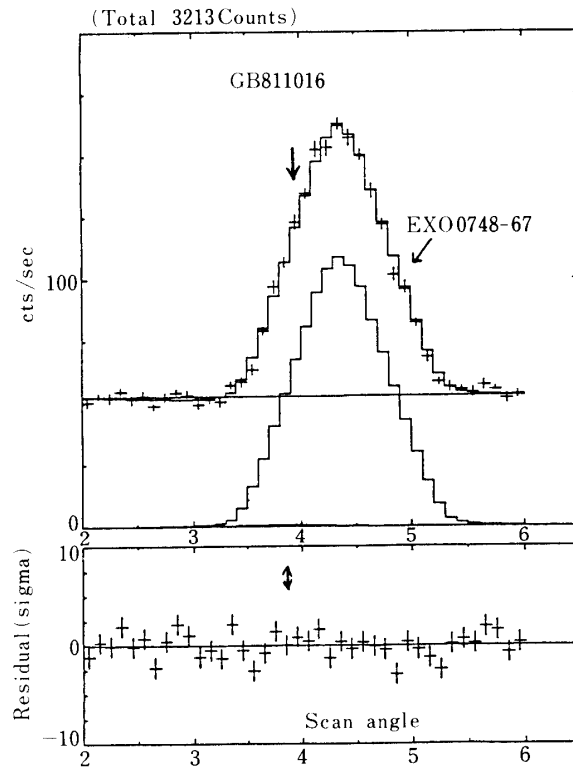


図14 図13と同様に「はくちょう」ガンマ線バースト源について行ったものである。今回も同様にフラックスの上限だけが得られた。既知のソースはEXO 0748-67である。

観測は候補の位置をスキャン法で何度も観測するもので、何度かのスキャンを姿勢により重ねた結果を図13と図14に示す。近くに存在する既に知られた別のX線源(ここではGX 9+1, G 11.2-0.3, EXO 0748-67など)は注意してその影響を除くと、予想される位置には「ぎんが」の大面积検出器で検出出来る強度の定常成分は見いだされなかった。どちらの場合でも観測値の上限はほぼ 0 ± 2 カウント/秒以下となり、これは約0.1 keVの黒体放射型のスペクトルに対してほぼ $4 \cdot 10^{-12}$ erg/sec/cm²の上限値が与えられた[24]。この上限値はEinstein衛星で観測された別のバースト源の上限値にやや及ばないが、これは我々の対象としたバースト源の近くにX線星があること、「ぎんが」の角分解能がEinstein衛星に較べて悪いことなどが原因である。観測された定常X線に対する上限値からバースト源の天体の性質が導かれるが、この点については考察で述べる。

(d) GB 880128に見られるマルチピークと待ち時間

ガンマ線バーストは非常にバラエティーのある性質を示すために、なかなか規則性を見出すことが難しく、バースト発生の機構が1種類ではないというのが一般の見解である。ガンマ線バーストのエネルギー発生メカニズムを示唆する現象はなかなか得られないが、ガンマ線の放出が終わったあとのX線での100秒に近い長い放出はその放射が比較的 optical 的厚さが深い所での現象であることを示唆している。熱核反応のように中性子星の

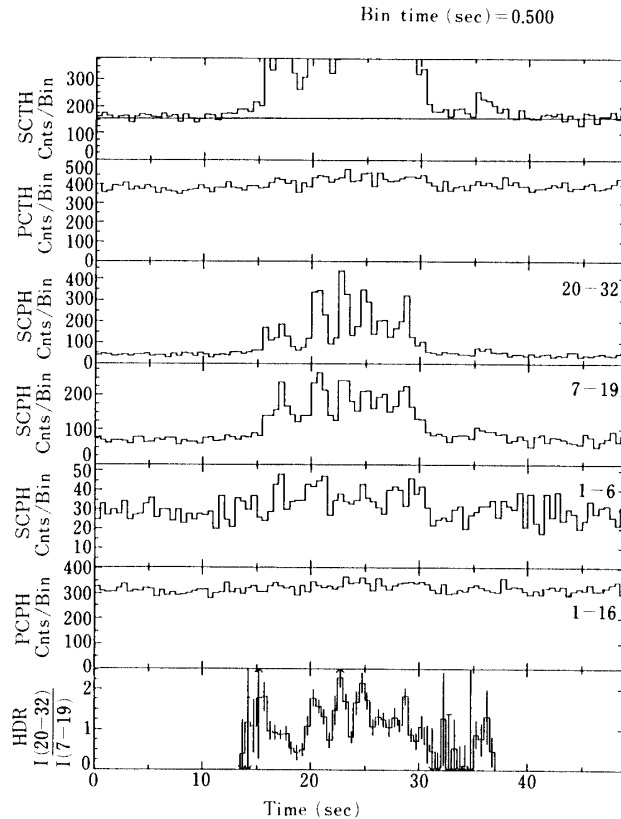


図15 マルチピークバースト。1988年1月28日に受かったガンマ線バースト(GB 880128)に変わった構造が見られる。図2にこのガンマ線バーストの詳細を示す。このガンマ線バーストは衛星の裏面から入射したために、比例計数管領域では観測されなかった。注目されるのは速い変動の始まる前にフラックスが徐々に上昇していることである。

表面の深いところで最初のエネルギーの開放が行なわれる様なメカニズムにより向いている。しかしそれだけでは何故 X 線バーストにならずガンマ線になるのかを説明したことになる。

図2に示した1例は今までに観測されたガンマ線バーストの内でも特異な形をしているものであり、現象の本質を含んでいると思われる。このガンマ線バーストは図2と図15に示すようにいくつかの山と谷で構成されており、いわゆるマルチピークバーストの様に見える。しかし X 線バーストではこのようなマルチピークは観測されない[21]。注目されるのは最初のピークに先立ち約10秒間徐々に、速い変動も無くフラックスが増加することである。この時に PC のデータがあれば大変に面白いのだが、このガンマ線バーストは衛星を通して裏から入射したために X 線領域では吸収されて検出されていない。激しい変動に先立ち長い時間の前触れがあり、あるレベル(フラックス)を越えると変動が始まるように見える。それはこのバーストの最後にも言えることで、あるレベルより下がると変動が突然

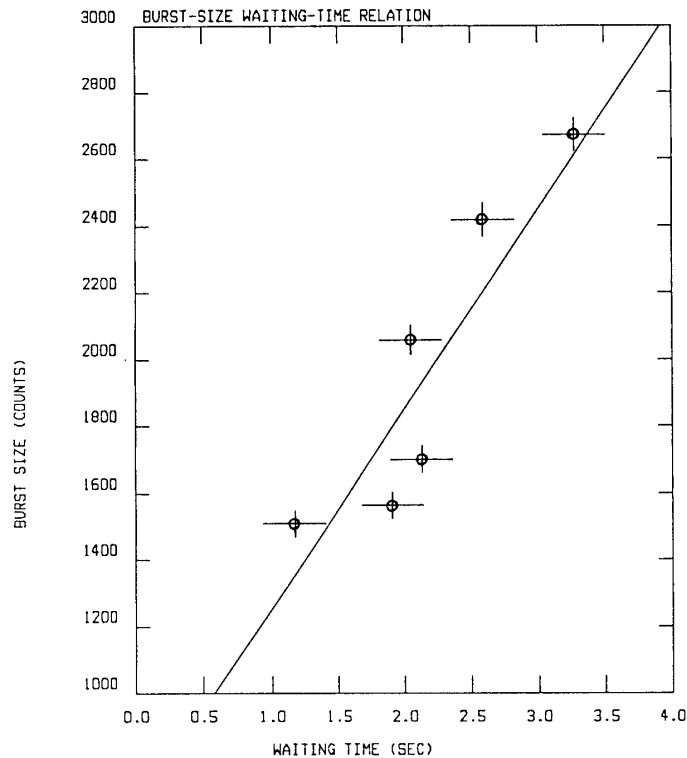


図16 図2, 図15で示したバーストの各ピークの間隔とバーストの待ち時間にゆるい関係が見られる。待ち時間が長いと、次のガンマ線バーストのサイズ(ピークに含まれるカウント)が大きい傾向が見える。溜があるのかもしれない。

に終るように見える。速い変動に先立ちエネルギーが蓄えられていたか、変動を発生させるためにはある程度以上のフラックスが必要と思われ、あるレベル以上でなんらかの不安定性があることを示唆している。また各ピークの間隔(バーストの始まりと次のバーストの始まりとの時間間隔)と、次に発生するピークに含まれるカウント(エネルギーを与える)との間にある程度の関係が認められる。各ピークの始まりを定義することは必ずしも簡単ではなく任意性があることは否定出来ないが、図16に示したように両者の相関係数は0.86と高く、このようなことが偶然に発生する確率は0.02と十分に小さい。これらの事実はガンマ線バーストの発生メカニズムの本質を示唆している可能性はあるが定量的にモデルを用いて解釈することは現在の所できていない。

5. 考察

「ぎんが」のこれらの観測はどのように位置づけられるかここで考察する。ガンマ線バーストの発見以来、その起源を巡っては様々な観測事実とモデルが提唱されてきた。観測事実は色々な種類のバーストがあることが際立ち、なかなか収束しない。「ぎんが」による観測結果は更にそのバラエティーを増しているように思えるが、その中で速い変動の存在

は図2のようにいずれの観測でも一致して認められている。エネルギー・スペクトルの構造はソ連グループはその存在を主張し、別のグループはそれを否定するような状況であったが[1]、「ぎんが」の観測では明かに吸収線と思われる構造を持ったバーストが見つかった。まずこれから議論を始めてみる。

ガンマ線バーストに見られたスペクトルの構造と類似の構造がガンマ線バーストには無く、X線源 Her X-1 に発見された時、2つのモデルが提案された[20]。

- 1) 強い磁場中のサイクロトロン過程とするモデル
- 2) 強い磁場中の鉄原子による吸収とするモデル

である。サイクロトロンレベルが出現するのは、強磁場中で運動する電子に量子効果があられて、もはやそのエネルギーを連続的に持つことが出来ず、離散的なエネルギーレベルを持つためである。エネルギーレベルは次の関係で与えられ、ランダウレベルと呼ばれている。

$$E_n = mc^2(1 + (P_{\parallel}/mc)^2 + 2nB/B_0)^{1/2}$$

ここで

$$B_c = (m^2 c^3 / eh) = 4.4 \cdot 10^{13} \text{ Gauss}$$

電子の運動エネルギーが非相対論的な近似では

$$E = 11.6 n B_{12} \text{ keV} \quad n = 1, 2, \dots$$

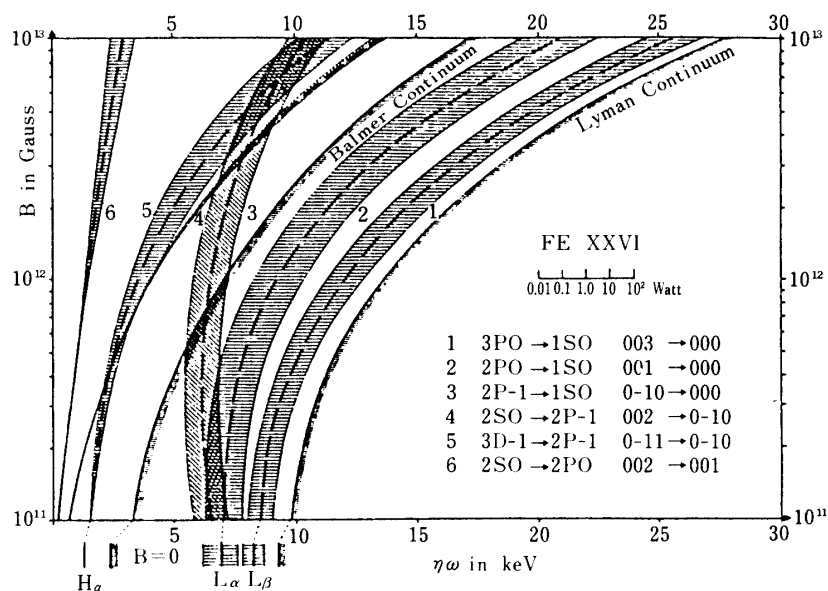


図17 強い磁場の中での鉄の原子のレベル(H α , L α 等)の変化を磁場の強さの関数として描いたものである。磁場が強くなるに従い、各レベルがシフトする[27]。

となる。特徴は基本波と n 倍波があり、それらが整数倍の関係を作る事である。このエネルギーと一致したところでは吸収の断面積が異常に大きくなり、スペクトルに構造を作る。これをガンマ線バーストの 20 keV の基本構造にあてはめると $1.7 \cdot 10^{12}$ ガウスの磁場に対応する [25]。

他方鉄原子の吸収とするモデルは、強い磁場の中では鉄原子が変形し、その原子の $H\alpha$ や $L\alpha$ のレベルが高くなると考えるものである。鉄を考えるのは鉄が比較的一般的な重元素であることと、観測エネルギーに近いレベルを比較的通常の磁場の強さから出すことが出来るからである。理論による磁場とエネルギーレベルの関係を図 17 に示すが [26]、計算にはかなりの不確定性がある。しかも $H\alpha$ や $L\alpha$ に倍波の様な関係はとくに見られない。重要な点は、鉄を吸収の材料とすると、モデルでは GB 880205 に見られる 20 keV を $K\alpha$ とするためには $4 \cdot 10^{13}$ ガウスの磁場が必要となることである。 10^{13-14} ガウスレベルの磁場が必要になることは電波パルサーの電波の放出率と回転の変化の早さから導かれる磁場がせいぜい 10^{13} ガウス以下である点と比較すると、このモデルでは困難が大きいことを示している [27]。

また磁場が $4 \cdot 10^{13}$ ガウスを越すと磁場中を走るガンマ線光子は磁場と相互作用して容易に電子と陽電子に変換して、1 MeV 以上の光子が源から出てくる事が出来ない [28]。現実には観測結果からガンマ線バーストのスペクトルは対生成が始まる 1 MeV 以上でも特に変化が無く、10 MeV 近くまで、殆んどバーストで延びていることが知られている [29]。したがって鉄モデルはほぼ排除されると考える。事実 Her X-1 を代表とする X 線源ではそのスペクトル構造を説明するのにこの鉄モデルは排除された。X 線パルサーのパルス波形を説明するためには強磁場中のサイクロトロン過程が必要であると結論されている [20]。

X 線での観測と異なり、「ぎんが」で観測されたガンマ線バーストでの大切な発見はサイクロトロン過程の基本波にとどまらず倍波の関係がきれいに観測されていることである。これは X 線星の観測では確立されていないことで、この倍波の関係を無難に解釈できるのはサイクロトロン過程を除いては難しい。計算から求められる磁場の強さはほぼ $(1-4) \cdot 10^{12}$ ガウスで、これは 1 MeV 以上のガンマ線が存在することや電波パルサーでの磁場の推定値とは矛盾しない。このことからガンマ線バーストの発生天体は強い磁場を持つ中性子星であると結論出来る。

ここで見られた吸収線の幅から中性子星の磁場をダイポール磁場とした時、いくつかの制限を導くことが出来る。もしガンマ線バーストがその連続成分のスペクトルに示す様に温度の高いものであるとすれば、(kT \sim 350 keV)、吸収線はドップラー効果で薄められ、検出は難しい。このようにはっきりした構造を示すためには吸収領域はかなり温度の低いところでなければならない。ドップラー効果は $\delta E/E = (2kT/mc^2)^{1/2} \cos \theta$ である。ここで θ は磁力線と観測方向のなす角度である。温度の上限を $\theta = 45^\circ$ の場合に求めてみると、約 10 keV 程度の低温領域となる。またこの吸収線の幅の広がりを磁場の強さの変化とし、中性子星のダイポール磁場の変化によるものだとすると、場所や高さに制限が出てくる。ダイポール磁場は $B \sim R^{-3}$ で変化するので、 $\delta E/E = -3\delta R/R$ から高さの制限は約 1 km と

なり、また広がりも磁極から 30° 程度となる [15, 30]。

長いソフトな X 線の放射が残ることはガンマ線バーストの起源に大きな手がかりを与える。フィッティングからは熱制動放射や熱サイクロトロン放射の可能性を否定できないが、熱制動放射の場合ではその低い放射率のために、源の大きさが異常に大きくなるか、距離を異常に近づけなければならない [31]。また熱サイクロトロン過程は光学的に薄いプラズマを要求すると同時に、逆に放射率が余りにも大きいため 100 秒の時間スケールを持つことが難しい。このように長い時間スケールは熱容量の大きなところ、比較的小さな光学的深さから出てくる黒体放射に起因すると考えるのが自然である。事実 X 線バーストではこのような長い時間スケールの黒体放射による冷却が見られており、これは光学的に深いところで発生した熱がバースト後に冷却していくものと説明されている [21]。類似性からガンマ線バーストのエネルギーの源として熱核反応を強く示唆するが、余りにも多くの困難がある。

熱核反応のように外部から新鮮な降着物質を供給されている場合ではガンマ線バースト時以外に、この供給に伴うなんらかのエネルギー開放が見られると考える。重力解放は熱核反応に比べて 100 倍も効率が良い。これに基づき、ガンマ線バースト時以外での定常成分の観測がおこなわれたのである。結果は我々を含めて上限しか得られず、今回も定常成分は確認出来ない。これはガンマ線バーストの休止期を見たか、外部からのエネルギーの供給は無いと考える (内因説) か、降着物質はあるが極めて小さいとするか、いずれかが考えられる。観測された上限値から現在でも降着は行われているとすれば、次の様に温度と距離の関係が求められ結果は図 18 に示した。

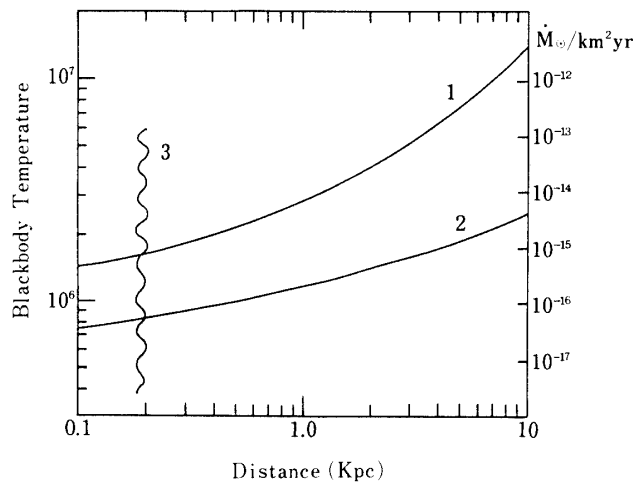


図 18 「はくちょう」で観測された GB 811016 [10] の源の条件、降着面積を

- 1: 極領域 半径 = 1 km の場合
- 2: 中性子星全面 半径 = 16 km の場合
- 3: 上限として Eddington limit を仮定した時、観測されたピークフラックスを与える距離の上限 ~ 0.1 Kpc.

中性子星の上に物質が降着することにより、表面の温度が上昇して X 線を放出する。中性子星の表面に降着する面積を A 、温度を T 、太陽系からの距離を D とすると、地球に到着する $S(E)$ 面積あたりの光子数は

$$(A \cdot T / 4\pi D^2) \int_{E_1}^{E_2} (2\pi\nu^2 d\nu) / (c^2(\exp(h\nu/kT) - 1))$$

である。 E_1 , E_2 として 1 keV と 10 keV をとり、観測された上限値 2 cts/sec をとると、与えられた A , D に対して T が求まる。降着物質の量を \dot{M} とすると

$$\sigma T^4 A = G \dot{M} / R$$

として、与えられた T に対して \dot{M} を求めることが出来る。ただしここで σ はステファンボルツマンの常数、 R , M は中性子星の半径および質量である。

降着範囲として極領域 ($A=3.2\text{km}^2$) と中性子星全面 ($R=16\text{km}$) のそれぞれの場合について $M=1.4M_\odot$ として計算した結果は図 18 に示してある。GB 811016 では最大のフラックスが $F_0=10^{-4} \text{ erg/cm}^2/\text{sec}$ であり、源での発生エネルギーの上限として Eddington limit $L_E=10^{38} \text{ erg/sec}$ をとると、太陽系からの距離 D の上限が

$$D = \sqrt{L_E / 4\pi F_0} \sim 0.1 \text{ kpc}$$

となる。

ガンマ線バーストの熱核反応モデルが成り立つためには物質の降着率に下限が存在している。これは降着率が低いと水素フラッシュが起きないためである。Hameury 等 [33] の計算によると、その限界は $10^{-15} M_\odot/\text{km}^2/\text{yr}$ 程度とされている。一方降着物質がたまって $10^{-13} M_\odot/\text{km}^2$ 程度になると、熱核反応がおこりバーストを発生する [33]。バーストは平均 10 年以上の間隔で起こるとされているので [1], 降着率は $10^{-14} M_\odot/\text{km}^2/\text{yr}$ 以下の筈である。図 18 を見るとこれらの条件に矛盾しないような領域が存在しているが、さらに精度をあげて観測の上限値を引き下げる事が出来れば上で述べたモデルの可否を検証する事が可能となると思われる。これらの結果は数年に 1 回程度、熱核反応でエネルギーを出していると考えた場合とは矛盾しない。しかし X 線バーストとの違いが説明できない。

最後にガンマ線バーストの源を強い磁場をもつ中性子星と考えた場合電波パルサーとの関係についてふれておきたい。ガンマ線バーストの源が若い中性子星である電波パルサーや X 線源に同定されないことから、ガンマ線バーストの源になる中性子星はこれらとは別の種類か年令の違う中性子星と考えるのが自然であろう。若い中性子星がその強い磁場と数秒より速い回転から電波パルサーとなることは良く知られている。またパルサーの磁場 B と周期 P とのパラメータ $(B/10^{12} \text{ gauss}) / (P/\text{sec})^2$ が 0.1 を切るパルサーが存在しないことが知られている [34]。観測されたガンマ線バーストの周期は確定的なものは 8 秒の 1 例があるが、他に統計的に有意と言えるものは少ない。[1]。このような観点から考えると中性子星でパルサーの death line をこえてなお 10^{12} gauss を越すようなものが、ガンマ線バーストの源となっている可能性が高い。その際主な回転に対するダンピングは降着物

質による制動が考えられる[17]. ガンマ線バーストの源が中性子星のこのような段階にあるかどうかは更に観測事実による検討が必要である.

現在ガンマ線バーストは図4に示したように 10^{-6} erg/cm²/sec の強さのもので年間約100回以上発生している. いまガンマ線バーストのピークフラックスを Eddington limit によるものと考えると 10^{-6} erg/cm²/sec のガンマ線バーストは約1 kpc 以内の距離となり, 必要な中性子星の密度として $10^{-(7-8)}$ 個/pc³/yr となる. 1個のガンマ線バースト源が短期間に何度も発生した例は SGR 1806-20 の一例を除いては無いことから[1], ここで平均発生間隔を10年程度にとると現在バースト源として活動している中性子星は $10^{-(6-7)}$ /pc³ となる. バースト源となるのは中性子星の一時期であるとするれば, この数は10-50年に1度とする超新星の誕生の率から計算される約 $10^{-(3-4)}$ /pc³ の桁の中性子星数と矛盾してはいない. 電波パルサーから求められる密度に大変に近いことが注目される.

6. ま と め

「ぎんが」の観測によりガンマ線バーストの源となる天体は強い磁場を持つ中性子星であることがほぼ確認できたと考えられる. ハーモニックな構造を伴ったサイクロトロン吸収と思われるスペクトル構造の確認がその根拠である. その他 X 線の長い時間にわたる輻射なども状況証拠として, それを支持している. しかしどのようにしてガンマ線バーストを作り出すのかは, いまだに分かっていない. 図2や図15はガンマ線バーストの発生メカニズムを示唆しているように思われるが, そのモデルを矛盾なく作る事は大変難しい. ガンマ線バーストの源を中性子星とすることは, 数々の問題を浮き彫りにする. 例えばガンマバースト源を強い磁場を持つ中性子星とした場合, 中性子星の生涯のどの段階でバースト源になるのか, またここでは触れなかったがエネルギー源が降着物質の時, どのようにしてまわりから確保されるのか等未解決な問題はまだまだ多い, 磁場が減衰するかどうか大きな問題であろう. 科学衛星「ぎんが」はまだしばらく活躍を続けるので, 更にいくつかの新しい知見がもたらされることを期待している.

謝 辞

この実験は多くの人の参加で実現いたしました. 小田 稔先生によるロスアラモス国立研究所との共同研究のすすめにより日本とアメリカとの協力で研究が始められました. 結果を見ずに卒業した大学院生の加藤正博君(現在高エネルギー研)には観測初期の段階迄, またロスアラモス国立研の K. M. Spencer 氏並びに立教大学の村上浩之氏には装置の設計製作の段階で御尽力いただきました. これらの方々への御努力に対し心から感謝いたします.

最後にこの論文の基礎となったデータは「ぎんが」チームの多くの人々の努力により受信され, 利用できるようになったものであり, チームの皆様のご協力に心から感謝いたします.

参 考 文 献

- [1] AIP conference proceedings, AIP # 141, ed. E. P. Liang and V. Petrosian, published by AIP, 1984.
- [2] T. L. Cline, AIP # 77, 17, published by AIP, 1981.
- [3] E. P. Mazets et al., *Astrophys and Space Science*, **80**, 3, 1981.
- [4] E. P. Mazets et al., *Nature*, **290**, 378, 1981.
- [5] E. P. Mazets, *Proc. 19 th Int. Cosmic Ray Conf.* **9**, 415, 1986.
- [6] B. E. Schaefer, *Nature*, **294**, 722, 1981.
- [7] E. P. Mazets et al., *Nature*, **290**, 378, 1981.
- [8] H. Pedersen et al., *Ap. J. (Letters)*, **270**, L 43, 1983.
- [9] J. Nishimura et al., *Ap. Space, Sci.*, 93, 87(1983).
- [10] M. Katoh, et al., AIP # 115, 390, ed. S. E. Woosley, published by AIP, 1984
J. Laros, et al., *Ap. J.*, **286**, 681, 1984.
- [11] T. Murakami et al., *Publ. Astron. Soc. Japan*, 1988 submitted.
- [12] R. Klebesadel, LANL, private communications.
- [13] E. Rieger, Max Planck, private communications.
- [14] I. D. Mitrofanov, IKI, Moscow, private communications.
- [15] T. Murakami et al., *Nature*, **335**, 235, 1988.
- [16] A. Yoshida et al., *Publ. Astron. Soc. Japan*, 1988, submitted.
- [17] J. Nishimura, 'Physics of the Neutron stars and black holes', 411, ed. Y. Tanaka, Universal Acad. Press, 1988.
- [18] T. Murakami, *Space Research*, Vol. 27, 1988, submitted.
- [19] T. Murakami, 'Physics of neutron stars and black holes', 405, ed. Y. Tanaka, Universal Acad. Press, 1988.
- [20] J. G. Kirk and J. Trumper 'Accretion driven neutron stars', 261, 1983. ed. Lewin and van den Heuvel, Cambridge Univ. Press.
- [21] P. C. Joss and S. A. Rappaport, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **22**, 537, 1984.
- [22] G. Pizzichini et al., *Ap. J.*, **301**, 641, 1986.
- [23] J. L. Atteia et al., *Ap. J. (letters)*, **320**, L 105, 1987.
- [24] M. J. L. Turner, et al., *Publ. Astron. Soc. Japan*, 1988, submitted.
- [25] M. H. Johnson and B. A. Lippmann, *Phys. Rev.*, **76**, 828, 1949.
- [26] H. Ruder et al., *Physical Rev. Letters*, **46**, 1700, 1981.
- [27] M. A. Ruderman and P. G. Sutherland, *Ap. J.* **196**, 51, 1976.
- [28] W. K. H. Schmidt, *Nature*, **271**, 525, 1978.
- [29] S. M. Matz et al., AIP # 115, 403, ed. S. E. Woosley, published by AIP, 1984.
- [30] E. E. Fenimore et al., *Ap. J. (letters)* **335**, L 71, 1988
- [31] E. E. Fenimore et al., AIP # 77, 201, published by AIP, 1981.
- [32] S. E. Woosley AIP # 115, 485, ed. S. E. Woosley, published by AIP, 1984.
- [33] J. M. Hameury et al., *Astrophys.*, **111**, 242, 1982.
- [34] N. Itoh, 'Physics of neutron stars and black holes', 487, ed. Y. Tanaka, Universal Acad. Press, 1988.