

RIMOTS による GRB041006 の可視光残光の早期観測

園田 絵里¹⁾・山内 誠²⁾・前野 将太¹⁾・山本 幹生¹⁾
 松尾 嘉比古³⁾・河合 誠之⁴⁾⁵⁾・小浜 光洋⁴⁾

The Earliest Optical Afterglow of GRB041006 Observed By RIMOTS

Eri SONODA, Makoto YAMAUCHI, Shouta MAENO, Mikio YAMAMOTO,
 Yoshihiko MATSUO, Nobuyuki KAWAI, Mitsuhiro KOHAMA

Abstract

GRB041006 was first detected by HETE-2 on 2004 Oct. 6 at 12:18:08 UT. We have observed its earliest optical afterglow from 12:19:18 UT to through the night. Our observation was performed by using the unfiltered CCD camera on the 30-cm telescope. We combined our converted R band data with those reported by GCN. Statistics don't allow us to say in detail but the light curve shows two slope changes. The power-law index α of the flux decay is $\alpha=0.62$ before about 0.0053 day after the burst, $\alpha=-0.45$ from 0.0053 day to 0.077 day after the burst, and $\alpha=-1$ after 0.077 day. These index changes can be explained by forward shock in synchrotron shock model. During the first flat period, optical emission is generated by cooling of all electrons, which are accelerated by forward shock. But the speed of the shell become slower, then the critical frequency becomes lower than the optical band. The light curve, therefore, got dark slowly. And finally, since the minimum frequency at which the slowest ones among the accelerated electrons emit is below the optical frequency, the electrons that can emit optical light decrease rapidly. So the afterglow darkened fast.

Key work:

Astrophysics, Gamma-Ray Burst, GRB041006, Optical Observation, Afterglow, Synchrotron shock

1. はじめに

γ 線バースト(Gamma-Ray Burst : GRB)は、1967年にアメリカの軍事衛星 Vela によって偶然発見された高エネルギー天体现象である。発見当時は突然宇宙のあ

る方向から大量の γ 線が放射されていることしかわかっておらず、その発生源が我々の銀河系内にあるのかどうかも不明だった。その後1991年4月5日にアメリカがGRB観測専用に取り上げたCGRO(Compton Gamma-Ray Observatory)衛星によって、GRBの発生源の分布が我々の銀河面だけではないことがわかり¹⁾、その5年後の1996年4月30日にイタリアとオランダが共同で取り上げたX線観測衛星BeppoSAXがGRBを観測したところ、GRBは短時間の内に γ 線及びX線を放射した後にX線の残光を伴うことを発見した²⁾。このGRBのX線残光の発見以来、多くの観測者が地

-
- 1) 物質工学専攻大学院生
 - 2) 材料物理工学科助教授
 - 3) 材料物理工学科学部生
 - 4) 理化学研究所
 - 5) 東京工業大学

上観測装置や衛星を使用して GRB 残光の観測を行っている。その結果、残光は電波から X 線に渡って放射されていること、GRB のホスト銀河と考えられる銀河の可視分光観測の結果から発生源までの距離は大体数十億～百億光年近くまで分布していること³⁾、および残光の光度曲線が GRB 発生からの経過日数を t とすると、 $\alpha \sim -1$ とするべき関数 I^α でよく近似できることなどがわかっている⁴⁾。

これまでの可視光残光の観測は殆どバースト発生約 2 時間後以降に行われており、これらを説明できる残光発生モデルとしてシンクロトロンショックモデル⁵⁾が有力説として考えられている。しかし、2002 年 10 月 4 日に発生した GRB では可視光残光の早期における光度変化にそれまでにない非常にゆるやかな減光の様子がみられる⁶⁾など、従来の GRB の残光発生モデルのままでは説明ができない観測例もある。GRB 残光発生メカニズムを考える上でも残光早期の観測は非常に有益であるが、地上から残光を観測する場合、GRB が発見された後に望遠鏡を向けて観測を開始するため、残光早期の観測に成功している例⁶⁻⁸⁾は少ない。

我々は 2004 年 10 月 6 日に発生した GRB(GRB041006)の可視光残光をバースト発生後の 1 分 10 秒後から観測した。本論文では得られた光度曲線から残光の発生メカニズムについて検討する。

2. 観測システム

2.1. HETE-2

図 1 は HETE-2(High Energy Transient Explorer-2)の概観である。HETE-2 はアメリカの MIT(Massachusetts Institute of Technology)宇宙センター、ロスアラモス国立研究所、日本の理化学研究所宇宙放射線研究室、フランスの宇宙線研究センターなどの協力により開発され、2000 年 10 月 9 日 5:38:18(UT:世界時間)にマーシャル諸島のクウェジェリン環礁南方沖からペガサスロケットによって打ち上げられた GRB 観測専用衛星である。

HETE-2 は γ 線検出器として FREGATE(FRENch Gamma Telescope), X 線領域の観測及び GRB の位置決定に WXM(Wide-field X-ray Monitor)と SXC(Soft X-ray Camera)の 3 種類の検出器を搭載している。それぞれの観測エネルギー領域は FREGATE が 6~400keV,

WXM が 2~25keV, SXC が 2~14keV である。GRB の位置決定は主に WXM と SXC が担っており、機上計算での誤差範囲は WXM がおよそ 30 分角, SXC が数秒角であるが地上解析により WXM の誤差範囲は大体 10 分角程度まで小さくできる。HETE-2 はこれらの検出器でバーストを感知すると、即座に地上局へその位置情報を配信する。地上局へ送られたデータは一度 MIT へ集められた後、GCN(Gamma-ray-burst Coordinates Network)を通して世界中へ転送される。

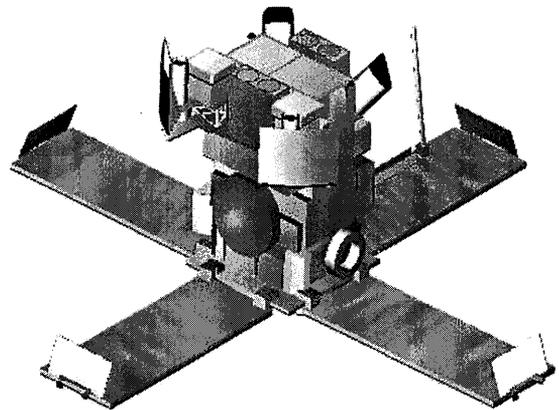


図 1 HETE-2 衛星

2.2. RIMOTS

RIMOTS(Riken-Miyazaki Optical Transient Seeker)は 2001 年 3 月に理化学研究所と宮崎大学が共同で宮崎大学工学部屋上に設置した GRB 可視光残光専用の観測システムである。望遠鏡は天体観測が可能な時間帯に常時反太陽方向を向いて自動観測を行っており、GCN を通して HETE-2 が検出した GRB の位置情報を受け取ると即座に GRB の方向へ望遠鏡を向けて GRB 可視光残光の観測を行う。

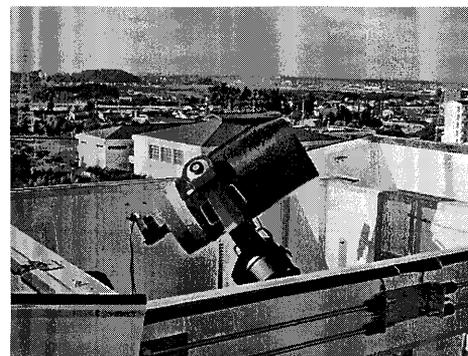


図 2 望遠鏡と CCD カメラ

図2はRIMOTSで使用している望遠鏡とCCDカメラの写真である。望遠鏡はMeade社のLX200で口径300mmシュミットカセグレン式望遠鏡を使用しており、 $f/3.3$ のレデューサーを取り付けて焦点距離を約1000mmにしている。赤道儀の移動速度は最大8度/秒である。CCDカメラはSBIG社のST-9Eであり、CCDチップとして画素数が 512×512 ピクセルで有効受光面積が 10.2×10.2 mmのKodak社製KAF-0261Eを用いている。このCCDカメラを望遠鏡に取り付けて撮影した画像の画角は 43×43 分角であり、2.1で述べたWXMの誤差範囲をカバーしている。

3. 観測

GRB041006は2004年10月6日の12:18:08(UT)にHETE-2のWXMによって検出され、12:18:50(UT)にその情報が配信された⁹⁾。その後もGCNを通して残光の位置座標¹⁰⁾や残光と一緒に周囲の天体の写っている画像¹¹⁾が報告された。RIMOTSではバースト発生約1分10秒後の12:19:18(UT)から残光観測を開始し、明け方までGRB041006可視光残光の観測を続けた。表1に観測の流れを示す。観測はノンフィルターCCDカメラを使用して30秒露出で繰り返し撮影した。図3にRIMOTSで取得したGRB041006方向の画像を示す。この画像は白黒反転させており、黒く広がりを持っているものがそれぞれ星像で、丸い円で囲まれているものがGRB可視光残光と思われる星像である。

ダーク画像撮影	09:28:57	UT
反太陽方向を観測	09:48:18	UT
HETE-2がバーストを発見	12:18:08	UT
RIMOTSがバーストの位置情報を受信	12:18:50	UT
RIMOTSが残光の観測を開始	12:19:18	UT
RIMOTSでの残光観測終了	20:20:27	UT
ダーク画像撮影	20:21:21	UT
観測終了	20:48:58	UT

表1 2004年10月6日のRIMOTSによる観測の流れ。

4. 解析と結果

4.1. 残光位置測定

残光の位置座標(赤道座標)の導出にはPIXYシステム(Practical Image eXamination and Inner-objects Identification system)¹²⁾を使用した。PIXYシステムでは

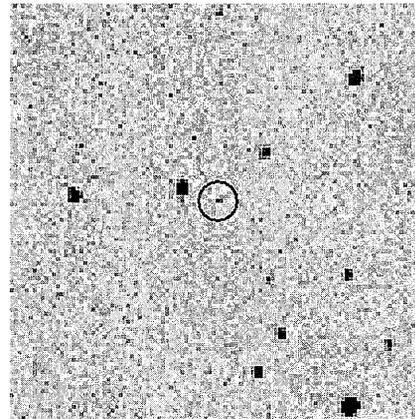


図3 RIMOTSで取得したGRB041006方向の画像

天体画像に写っている全ての星像を検出し、USNO-A2.0 (United States Naval Observatory)などの星表カタログと比較することで天体画像に写っている星像それぞれの位置座標や明るさの測定を行う。位置座標の測定誤差は大体2秒角程度、等級誤差は大体0.2等級程度であるが等級誤差は画像のムラや観測状況により変わる。またPIXYシステムは、カタログに記載されていない星像を新天体候補として検出する機能も持つ。我々は観測により得られた画像についてPIXYシステムを用いて解析し、WXMの誤差範囲内に写っている新天体候補の位置座標とGCNで報告されたGRB041006残光の位置座標がPIXYシステムの誤差範囲内で一致するものを可視光残光星像として同定した。PIXYシステムで解析した結果、残光の位置座標は赤経00時54分50.14秒 \pm 1.64秒、赤緯+01度14分05.8秒 \pm 1.23秒である。

4.2. 測光結果

RIMOTSでの観測はノンフィルターによるCCD観測のため、公開されているR等級での測光結果との比較ができない。R等級とは、可視光の波長領域の中で赤い波長域($\sim 6600 \text{ \AA}$)で測光した星の等級である。従って取得した画像を測光して機械等級を求めた後、R等級に変換して他の観測所のデータと比較できるようにする必要がある。ノンフィルターでの機械等級からR等級への変換は次式の通りである¹³⁾。

$$R \text{ 等級} = (\text{機械等級}) + a + b \times (\text{残光の V-I 等級})$$

ここで a は星のスペクトルとCCDカメラの感度特性により決まるパラメーターで次式の様に表される。

$$a = \{(R \text{ 等級}) - (\text{機械等級})\} - b \times (V - I)$$

従って a の値は既にR等級及びV-I等級のわかって

いる星を使って求めるが、この値は観測状況により多少変化するため、取得した画像毎に決める必要がある。今回の解析では GCN で公開された星表カタログ¹⁴⁾に記載されている星の中から、残光と同一画像に写っている星像を複数選び出し、それぞれの星毎に a を算出して平均したものを使用している。 b は観測に使用する CCD チップの特性によるパラメーターであるが、我々の使用している CCD について、この値は Henden 氏の研究により¹³⁾ $b = -0.154$ であることがわかっている。

GRB041006 の観測では V-I 等級は報告されていない。そのため GCN に報告されている V 等級及び I 等級の観測結果¹⁵⁻¹⁷⁾から V-I 等級を求めたところ、 0.675 ± 0.455 となった。すると $b \times (V-I)$ の値は RIMOTS の各データの誤差であるおよそ 0.3 等級に比べ十分小さくなるため、今回は $b \times (V-I)$ の値を 0 とした。

図 4 は RIMOTS の観測結果を R 等級変換したデータを●で、GCN で公表された観測結果^{15,18-34)}を■で一緒にプロットした GRB041006 可視光残光光度曲線を示している。縦軸と横軸はそれぞれ、R 等級とバーストからの経過日数である。

この光度曲線には 3 つの成分がみられる。1 つはバースト発生後約 0.0053 日までのフラットな成分で、各データの誤差は大きい、最小自乗法により算出したこの成分の傾きは $\alpha = 0.62$ である。

2 つ目はバースト発生後約 0.0053 日から 0.077 日までにみられる緩やかな減光であり、この間の傾きは $\alpha = -0.45$ である。

3 つ目はバースト発生後約 0.077 日以降の GCN から報告されたデータにみられる急激な減光である。GCN のデータには誤差の表記されていないものも含まれているが、この成分の減光の傾きはおよそ $\alpha = -1$ である。

5. 考察

これまでの観測結果をよく説明できる GRB 残光発生メカニズムのモデルの 1 つとしてシンクロトロンショックモデルが考えられている。このモデルでは GRB 発生時にジェット状に噴出した亜光速のプラズマシェルと星間物質中のガスが衝突することにより、シンクロトロン放射で発生した電磁波が残光として観測されると考えられている。この発生メカニズムを元

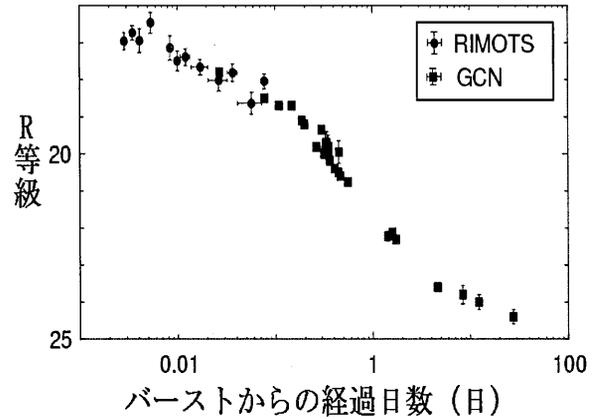


図 4 GRB041006 の R 等級光度曲線

に、1998 年および 1999 年に Sari 氏らにより理論的に残光早期の光度曲線の形が考えられており³⁵⁻³⁶⁾、残光の発生源としてフォワードショックとリバースショックの 2 つが考えられている。

5.1 フォワードショック

フォワードショックとは、シェルと星間物質が衝突する時に衝突面を基準面として星間物質中をシェルの進行方向に向かって進んでいく衝撃波のことをいい、フォワードショックが星間物質を通過すると星間物質中の電子が磁場に巻きつくようにして加速される。加速された電子の速度は亜光速にまで達しているが、電子は衝突によって得た運動エネルギーをシンクロトロン放射により徐々に失い、速度を落としていくと Sari 氏らは考えている。この電子が減速する過程で、電子はシェルの速度で決まる臨界速度までしか減速しない。残光早期においてはフォワードショックが星間物質を通過し始めたころでありフォワードショックの速度が速いため、加速される電子の最小速度は常に臨界速度より大きいと考えられる。従って、臨界速度で運動する電子がシンクロトロン放射する時の振動数を ν_c 、加速された電子の内最小速度の電子がシンクロトロン放射する時の振動数を ν_{min} とすると、次式の関係になる。

$$\nu_c < \nu_{min}$$

シェルおよびフォワードショックは徐々に減速するため ν_c 、 ν_{min} も時間と共に次式のように変化する⁹⁾。

$$\nu_c \propto t^{-1/2}$$

$$\nu_{min} \propto t^{-3/2}$$

すると ν_{min} の方が早く小さくなっていくため、時間がたつと $\nu_c = \nu_{min}$ となる。この時シンクロトロン放射さ

れる電磁波の振動数を $\nu_0 (= \nu_c = \nu_m)$ とすると、観測している電磁波の振動数 ν がこの ν_0 より大きい小さいかで2通りの光度曲線が予想される。図5はSari氏らの予想した残光早期の光度曲線であり、縦軸は電磁波の強度、横軸はバースト発生からの経過日数をlogスケールで表示している。また、図5中の指数 p は電子のエネルギー分布の指数であり、標準的な値は2.5である³⁷⁾。

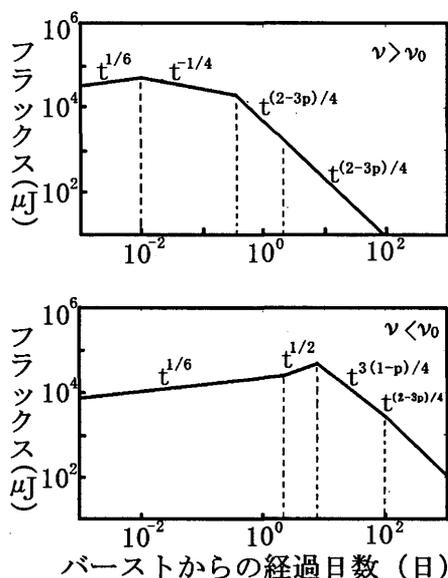


図5 Sari氏らによって予測された残光の光度曲線。

図4の光度曲線と図5を比較すると、GRB041006可視光残光の光度曲線は $\nu > \nu_0$ の形と似ている。従ってGRB041006の可視光残光光度曲線はフォワードショックによる残光発生メカニズムのモデルから次の様に説明できる。

初めにフォワードショックが星間物質中を通過し始めた時、電子は十分加速されるため、

$$\gamma_{opt} < \gamma_c < \gamma_{min} < \gamma_{max}$$

の関係が成り立つ。ここで、 γ_{min} は加速された電子の中の最小ローレンツ因子、 γ_{max} は最大ローレンツ因子で、 γ_c は臨界速度に対応するローレンツ因子である。また、 γ_{opt} は可視光領域の振動数でシンクロトロン放射するような電子のローレンツ因子を表す。この時ショックにより加速された電子は全て γ_c まで減速することが可能であり、電子の磁場に対する運動方向はランダムであるため可視光領域の電磁波も放射される。そのため、 $\gamma_{opt} < \gamma_c$ となっている間は可視光残光は減光しない。しかしシェルは時間と共に減速する

ため、臨界ローレンツ因子が小さくなり

$$\gamma_{opt} = \gamma_c < \gamma_{min} < \gamma_{max}$$

となると、可視光残光は最も明るく観測されることが予想され、今回の観測結果ではバースト発生後約0.0053日にこの変化がみられたと考えられる。その後シェルが進むとローレンツ因子の関係は

$$\gamma_c < \gamma_{opt} < \gamma_{min} < \gamma_{max}$$

となる。この時 γ_{opt} 以下に減速した電子はもはや可視光を放射しなくなるため緩やかに減光し、これによる減光は

$$\gamma_c < \gamma_{opt} = \gamma_{min} < \gamma_{max}$$

となるまで続く。GRB041006では、バースト発生後約0.077日後まで見られた緩やかな減光がこれに対応すると考えられる。更にこの後シェルおよびショックが減速すると、

$$\gamma_c < \gamma_{min} < \gamma_{opt} < \gamma_{max}$$

となる。この場合、 $\gamma_{min} < \gamma_{opt}$ の間に分布する電子は可視光を放射せず、しかも電子の速度分布は低い速度を持つものが多いため急激に減光すると予想されており、我々の観測結果ではバースト発生後0.077日以降にこの減光が始まったと考えられる。

6.2. リバースショック

もう1つの残光の発生源であるリバースショックは、フォワードショックとは逆にシェルと星間物質の衝突面を基準として、シェルの内側へ向かう衝撃波のことである。シェルは薄いためリバースショックは短時間でシェル中を通過する。従ってリバースショックによって加速を受けた電子のシンクロトロン放射による増光は一度だけであるため、リバースショックによる残光発生メカニズムから考えられる光度曲線として、早期の減光指数 α は-1以上になると予想されている³⁸⁾。例えば、2002年12月11日に発生したGRBの可視光残光光度曲線では図6に示すように後半の減光がベキ指数 $\alpha = -0.82 \pm 0.11$ であるのに対し、バースト発生後約0.004日までは $\alpha = -1.82 \pm 0.02$ で減光している³⁹⁾。

しかし今回の観測結果にはリバースショックで説明できる成分はみられない。この原因として1つは、GRB021211の観測結果では $t=0.004$ (日) に減光の変化が現れているが、バースト発生時の状況によりこの t の値は変わるため、我々が観測した時には既にリバースショックによる減光が終わっていたことが考え

られる。

もう1つ考えられるのは、リバースショックによりシンクロトロン放射された電磁波が、フォワードショックにより亜光速まで加速された電子により逆コンプトン散乱を受けて、より高エネルギーの電磁波となってしまう、可視光では観測されないというものである³⁶⁾。

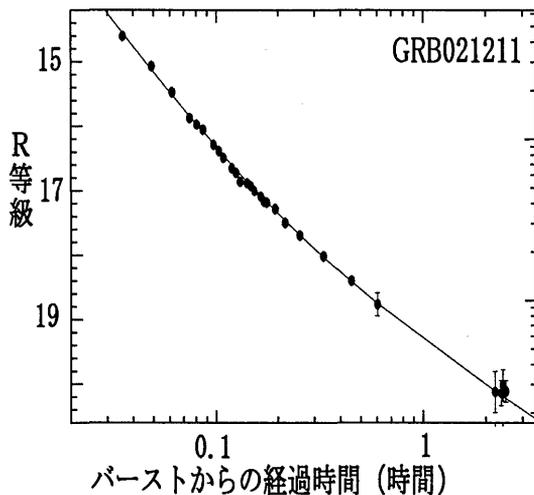


図6 GRB021211 可視光残光光度曲線

7. まとめ

RIMOTS を用いて、バースト発生から約1分10秒後に GRB041006 の可視光残光の観測に成功し、これまで観測例の少なかった早期の光度曲線を得ることができた。

この観測結果に現れた3つの光度変化はフォワードショックによる残光発生モデルにおいて、 γ_c 及び γ_{min} と、 γ_{opt} との関係によって説明でき、リバースショックによる成分は見られなかった。

GRB041006 では残光早期の観測に成功したが RIMOTS だけであったので同じ時間帯における他波長の観測結果との比較はできなかった。しかし 2004 年 11 月 20 日に打ち上げられ、現在運用中の Swift 衛星は GRB 観測専用の衛星であり、可視光望遠鏡も搭載しているため GRB 発生直後の観測例が多くなることが期待されている。今後は HETE-2 だけでなく Swift 衛星とも連携して残光の早期観測を行うことで残光の発生メカニズムが更に解明されていくものと思われる。

参考文献

- 1) Paciesas, W. et al., 1999, ApJS, 122, 465
- 2) Costa, E. et al., 1997, Nature, 387, 783
- 3) Lamb, D. Q. et al., 1999, A&A, 138, 479
- 4) Galama, T. J. et al., 2000, ApJ, 536, 185
- 5) Tavani, M., 1996, ApJ, 466, 768
- 6) Fox, D. W. et al., 2003, Nature, 422, 284
- 7) Sato, R. et al., 2003, ApJ, 599, L9
- 8) Weidong, L. et al., 2003, ApJ, 586, L9
- 9) Galassi, M. et al., 2004, GCN Circ. 2770
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2770.gcn3>)
- 10) da Costa, G. S. et al., 2004, GCN Circ. 2765
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2765.gcn3>)
- 11) Price, P. A., et al., 2004, GCN Circ. 2766
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2766.gcn3>)
- 12) 吉田誠一, 1998, 早稲田大学修士論文, 「多様な天体画像から自動的に星の位置・光度を測定し、要注意天体を選別するシステムの開発」
- 13) Henden, A., 2000, JAAVSO, 29, 35
- 14) Henden, A., 2004, GCN Circ. 2801
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2801.gcn3>)
- 15) Shaw, S. et al., 2004, GCN Circ. 2799
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2799.gcn3>)
- 16) Williams, G. et al., 2004, GCN Circ. 2830
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2830.gcn3>)
- 17) Ferrero, P. et al., 2004, GCN Circ. 2777
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2777.gcn3>)
- 18) Ayani, K. et al., 2004, GCN Circ. 2779
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2779.gcn3>)
- 19) Balman, S. et al., 2004, GCN Circ. 2821
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2801.gcn3>)
- 20) Bikmaev, I. et al., 2004, GCN Circ. 2826
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2826.gcn3>)
- 21) Covino, S. et al., 2004, GCN Circ. 2803
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2803.gcn3>)
- 22) D'Avanzo, P. et al., 2004, GCN Circ. 2788
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2788.gcn3>)
- 23) Fugazza, D. et al., 2004, GCN Circ. 2782
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2782.gcn3>)
- 24) Fukushi, H. et al., 2004, GCN Circ. 2767
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2767.gcn3>)

-
- 25) Fynbo, J.P.U. et al., 2004, GCN Circ. 2802
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2802.gcn3>)
- 26) Garg, A. et al., 2004, GCN Circ. 2829
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2829.gcn3>)
- 27) Garnavich, P. et al., 2004, GCN Circ. 2792
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2792.gcn3>)
- 28) Greco, G. et al., 2004, GCN Circ. 2804
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2804.gcn3>)
- 29) Kahharov, B. et al., 2004, GCN Circ. 2775
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2775.gcn3>)
- 30) Kinoshita, D. et al., 2004, GCN Circ. 2785
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2785.gcn3>)
- 31) Kinugasa, K. et al., 2004, GCN Circ. 2832
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2832.gcn3>)
- 32) Misra, K. et al., 2004, GCN Circ. 2794
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2794.gcn3>)
- 33) Misra, K. et al., 2004, GCN Circ. 2795
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2795.gcn3>)
- 34) Monfardini, A. et al., 2004, GCN Circ. 2790
(<http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn3/2790.gcn3>)
- 35) Sari, R. et al., 1998, ApJ, 497, L17
- 36) Sari, R. et al., 1999, ApJ, 520, 641
- 37) Sari, R. et al., 1996, ApJ, 473, 204
- 38) Wei, D.M. 2003, A&A, 402, L9
- 39) Weidong, L. et al., 2003, ApJ, 586, L9