

重力波の電磁波対応天体をめぐって

仏坂 健太

〈プリンストン大学宇宙科学科 4 Ivy Ln, Princeton, NJ 08544, USA〉

e-mail: kentah@astro.princeton.edu



重力波の電磁波対応天体の研究が中性子星合体GW170817の発見によって本格的に始まった。電磁波対応天体の研究はR過程元素の起源、ガンマ線バースト、ハッブル定数の推定といった現代宇宙物理学の大きな問題に直結していて、多くの研究者を巻き込んで発展している最中である。本稿では、電磁波対応天体の研究の歴史とGW170817によってもたらされた科学的な成果について私自身の経験に基づいて解説したい。

1. はじめに

“We have a detection at S band!!”という短いメッセージを受け取ったのは2017年9月4日のことだった。興奮すると同時に私はほっと胸を撫でおろした。この2週間前、8月17日、アメリカの重力波干渉計LIGOが中性子星合体(GW170817)からの重力波を初めて捉え¹⁾、続いてガンマ線バースト(GRB)、可視赤外ではマクロノバ、X線残光が検出され、そして合体から12日が経ってVery Large Array (VLA) が電波残光をようやく検出したのであった。重力波検出からわずか1ヶ月の間にさまざまな波長で怒涛の天文観測が行われ、900以上の研究機関から3,000人以上の研究者がこのイベントに関わった²⁾。LIGOがこの発見を公式に発表した解禁日には80本以上の関係論文がarXiv(理数系論文のプレプリントサーバー)に投稿された。その後1年以上、残光観測は続けられた。こうしてマルチメッセンジャー天文学が大いに盛り上がり、私自身もこの“お祭り状態”をととても楽しんだ。しかし、もちろん実際はグループ間の競争は極めて激しく、その中で躍進した方も辛酸をなめた方もおられると思う。発見から2年が経った現在、“次のイベントはもう少し待って欲しい”と感じ

ている当事者も少なくないのではないかと思う。

本稿では、GW170817とその電磁波対応天体の発見に至るまでの歴史的な流れから始めて、私自身が行ってきた研究について触れ、このイベントによってもたらされた科学的成果について解説したい。内容は一理論家の視点から書かれたものであることを最初に断っておく。このイベントの観測を実際に行った方々の経験については、文献³⁻⁵⁾を読んでいただきたい。

2. 電磁波対応天体の歴史を振り返る

連星合体の電磁波対応天体の研究が本格的に始まったのはAdvanced LIGOが重力波を発見した2015年頃である。しかし、GW170817の成功はもちろん容易なものではなく、それまで積み上げられてきた研究の賜物である。ここでは昔に遡って、先人達がどういう経路をたどって来たかを少し振り返ってみたい。

私を知る限り、このテーマを主旨として扱った初めての論文は、1989年に出版された“中性子星合体はGRBを形成する”という仮説を唱えたものである⁶⁾。当時は、BATSE(コンプトンガンマ線衛星に搭載されたガンマ線バースト検出器)がGRB宇宙論的起源の傍証を示す以前であり*1、

この論文が脚光を浴びるにはしばらく時間がかかった。著者の一人である Tsvi Piran 氏は、“当時、連星中性子星からの重力波が注目を集めていた。合体時に重力波とニュートリノに大量のエネルギーが放出されるがこれらの検出は非常に難しい。しかし、このエネルギーのうち少しでも電磁波を作れば発見するのは比較的容易だと考えた”と語っている。1990年代中頃には、BATSEが検出した GRB の継続時間分布から短い GRB (<2 s) と長い GRB (>2 s) という二つのクラスの GRB が存在することがわかってきた⁷⁾。さらに1997年に、BeppoSAX 衛星が GRB の X 線残光を捉え、GRB が宇宙論的な天体であることが確立された⁸⁾。この頃から、GRB のフォローアップ観測のためのシステム（いわゆる Gamma-ray Coordination Network）が整備されていたことも、その後の発展に大きな影響を与えている。

対応天体の研究でもう一つ注目しておきたいのは、1998年に Li と Paczynski が行なった中性子星合体の可視光対応天体の研究である⁹⁾。これは後にマクロノバまたはキロノバと呼ばれ、電磁波対応天体の最も重要なテーマの一つになる。残念ながら、この論文も当時ほとんど注目されなかった。彼らの光度曲線には2桁以上も不定性があったことや、1998年といえば初めて GRB の後に超新星爆発が確認された年で、その盛り上がりに乗ってしまったというのが要因かもしれない。

数値相対論にもこの頃に進展があった。柴田大氏と中村卓史氏が1995年にアインシュタイン方程式を安定にシミュレーションする方法を確立し¹⁰⁾、2000年には柴田大氏が連星中性子星合体シミュレーションを初めて成功させている¹¹⁾。

2000年代に入って重力波実験と中性子星合体に関する高エネルギー宇宙物理学はそれぞれ独立に発展を続ける。重力波実験では日本で TAMA 300 が

稼働していたし、アメリカでは LIGO が完成し、重力波干渉計の技術は着実に向上していた。理論的にも数値相対論の発展が目覚ましく、2005年には初めて連星ブラックホール合体のシミュレーションに成功し¹²⁾、シミュレーションによる重力波波形を用いたテンプレートを使った重力波解析が整備されていた。

高エネルギー宇宙物理学でも2005年にブレークスルーが起こった。Swift 衛星によって楕円銀河で起こった短い GRB 050509B が発見された¹³⁾。これとほぼ同時期に、HETE II 衛星が検出した GRB 050709 では初めて短い GRB の可視光残光が発見され、“超新星がない”ことが確認された¹⁴⁾。これらの観測によって短い GRB と長い GRB は本質的に異なる天体現象であり、中性子星合体が短い方の起源であるというシナリオが確立し始める。この頃にも可視光対応天体の研究が細々と行われていた。特に Shri Kulkarni 氏が理論的にも観測的にも重要な研究を行なった。彼は自由中性子の崩壊による加熱率を使って光度曲線を計算し¹⁵⁾、初めてこの天体を“マクロノバ”と命名した。観測的には、近傍で起った弱い GRB 060505¹⁶⁾ や母銀河が見つからない GRB 080503¹⁷⁾ の可視光観測の解釈にマクロノバが議論されたが、どちらも強い結論には至らなかった。

対応天体が広く注目され始めたのは2010年代に入ってからである。その口火を切ったのが Metzger らによる論文¹⁸⁾で、R過程元素^{*2}の崩壊による加熱率を使ってマクロノバの光度曲線を計算した。その光度は新星のおよそ千倍であったことから、“キロノバ”という呼び名がこの頃からに登場する（歴史に敬意を払って本稿ではマクロノバを用いる）。2011年には電波対応天体が Nakar と Piran によって議論された¹⁹⁾。それを受けて、Metzger と Berger によって “What is the most promising

*1 ここで言う GRB の宇宙論的起源の傍証とは、GRB が等方的に分布していること、弱い GRB の数分布が少なくなっていることである。後者は宇宙膨張による効果で自然に説明される。これらは1990年代初頭に BATSE によって示された。

*2 R過程とは、“Rapid neutron capture process”の略語で、中性子過剰な原子核を生成する過程の1つである。

electromagnetic counterpart of a neutron star binary merger?”と題した論文が出版され²⁰⁾、突発天体に関係する研究者たちがこのテーマを活発に議論し始めたのである。

2013年には原子遷移によるR過程元素の吸収が計算に取り入れられ^{21,22)}、重元素を多く含むマクロノバは近赤外で明るいと予想された。その直後に起こった短いGRB 130603Bに伴って近赤外の増光が確認され²³⁾、マクロノバが有望な電磁波対応天体として認知され始めた。そして実際に重力波に伴うマクロノバをどう見つけるか?と研究者たちは具体的な観測戦略を考え始めていた。

3. 本当に光るのか? 中性子星合体の質量放出と重元素の起源

GW170817の電磁波対応天体について解説する前に、それ以前に私自身が行なった研究について少し紹介したい。

3.1 連星合体の質量放出

私は京都大学で柴田大氏のもとで2010年から数値相対論を学んでいた。修士論文では、中性子星合体の状態方程式依存性を調べるという堅実なテーマを与えてもらい、これをまとめた論文は比較的にスムーズに出すことができた。しかし、その後がまずい。やることがなかったのである。当時、柴田研の層は厚く、関口雄一郎氏、木内建太氏、久徳浩太郎氏、大川博忠氏がおられ、手厚い指導が受けられる反面、めばしい研究テーマが残っていないという問題があった。最初の論文を出してから一年以上これといったテーマがない状態が続いていた。そんな中、私の研究室の先輩である檜山和巳氏が行った電磁波対応天体に関するコロキウムを聞いて、私もこのテーマに興味を持ち始めた。

連星合体からの質量放出をやろう、となったのは2012年春のことである。ある国際会議で柴田大氏がEhud Nakar氏とTsvi Piran氏と議論したことがきっかけで、彼らは数値相対論で合体のエジェクタを調べるのは非常に重要だと言うのであ

る。というのも、電波対応天体の明るさは速度に非常に敏感に依存するので、速度を正確に知りたいが、当時行われていたニュートン重力のシミュレーションの結果は当てにならないというのである。私自身、一般相対論を取り入れると本当に質量放出が起こるのか疑問だったし、マクロノバにも興味を持っていたので質量放出を詳しく調べることはとてもいいテーマだと思った。シミュレーションを行ってみると典型的には太陽質量の1%ほどの物質が光速の20%から30%で飛び出ることがわかり、最も速い成分は光速の80%に達することがわかった²⁴⁾。もちろん定量的には中性子星の状態方程式と連星質量によって結果は変わり、合体後直ちにブラックホールが形成されるとほとんど質量放出が起こらない場合もあった。

この結果を得てから、実際にマクロノバはどう見えるべきか?という研究を田中雅臣氏が主導で行うことになった²¹⁾。特に先行研究では加熱率にはR過程元素を使うが、光の吸収は鉄を代表させて計算されていて、この仮定に大きな疑問があった。そこでR過程元素の吸収係数を使ってマクロノバ光度曲線を計算しようというわけである。具体的には、公開されているR過程元素の吸収係数を集めて輻射輸送シミュレーションに取り入れるというもので、この計算からR過程元素で構成される物質は鉄の場合に比べて光学的に厚くなることがわかった、つまり光度曲線がピークを迎えるまでに時間がかかり、最大光度はより暗く、近赤外で長く光ることになる。これはランタノイド(原子番号57から71)が可視赤外に遷移線を大量に持っていることに起因する。KasenとBarnesによって同じテーマの研究が同時期に行われていて²²⁾、お互いの結果を支持し合うものであった。

3.2 電波対応天体

2014年に私は博士過程を修了してヘブライ大学のTsvi Piran氏のもとにポスドクとして着任した。数値相対論による質量放出の研究のきっかけになった電波対応天体の研究を進めることが目的

の一つである。シミュレーションの結果から電波信号を計算するのは比較的簡単な作業だったが、ここで問題があった。前章で紹介した Metzger と Berger による “What is the most promising electromagnetic counterpart of a neutron star binary merger?” は当時絶大な影響力を持っていて、その中で電波対応天体は有望ではないという議論が展開されていた。“電波対応天体はやっても仕方がない” という風潮が流れていたのである。そこで Tsvi はこの状況を何とかしようと言うのである。

その頃、私の電波観測の知識は皆無だったので、正直何をやればいいのか全くわからなかった。そこで電波観測の専門家 Gregg Hallinan 氏と Joe Lazio 氏、また LIGO/Virgo collaboration から Samaya Nissanke 氏にこのプロジェクトに加わってもらい、重力波イベントに対する電波サーベイの感度評価、天体を特定するために必要なこと、重力波天体をシミュレートして電波対応天体の検出頻度などの推定を行なった²⁵⁾。

3.3 R過程元素の起源

GW170817の発見までは、“電磁波対応天体は見えます” などと大腕を振って言えなかった。そもそも、合体シミュレーションでは条件によって質量が全然出ないこともあり得たし、GRB 130603B に付随したとされるマクロノバはハッブル宇宙望遠鏡による Hバンドの検出 (3σ 程度) が一点あるだけであった。中性子星合体が質量を出している確かな証拠と、できればその量を他の方法から議論するすべはないかと考えた。

そこで私は R過程元素に関する実験や観測を集めて、一回あたりどれくらいの量を作るべきか、また銀河系ではどれくらいの頻度で R過程元素が作られているかを調べた。図1に銀河系における R過程元素を作るイベントの発生頻度と一回あたりに作られる R過程元素を示している。ここで銀河系の R過程元素の総量、地球の海底に堆積する ^{244}Pu の堆積率²⁶⁾、近傍のそれぞれの矮小銀河が持つ R過程元素の総量²⁷⁾、低金属量星の R過程元素

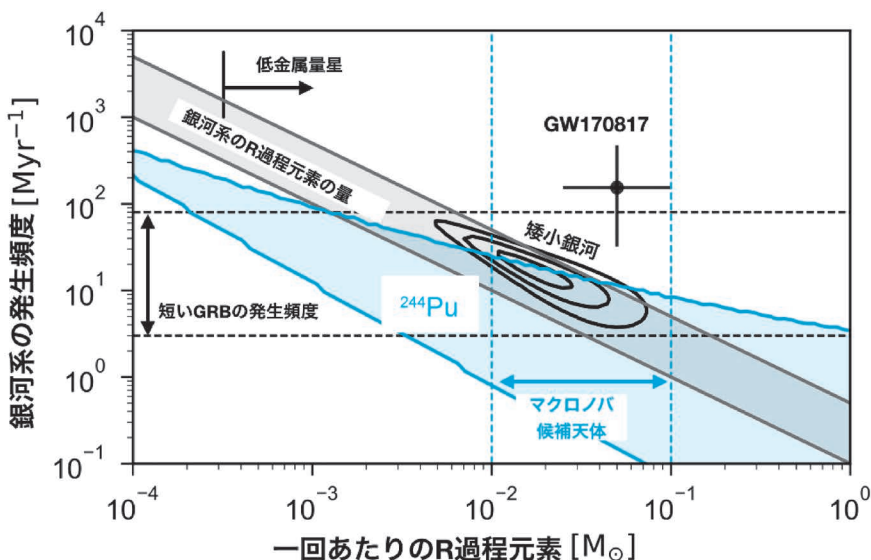


図1 銀河系内における R過程元素を作るイベントの発生頻度と一回あたりに作られる量。銀河系の R過程元素の総量、地球の海底に堆積する ^{244}Pu の堆積率²⁶⁾、近傍のそれぞれの矮小銀河が持つ R過程元素の総量²⁷⁾、低金属量星の R過程元素の分布から制限を評価している。短い GRB の銀河系の発生頻度とマクロノバ候補天体から見られた一回あたりに作られる R過程元素も同時に示している。さらに GW170817 に伴うマクロノバから得られた頻度と量もプロットしている。

の分布からそれぞれの量を評価したものである。また短いGRBの発生頻度とGRBに付随したマクロノバ候補天体から見積もられたR過程元素の量も表示している。この図上ですべての制限を満たす領域が図の中心部あたりに存在することから、これらの観測事実は中性子星合体がR過程元素の起源である強い証拠にはならないが、少なくとも発生頻度は無矛盾だし、生成される量もマクロノバから評価されたものと無矛盾であるという結論が出る。つまり、中性子星合体が銀河系のR過程元素の起源と考えて矛盾はなく、そこから示唆される量（1から10%の太陽質量）を信じれば電磁波対応天体はそこそこ明るく光るはずであるという結論が得られる（実際、GW170817の観測から得られた量もその領域からそれほど遠くはなかった）。

4. GW170817に付随したマクロノバ

この章からGW170817の電磁波対応天体について紹介していきたい。まず今回のイベントで最も多くのリソースが割かれたマクロノバの解説から始めたいと思う。マクロノバを議論するに当たって、エネルギー源となる原子核の放射性崩壊に関する前提知識が必要なので、この崩壊加熱の物理について最初に紹介しておく。

マクロノバが中性子星合体後に長く光り続けることができるのは、エジェクタ内で作られたR過程元素が放射性崩壊によって熱を供給し続けるためである。この加熱率は時間の -1.3 乗で減少するという特徴を持っている¹⁸⁾。加熱率の計算には原子核に関係していて複雑な計算が必要だと思われるかもしれないが、実は大雑把にはベータ崩壊に登場する物理定数で加熱率を書くことができ

る²⁸⁾。R過程元素は元素合成の直後は中性子過剰であり、それらが原子核のベータ安定線に向かって崩壊する。この過程でもちろん原子核の数は保存する。R過程元素のように異なる寿命で連鎖的な崩壊が起こる場合、寿命がその時刻に対応する核種が各時刻の崩壊率を決定するため、各時間スケールでおおよそ同じ数の原子核が崩壊する($dN/d \ln t \sim \text{const}$)。したがって、ベータ崩壊による加熱率は $\sim E(t) dN/dt \propto E(t)/t$ と書ける。ここで $E(t)$ は崩壊で解放されるエネルギーを寿命の関数として表したものである。Fermiのベータ崩壊の理論は、寿命は崩壊先の位相空間の体積に反比例するという原理に基づいていて、すなわち寿命は崩壊エネルギーの5乗に反比例する^{*3}。ここでベータ崩壊では電子とニュートリノが1個ずつ放出されること、また電子の質量が無視できる極限を考えた。これらを用いると、ベータ崩壊の寿命とエネルギーの関係は、

$$t \sim t_F \left(\frac{E}{m_e c^2} \right)^{-5} \quad (1)$$

$$t_F \equiv \frac{2\pi^3}{G_F^2} \frac{\hbar^7}{m_e^5 c^4} \approx 8610 \text{s}$$

と書ける。ここで c は光速、 \hbar はプランク定数、 m_e は電子の質量、 G_F は弱い相互作用の結合定数である。上の議論から、これらの物理量を使ってR過程元素の原子核あたり加熱率は、

$$\dot{q}(t) \sim \frac{m_e c^2}{t_F} \left(\frac{t}{t_F} \right)^{-1.2} \quad (2)$$

と表現することができる^{*4}。これは実際の時間依存性である -1.3 乗のべきにだいたい等しい。

したがって、マクロノバの最大光度は

*3 崩壊先の位相空間の体積とは、放出されるニュートリノと電子の運動量空間の体積である。電子の質量が無視できる場合は、それぞれの体積はエネルギーの3乗に比例する。またニュートリノと電子の運動エネルギーが総和は崩壊エネルギーになるという制限から位相空間の体積はエネルギーの5乗に比例する。

*4 (1)式から分かるように、寿命が長くなるにつれ崩壊のエネルギーは小さくなるため電子の質量と原子核の電場が無視できる。崩壊先の体積のエネルギー依存性はこれらの効果によって4乗、3乗と弱くなっていく。これに伴って加熱率の時間依存性も、 -1.2 乗から -1.3 乗へと変化していく。またこのスケールリングは許容崩壊の場合に成り立ち、禁制崩壊が主に加熱する場合は変更が必要である²⁸⁾。

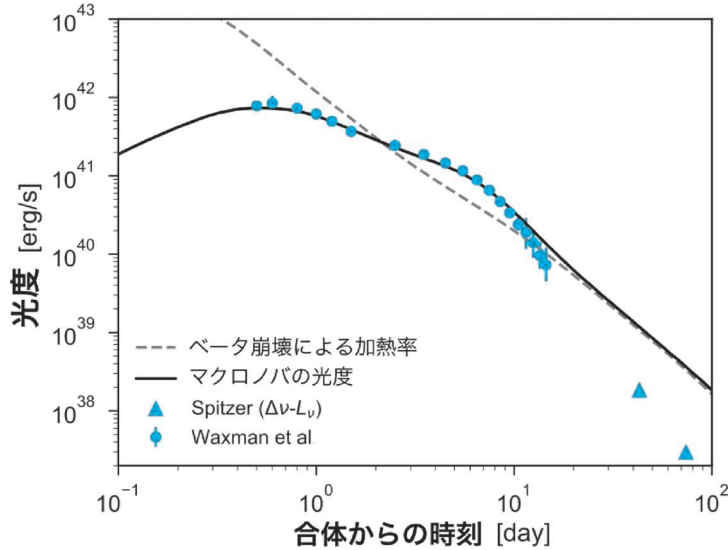


図2 GW170817に伴うマクロノバの光度曲線. 観測された光度曲線のデータは文献²⁹⁾で得られたものである. Spitzer衛星による赤外線観測データは光度の下限値に対応している³⁰⁾.

$$L_{\max} \sim N_{\text{nuc}} \dot{q}(t_{\max}), \quad (3)$$

$$\sim 10^{42} \text{ erg/s} \left(\frac{M_{\text{ej}}}{0.05 M_{\odot}} \right) \left(\frac{t_{\max}}{1 \text{ day}} \right)^{-1.2} \quad (4)$$

と評価できる^{*5}. ここで N_{nuc} はエジェクタに含まれる原子核の総量, M_{ej} はエジェクタの質量, t_{\max} は合体から最大光度に到達するまで時刻である(ここでは天事的に1日を与えたが, この量もエジェクタの物理量から見積ることができる). 以上のことからわかるように, R過程の崩壊熱で駆動されるマクロノバの光度曲線は特徴的な加熱率(時間のべき乗で振る舞う)によって決まっています. これが確認できればR過程元素生成の証拠の一つになる. また光度曲線の絶対値は基本的にはエジェクタ質量で決まっています. 観測データから作られたR過程元素の総量を評価することができます.

図2にGW170817に付随したマクロノバの光度曲線の観測データと理論計算から得られた光度曲線を示した. 光度曲線のエネルギー源であるR過程元素の崩壊率も同時にプロットしている. ここではエ

ジェクタの量は太陽質量の5%を仮定し, またできるだけ自由度の数を少なくするために球対称を仮定している. まずわかることは, 観測された光度曲線は放射性崩壊の加熱率に沿うように減光しているということである. より詳細を見てみると, 最大光度(半日付近)から一週間あたりまで, 光度曲線は加熱率よりも緩やかに減少し, その後, 急激に減光する時期を経て最終的には加熱率に漸近する. この最後の時期に入るまでは, エジェクタ内で光の拡散波面が内側に向かって伝搬している最中で, この伝搬が10日まで続くのは, R過程元素の持つ高い吸収係数の効果であると解釈できる. もちろん, このモデルが唯一の解ではないが, R過程元素の加熱率は観測データをよく説明すること, 後期の観測データを説明するためにはランタノイドの高い吸収係数が必要なことは現在のところ広く受け入れられている. また観測された光度から5%ほどの太陽質量のR過程元素が作られたことがわかり, この値は中性子星合体が銀河系のR過程元素をすべて説明するために十分な量である(図1).

*5 ここでは加熱率と原子核の崩壊によるエネルギー解放率が同じとして取り扱っているが, これは後期(合体後から数週間以降)は正しくない. 後期は電子に対する断熱冷却によって加熱率は時間の -2.8 乗で急速に減少する.

5. ガンマ線バースト：GRB 170817A

GW170817が合体しておよそ2秒後にガンマ線パルスGRB 170817Aが*Fermi*衛星と*INTEGRAL*衛星によって検出された²⁾。パルスの継続時間は2秒ほどで、この信号はハードな短いスパイクとソフトなテールに分けることができる。ハードスパイクのスペクトルピークは185 keVで、ソフトテールは黒体放射でよくフィットされて温度が10.3 keVである³¹⁾。観測されたガンマ線の数と母銀河から決まった距離(典型的なGRBが距離よりも圧倒的に近い)から、このイベントのエネルギーを見積もると、 $E_{\text{iso}} \approx 3 \cdot 10^{46}$ ergとなり、典型的な短いGRBよりも3桁以上弱いことがわかる。このイベントの解釈として、次の三つの可能性が考えられる。(1) 通常のGRBとは全く異なる現象、(2) ものすごく弱いGRB、(3) 通常のGRBを斜めから観測した。以下ではGRB 170817Aの起源について簡単に考えてみたい。

まずGRB 170817Aは典型的な短いGRBを斜めから観測したものであるという仮説について考えたい。よく知られているように、相対論的なジェットから放射されるGRBを斜めから観測すると極端に弱いバーストを見ることになる。これは相対論的なドップラー変換であり、ドップラー因子は $D = (\theta_{\text{obs}} - \theta_j)^2 \Gamma^2$ と書いて、斜めからジェットを観測した場合、ガンマ線の全エネルギーは $\sim D^{-2}$ だけ弱くなる*⁶。ここで Γ はジェットのローレンツ因子、 θ_j はジェットの開き角、 θ_{obs} はジェットに対する見込み角である。ガンマ線のスペクトルも同時に D^{-1} のようにドップラー変換されることに注意しなければならない。つまりGRB 170817A ($\approx 3 \cdot 10^{46}$ erg)を典型的なバースト ($\sim 10^{51}$ erg, スペクトルピーク ~ 300 keV)を斜めから見たと仮定すると、スペクトルピークは ~ 1 keVとなる。しかし、これは実際に観測されたGRB 170817Aのスペクトルピーク(185 keV)に矛盾する。し

たがって、典型的な短いGRBを斜めから見たという仮説は少々苦しいということがわかる。

では(2)の説はどうか。基本に戻って、観測者の方向に膨張しているアウトフローがGRB 170817Aを生成したという仮説を考えてみたい。大量のガンマ線が短い時間で放射されるためには、ガンマ線源が相対論的な速度で膨張する必要がある(ガンマ線バーストのコンパクトネス問題)。これはガンマ線源が電子散乱およびガンマ線による電子・陽電子対生成に対して光学的に薄いという条件に対応する。GRB 170817Aにこれを適応すると、必要なローレンツ因子は ~ 5 程度で、非相対論的な放射源では説明できないが、通常のGRBで要求されるような高いローレンツ因子($\Gamma \sim 100$)は必要にならないことがわかる。

GRB 170817Aを説明する一つの具体的な機構として、ジェットとエジェクタの相互作用によって形成されるコクーンがエジェクタを突き破る際の放射が考えられる³²⁾。これは上で述べたような、ほどほどに相対論的なアウトフローが我々の視線方向に膨張している場合の一例である。このシナリオはGRB170817Aの合体からの遅れと継続時間、ガンマ線光度とスペクトルの時間発展を矛盾せずに説明することができる。詳細は著者に私も含む文献³²⁾を参照されたい。

6. GW170817の残光

前章で述べたようにGRB 170817Aは極めて弱く、典型的な短いGRBは中性子星合体が駆動するのか、という問いに答えるためには残光の観測が必要であった。私自身、電波の残光観測プロジェクトに関わったので、観測の詳細にも少し触れたい。

紫外・可視・近赤外の観測が膨大なデータを取得していた頃、X線と電波は観測しても何も見えずフラックスに上限値がつくという状態が一週間以上続いていた。合体から9日たった頃、チャンド

*⁶ ここでは見込み角はジェットの開き角から比較的近いということを仮定した。見込み角が十分大きくなると $\sim D^{-3}$ のようにスケールする。

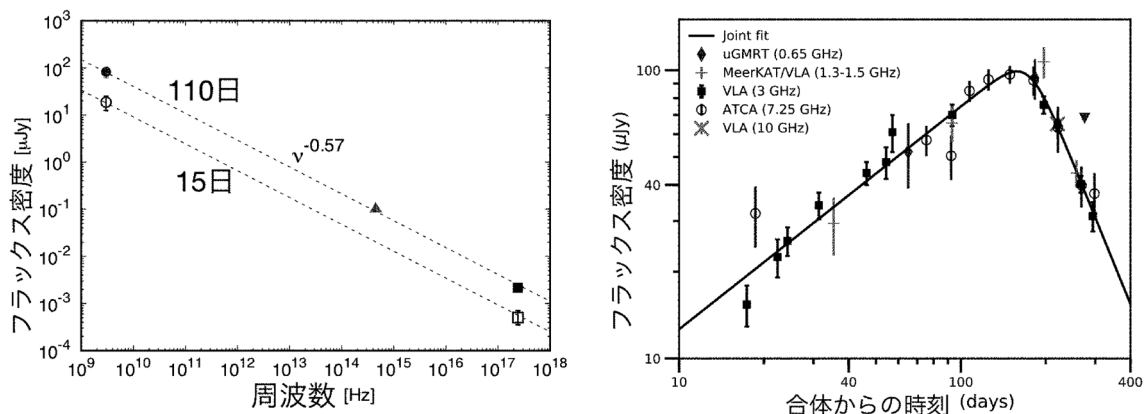


図3 GW170817の残光のスペクトル(左図)と光度曲線(右図). 左図では電波(3 GHz), 可視(r-band), X線(1 keV)のデータ点をプロットしている. 右図は文献³⁶⁾からの転写で, 0.65-10 GHzの光度曲線を $F_{\nu} \propto \nu^{-0.53}$ で3 GHzにスケールしたものである.

ラX線望遠鏡がようやくX線を検出し, それからさらに3日後にGregg Hallinan氏とKunal Mooley氏が率いるチーム(私も含む)がVLAを使って電波を検出した³³⁾. すでにこのイベントに関する論文解禁日がまじかに迫っていて, それまで得られていた上限を使ってGRB 170817Aをどう解釈するかという論文を準備していたのだが, これを発見論文に慌てて書き換えなければいけなかった. その後間もなくして, 太陽の位置の関係でX線はデータを取ることができなくなったが, 電波は観測を続けることができ, 残光は150日間増光し続けた³⁴⁾. 我々のチームだけでも60時間ものVLA観測時間をこの天体に使った. 以下でこの残光について少し詳しく議論していきたい.

6.1 残光のスペクトル

まず図3に示した残光のスペクトルを見ていただきたい. このスペクトルは驚くほど美しいベキ的な振る舞いをしている. 周波数で見ると, 下は電波(600 MHz)から上はX線(10^{18} Hz)まで, およそ9桁にも渡る周波数帯で $F_{\nu} \propto \nu^{-0.57}$ というスペクトルが観測された. これは衝撃波によって加速された電子がベキ的なエネルギー分布を持ち, それらを作るシンクロトロン放射, いわゆるGRB残光の標準モデルによって見事に説明される³⁵⁾.

6.2 残光の光度曲線

残光を作るアウトフローの性質に迫るためには詳細な光度曲線が必要である. 図3に示したように, GW170817の残光は150日までは緩やかに増光を続け($F_{\nu} \propto t^{0.7}$), その後急速に減光に転じた($\propto t^{-2.2}$)³⁶⁾. この増光の振る舞いは, 明らかに相対論的なジェットを正面から見たものではないし, 一様なジェット(いわゆるトップハットジェット)を斜めから見るというモデルでも説明できない. 考えられる可能性は, (1) アウトフローが動径方向に構造を持っていて, 速い成分の減速に伴い遅い成分が徐々に追いつくことで緩やかに増光する, (2) アウトフローは角度方向に構造を持った相対論的なジェットで, ジェットが減速することで観測できる放射領域が時間とともに増えることで緩やかに増光する, (3) これら2つの組み合わせ, が挙げられる. シナリオ1はアウトフローが相対論的である必要はない. 一方, 減光の速さ($t^{-2.2}$)はジェットが十分減速しジェット全体が観測領域に入ると速く減光するという性質でよく説明される³⁷⁾. したがって, 残光の光度曲線の観測からシナリオ2と3が支持される.

6.3 ジェットの超光速運動

最終的にジェットの存在を決定づけたのはVery

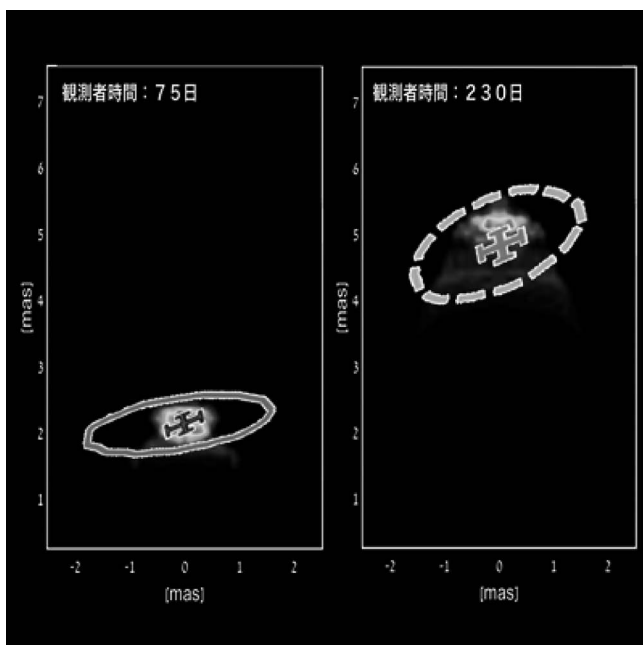


図4 GW170817の残光の電波イメージ。左図は合体後75日、右図は230日に対応する。シミュレーションから得られた電波イメージの上から観測で得られ得た位置をプロットしている。

Long Baseline Interferometry (VLBI) によって分解された電波源のイメージだった³⁸⁾。これは私を含むチームの特にユニークな成果だと思う。もともとの計画はVLBIで電波源を分解することで、絞られたジェットか広がったアウトフローかを区別しようというものだった。しかし、予定されていた3回の観測のうち最初の2回はうまくデータが取れなかった。3回目の観測（合体後75日）はデータは取れたが電波源を分解することはできなかった。最初の2回を棒に振ったので、追加でVLBIの観測が230日にもう一度行われたが、やはり電波源は分解できなかった。

ところが、これら2つのイメージを比べると驚くべきことに電波源が動いていることが判明した(図4)。155日の間に、 2.7 ± 0.28 ミリ秒角（ほぼ10シグマ！）動いていたのである。これは距離にすると大体0.5 pcで、見かけの速度は光速の4倍である（ジェットのローレンツ因子がだいたい4ということに対応する）。この結果は驚きで、観測者時間で合体後150日は慣性系ではおよそ10年に対応

し、10年間このローレンツ因子を保ちつつ、放射領域を動いた距離よりも十分小さく保つにはアウトフローがよほど絞られていてかつ巨大なエネルギーを持っている必要がある。つまり、この観測は絞られた強い相対論的ジェット ($E_{\text{iso}} \sim 10^{52}$ erg) がGW170817の合体後に形成されたことの強い証拠である。定量的には、GRB 170817Aのガンマ線で見つかったエネルギーよりも5桁大きいエネルギーを持つジェットを形成していたのである。この値は短いGRBでも特に強い場合のエネルギーに匹敵する。

6.4 ハッブル定数

連星合体の重力波から天体までの距離を測定し、これに母銀河の赤方偏移を組み合わせてハッブル定数を測定する、いわゆる“標準サイレン”という概念がある³⁹⁾。GW170817で実際にこの方法を用いてハッブル定数が推定された⁴⁰⁾。図5に重力波と母銀河から推定されたハッブル定数の確率密度関数を示した。この分布はハッブル定数の値が大きい側に伸びる裾を持っていることに気づかれると思うが、これは重力波データでは距離と見

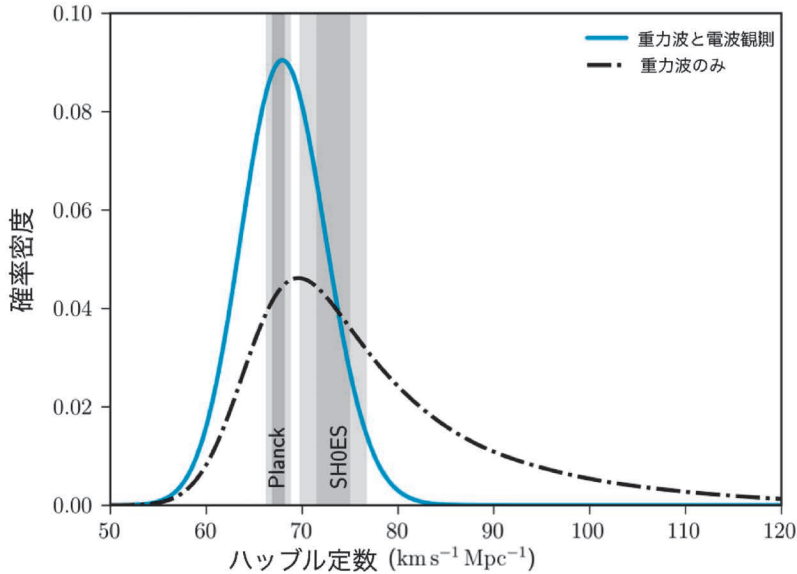


図5 GW170817 から求められたハッブル定数の確率密度関数⁴¹⁾。PlanckとSHOESが公表している値をそれぞれ縦の領域で示している。

込み角が縮退するため、この裾はより近い連星を横から見ているという確率に対応する。

ここで上記のジェットの高速度運動の観測結果をこれに組み合わせるとハッブル定数がよりよく決まる⁴¹⁾。超光速運動から見込み角が決まる理由は以下のように単純である。減速している相対論的な衝撃波からのシンクロトロン放射は、ちょうど $\theta_{\text{obs}} \approx 1/\Gamma$ になった時刻に光度曲線は最大を迎える。このときの見かけの速度は $\approx \Gamma c$ である。VLBIの2つのイメージは光度曲線のピークの前後に取られていて、見かけの速度は $\approx 4c$ である。つまり、見込み角は $\approx 0.25 \text{ rad} \approx 15^\circ$ となる。この評価は、衝撃波を大きさを持たない粒子とみなしたので実際よりも見込み角を小さく評価してしまうが、広がっている場合も考え方は基本的に同じである。広がった効果を取り入れると $15^\circ \leq \theta_{\text{obs}} \leq 29^\circ$ と求まり、GW170817を使ったハッブル定数は図にあるように精度が2倍ほど向上する。

よく決まったとは言え、まだ宇宙背景放射を使った方法(Planck)と距離はしごを使った方法(SHOES)の精度には及ばない(この2つの方法は

互いに矛盾する値を出している!)。中性子星合体の発見数が増えると精度も向上し、将来的にはこれらの精度に到達する。もちろんジェットを使う方法は重力波のみを使う方法に比べて“クリーンさ”では劣るが、このように1つのイベントから求まるハッブル定数の精度を上げることができるのは面白いと思う。

7. おわりに

GW170817発見の2週間前、シアトルで中性子星合体の会議が開かれていた。そこで“最初に電磁波対応天体が発見されるのはいつ頃になる?”というアンケートが行われたのだが、大半の参加者は2020年前後もしくはそれ以降と予想し、2017年に発見されると予想したのは一人だけだった。つまりGW170817は予想外に早い発見だったのである。この1つの理由として、実際見つかったマクロノバは予想よりも10倍以上明るかったことが挙げられる。ここから理論予想は定量的には外れるかもしれないので、多少楽観的に研究すべきという教訓が得られる。一方で、これまで紹介してきたように定

性的には発見までに考えられていた観測戦略と理論モデルはとてもよくできていた。見たこともない天体について、迅速かつ濃密な観測がアクセス可能なほぼ全ての波長で達成された上、発見された1ヶ月後には、観測事実に対する理論解釈が基本的にはできていた。私はこれを宇宙物理学とこの発見に携わった全ての研究者の勝利だと感じている。

電磁波対応天体の研究はエキサイティングな時期に入った。これからも新しい発見や予想外の発見が続くだろうから、興味を持っておられる研究者や学生の方々には積極的に参加してほしい。ただし、この研究分野では生き馬の目を抜くような研究者たちによる過当競争が行われている。過当競争の善し悪しはさて置き、彼らの戦いに巻き込まれるかもしれないという覚悟は必要である。私もこれからの新しい発見に貢献できるように努めていきたいと思う。

謝辞

本稿は2018年度の研究奨励賞の受賞により執筆をさせていただきました。博士課程で私を根気強く指導していただいた柴田大氏、また電磁波対応天体の歴史に関するインタビューを快く引き受けていただいたTsvi Piran氏に深く感謝します。また数値相対論や電磁波対応天体について議論していただいた関口雄一郎氏、木内建太氏、久徳浩太郎氏、大川博忠氏、田中雅臣氏、和南城伸也氏、中村卓史氏、井岡邦仁氏、村瀬孔大氏、檜山和巳氏、増田賢人氏、Re'em Sari氏、Ehud Nakar氏、Samaya Nissanke氏、Kunal Mooley氏、Gregg Hallinan氏にこの場を借りて深く御礼を申し上げます。

参考文献

- 1) Abbott, B. P., et al., 2017a, Phys. Rev. Lett., 119, 161101
- 2) Abbott, B. P., et al., 2017b, ApJ, 848, L12
- 3) 坂本貴紀, 2018, 天文月報, 111, 82
- 4) 内海洋輔, 2018, 天文月報, 111, 84
- 5) 田中雅臣, 2018, 天文月報, 111, 86
- 6) Eichler, D., et al., 1989, Nature, 340, 126
- 7) Kouveliotou, C., et al., 1993, ApJ, 413, L101
- 8) Costa, E., et al., 1997, Nature, 387, 783
- 9) Li, L.-X., & Paczyński, B., 1998, ApJ, 507, L59
- 10) Shibata, M., & Nakamura, T., 1995, Phys. Rev. D, 52, 5428
- 11) Shibata, M., & Uryū, K., 2000, Phys. Rev. D, 61, 064001
- 12) Pretorius, F., 2005, Phys. Rev. Lett., 95, 121101
- 13) Gehrels, N., et al., 2005, Nature, 437, 851
- 14) Fox, D. B., et al., 2005, Nature, 437, 845
- 15) Kulkarni, S. R., 2005, arXiv e-prints, astro
- 16) Ofek, E. O., et al., 2007, ApJ, 662, 1129
- 17) Perley, D. A., et al., 2009, ApJ, 696, 1871
- 18) Metzger, B. D., et al., 2010, MNRAS, 406, 2650
- 19) Nakar, E., & Piran, T., 2011, Nature, 478, 82
- 20) Metzger, B. D., & Berger, E., 2012, ApJ, 746, 48
- 21) Tanaka, Ma., & Hotokezaka, K., 2013, ApJ, 775, 113
- 22) Barnes, J., & Kasen, D., 2013, ApJ, 775, 18
- 23) Tanvir, N. R., et al., 2013, Nature, 500, 547
- 24) Hotokezaka, K., et al., 2013, Phys. Rev. D, 87, 024001
- 25) Hotokezaka, K., et al., 2016, ApJ, 831, 190
- 26) Hotokezaka, K., et al., 2015, Nature Physics, 11, 1042
- 27) Beniamini, P., et al., 2016, ApJ, 832, 149
- 28) Hotokezaka, K., et al., 2017, MNRAS, 468, 91
- 29) Waxman, E., et al., 2019, ApJ, 878, 93
- 30) Kasliwal, M. M., et al., 2019, MNRAS, L14
- 31) Goldstein, A., et al., 2017, ApJ, 848, L14
- 32) Gottlieb, O., et al., 2018, MNRAS, 479, 588
- 33) Hallinan, G., et al., 2017, Science, 358, 1579
- 34) Mooley, K. P., et al., 2018a, Nature, 554, 207
- 35) Sari, R., et al., 1998, ApJ, 497, L17
- 36) Mooley, K. P., et al., 2018b, ApJ, 868, L11
- 37) Sari, R., et al., 1999, ApJ, 519, L17
- 38) Mooley, K. P., et al., 2018c, Nature, 561, 355
- 39) Schutz, B. F., 1986, Nature, 323, 310
- 40) Abbott, B. P., et al., 2017c, Nature, 551, 85
- 41) Hotokezaka, K., et al., 2019, Nature Astronomy, 385

On electromagnetic counterparts to gravitational-wave mergers

Kenta HOTOKEZAKA

Department of Astrophysical Sciences, Princeton University, 4 Ivy Ln, Princeton, NJ 08540, USA

Abstract: The discovery of a binary neutron star merger, GW170817, has opened a new era of multi-messenger astronomy. Electromagnetic counterparts of neutron star mergers provide us vital information on the origin of r-process elements, progenitors of short gamma-ray bursts, and the Hubble constant. In this article, I will briefly overview the history of electromagnetic counterpart studies and discuss astrophysical implications of the discovery of GW170817 and its electromagnetic counterparts.