

ガンマ線バーストにおける元素合成

藤林 翔 (京都大学大学院 理学研究科)

Abstract

中性子連星合体時に作られる元素は、できる核種によっては崩壊によって電磁波を放射する可能性があり、重力波天体のフォローアップ観測のために重要となる。また、そもそも r-process という元素合成の過程がコンパクト連星合体で起こるかを確かめる上で、r-process が起こる場合の光度曲線を予測することは重要である。そこで、中性子星連星の合体時に期待される状況下で元素合成計算を行い、その元素組成を調べた。その結果、できる重元素の作り方が electron fraction Y_e に非常に依存することがわかった。

1 Introduction

重力波とは Einstein が約一世紀前に一般相対論から理論的に予言した時空のさざ波である。重力波は、直接観測は叶っていないものの、強重力場の天体現象を探るための現段階で唯一のツールだと考えられている。国内では Kamioka Gravitational Wave Detector (KAGRA) という重力波レーザー干渉計が既に建設中であり、初めての検出に期待が高まっている。

重力波の検出は一般相対論の検証となるのでそれ自身重要である。重力波源としてもっとも注目されているのはコンパクト天体の合体現象であるが、それらは宇宙最大の爆発現象であるガンマ線バースト (Gamma Ray Burst: GRB) の起源とも思われている。よって重力波の検出は未知の天体現象を解明する重要な手掛かりになると期待される。更に、中性子星が関連する連星合体から放射される重力波には高密度核物質の状態方程式の情報が含まれており、重力波検出によりそれが抽出されるので、基礎物理学への制限のための道具としても期待される。

しかし、重力波干渉計の空間分解能は現段階では低く、重力波を検出できたとしても母天体を特定するのは困難である。よって重力波天体を探るためには光学望遠鏡によるフォローアップ観測が必須である。フォローアップ観測とは、重力波が検出された場合にその時刻と方向を速報して電磁波による観測を行い、重力波の源となった天体を特定する手段である。

フォローアップ観測のためには、天体が放出する電磁波のスペクトル、光度曲線を予め予測しておかな

ければならない。なぜならばこれらの評価ができて初めて、電磁波の検出に適した検出器を開発し、大規模なフォローアップ観測の計画の立案が可能になるからである。よって理論の面から、重力波に付随する電磁波の情報を予測することは非常に重要である。

コンパクト連星の合体直後は中心に高温の中性子星、もしくはブラックホールができ、その周りには降着円盤が形成されると考えられる。この過程で質量の大きな高温の物体が系の外へ飛び出すことが予想され、この物質が放射する電磁波がフォローアップ観測の格好のターゲットになる。

電磁波放射の機構に kilonova という現象が存在する。コンパクト天体の合体の過程で放出される物質は中性子過多の状態であるために、軽い原子核が中性子を捕獲し徐々に崩壊を起こして重元素を作る。この元素合成の過程を r (rapid)-process と呼ぶ。r-process で作られた元素の中で不安定なものが崩壊する際の熱によって可視光から赤外線の電磁波が放射されると考えられる。これを kilonova といい、理論から予言される現象であるが未だに観測されていない。中性子星の合体で期待される光学対応天体の筆頭は GRB であるが、これは合体時に形成されるジェットに付随すると考えられるため観測可能な方向が限定されてしまう。一方 kilonova はほぼ全方位に電磁波が放射されるため観測可能性が高く、重力波の電磁波対応天体として有力視されている。

現在の kilonova の光度曲線は、中性子星連星の合体時に生じる衝撃波や、潮汐力による流体のダイナミクスの効果のみを考慮して計算されている。他に

も、コンパクト連星の合体時に中心に形成される高温の中性子星や、降着円盤からのニュートリノの放射を受けて物質が系外に押し出されるニュートリノ風と呼ばれる現象が存在するが、その寄与は十分に理解されておらず、特に降着円盤からのニュートリノ風による質量放出は未だ考えられていない。

この講演ではこのニュートリノ風によるコンパクト連星合体の状況を念頭に置き、高エネルギー天体現象の中での元素合成を考える。

2 流体モデル

ここでは今研究に用いた方法を解説する。今回は簡単のために 1 核子あたりのエントロピーを一定として、流体の温度と密度の関係を?に従って

$$s/k_B = \frac{4am_u}{3k_B} \left(1 + \frac{7}{4} \frac{T_9^2}{T_9^2 + 5.3} \right) \frac{T^3}{\rho} \quad (1)$$

で与える。 k_B はボルツマン係数、 m_u は核子の静止質量、 $a = 7.56 \times 10^{-15} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-3} \cdot \text{K}^{-4}$ である。これは輻射のエントロピーが優勢で、 e^-e^+ が相対論的になっている状況で与えられる fitting 公式である。密度の時間発展は、膨張の時間スケールを τ と置いて

$$\rho(t) = (\rho_i - \rho_f) \exp(-t/\tau) + \rho_f \quad (2)$$

と与える。このモデルで与えるパラメータは一核子あたりのエントロピー s/k_B と、始状態と終状態の温度 T_i, T_f である。これを用いて、 ρ_i, ρ_f を決めることができ、温度は(??)を解くことで得ることができる。

3 元素合成計算

この章では元素合成計算についてまとめる。簡単のため崩壊と二体反応 ($1 + 2 \rightarrow 3 + 4$) のみを考える。 i という核種の abundance を $Y_i (= n_i m_u / \rho)$ と書くことにすると、その時間発展の方程式は

$$\begin{aligned} \dot{Y}_i = & - \sum_j \lambda_{ij} Y_i - \sum_{jkl} \rho [ij]_{kl} Y_i Y_j \\ & + \sum_j \lambda_{ji} Y_j + \sum_{jkl} \rho [jk]_{li} Y_j Y_k \end{aligned} \quad (3)$$

となる。ここで、 λ_{ij} は i という核種が崩壊して j という核種に変わる反応率、 $[ij]_{kl}$ は $i + j \rightarrow k + l$ という二体反応の反応率である。また、 ρ は流体の質量密度である。これを数値的に解くために、(??) を差分化し、陰解法を用いて時間発展を追う。

4 Results

以下に結果を示す。図 1 は初期条件として electron fraction Y_e を動かし、元素合成計算を行った結果である。図 1 を見ると、 Y_e が 0.3 と 0.4 でできる元素の量が非常に異なることがわかる。特に、 $A > 130$ の r-process 元素は $Y_e = 0.3$ では全く生成されない事がわかる。

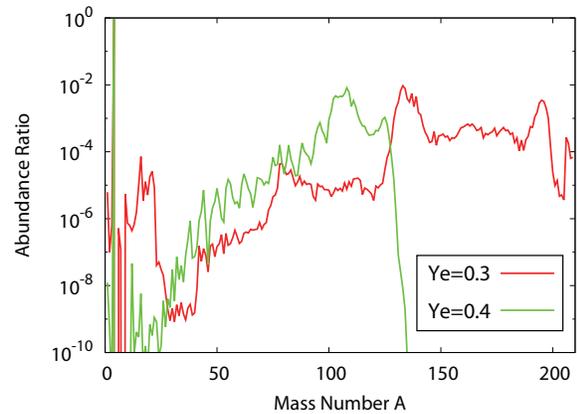
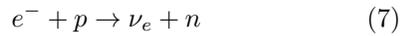
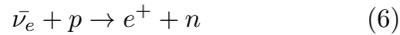
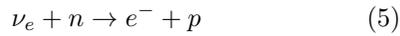
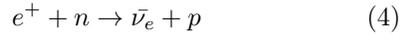


図 1: Y_e を変えて計算した元素比。r-process 元素と呼ばれる元素は $A > 130$ の元素である。

5 Conclusion and discussion

中性子星連星の合体時に期待される状況下で元素合成を計算し、その元素比を調べた。その結果、できる重元素、特に r-process 元素と呼ばれる重元素の作り方が electron fraction に非常に依存することがわかった。図 1 からわかるように、r-process が起こる electron fraction の境界値は $Y_e \sim 0.35$ であり、この値より Y_e が大きいと r-process 元素はほぼできなくなってしまう。

中性子星連星の合体時に放出される物質は基本的に中性子が占めており、初期の Y_e は非常に小さい。その後、反応



によって中心の中性子星などからのニュートリノと反応し、

$$\dot{Y}_e = \lambda_{\nu_e n} + \lambda_{e^+ n} - (\lambda_{\nu_e n} + \lambda_{e^+ n} + \lambda_{\bar{\nu}_e p} + \lambda_{e^- p}) Y_e \quad (8)$$

にしたがって Y_e は平衡値まで増加していく。その後、 Y_e が 0.35 を超えるかどうかで元素合成の経路が大きく変わり、結果として放射される電磁波の光度曲線が大きく変わることが考えられる。

今回は簡単な膨張モデルを用いて元素合成計算を行った。今後の課題としては、ニュートリノと相互作用をしている流体をモデルとしておき、その中で元素合成を行うことである。そうすれば、実際に観測されると期待される kilonova の光度曲線の予言に一步近づくことができるであろう。

Acknowledgement

元素合成のための数値計算コードを提供していただいた京都大学基礎物理学研究所の吉田敬さんに感謝申し上げます。

Reference

N. Tominaga ApJ 690.526(2009)