

大質量星からの前兆ニュートリノ放出とその観測の重要性



加藤 ちなみ

〈東北大学大学院工学研究科航空宇宙工学専攻 〒980-8579 宮城県仙台市青葉区荒巻字青葉 6-6-01〉
e-mail: chinami.kato.e8@tohoku.ac.jp

大きなインパクトをもたらした1987年の超新星ニュートリノの観測から約30年、ニュートリノの検出技術は目覚ましい発展を遂げ、私達は新しい観測対象を提案することができるようになった。その一つが大質量星の中心部から放出される「前兆ニュートリノ」である。ニュートリノは星の内部から自由に抜け出すことができるため、超新星爆発前の恒星進化のダイナミクスに大きな影響を及ぼすだけでなく、恒星内部の情報を直接私達に届けてくれると期待される。そのため、前兆ニュートリノの観測は恒星進化学理論および超新星爆発の理解に大きく貢献すると考えられる。私達は最新の恒星進化計算をもとに前兆ニュートリノの放出数やスペクトルの時間発展を計算し、実際の観測装置における検出数の予想を行った。将来の前兆ニュートリノ観測は1987年当時と同様のインパクトを与えてくれるのではないだろうか。

1. 前兆ニュートリノの議論に向けて

本稿では私達がここ数年で積極的に研究してきた新しい観測対象である「前兆ニュートリノ」に焦点をあて、それらの典型的な特徴や重要性などを理論・観測の両観点から議論する。まずは序章として前兆ニュートリノの研究意義や議論のために必要な基礎知識からまとめていきたい。

1.1 なぜ前兆ニュートリノか

1987年、大マゼラン星雲で起きた超新星爆発(SN1987A)から放出されたニュートリノを当時のニュートリノ検出器であるカミオカンデIIなどが捉えた¹⁾。宇宙から飛来するニュートリノの観測は歴史上初めての快挙であるだけでなく、検出されたニュートリノの情報によって私達の超新星爆発メカニズムの理解が大きく前進した。この功績を称えてカミオカンデプロジェクトを精力的に進めた小柴昌俊教授がノーベル賞を受賞されたことも私達に大きなインパクトを与えた。この観測

から「ニュートリノ天文学」が幕を開け、ニュートリノ観測を用いた宇宙現象の解明が盛んに議論されるようになった。

およそ30年経った現在、ニュートリノの検出技術はさらなる発展を遂げ、より精度の高い観測が可能となっている。特に、SK-Gd計画²⁾や液体シンチレーター型検出器の考案など、低いエネルギー(数MeV程度)のニュートリノの検出に対する低バックグラウンド技術は特筆すべきものがある。こうした検出技術の発展によって、私達はニュートリノ天文学の新しいターゲットを提案する機会を得ることができた。その一つが大質量星の中心部から放出される「前兆ニュートリノ」である。

大質量星は超新星爆発を起こす「親星」であり、その進化は恒星進化学理論によって記述されるが、まだまだ多くの不定性を残している。星の中心部から放出される前兆ニュートリノの観測は、私達に星内部の情報を直接届け、恒星進化学理論の

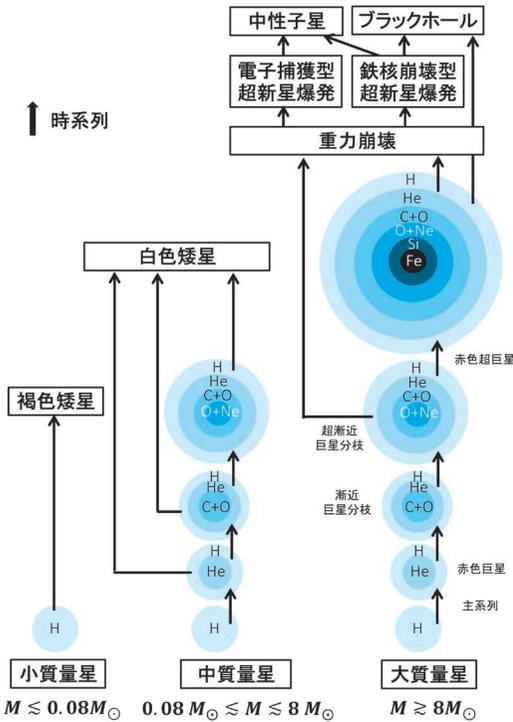


図1 様々な初期質量の恒星進化の概略図。

不定性に対する制限を与えるために有用である。また、前兆ニュートリノは爆発の数日前から検出できる可能性があり、言うなれば「超新星アラート」として超新星爆発自体の観測に向けた十分な準備期間を私達に与えてくれる。これにより、未だ理解が不十分な超新星爆発メカニズムの検証にも大きく貢献すると期待される。

1.2 大質量星の進化と超新星爆発

この節では、本稿の舞台となる大質量星（太陽質量 M_{\odot} の8倍以上の恒星）の進化についてまとめる。図1に大質量星を含めた様々な初期質量の恒星進化の概略を示しているのので、そちらも併せて参照していただきたい。

主に水素のガスからなる初期の恒星は重力と圧力勾配が釣り合った静水圧平衡状態にある。そして、ある段階で星の中心部において水素燃焼が始まり、ヘリウムが合成されていく（主系列段階）。燃焼が進んで中心部の燃料が枯渇すると、支えを

失った物質は重力エネルギーを開放しながら中心部へと降着を始める。それに伴って、主にヘリウムで構成された中心部の周囲で水素燃焼（水素殻燃焼）が盛んに起こり、膨大なエネルギーが生成されるため、星全体が膨張する赤色巨星段階へと入っていく。やがて、収縮に伴って上昇していた温度がヘリウム燃焼に必要な臨界値に達し、星は次の燃焼段階へ進む。その後、同様に中心部での燃料枯渇を経て殻燃焼へと移行し、再び星全体が膨張する（漸近巨星分枝段階）。このように、燃焼と重力収縮の二つの過程を繰り返し、より重い元素を合成しながら星は進化していく。

この繰り返しを止めるのが電子の縮退である。進化が進むと、収縮による密度上昇に伴って中心部における電子数密度が高くなり、電子の縮退圧が星を支える全圧力に寄与するようになってくる。縮退圧は温度に依存しないため、温度に依存する熱圧力がない状況でも星を支えることができ、重力収縮を妨げる。特に、太陽質量の数倍程度の軽い星では縮退圧の寄与が大きくなり、より低い温度で星を支えることができるため、次の燃焼段階に必要な温度に達することができないまま最期を迎える（図1）。

今回注目する大質量星は太陽質量の8倍以上の初期質量を持っているため、燃焼と収縮を繰り返し、ネオンや酸素、鉄といった重元素を合成することができる。しかし、中心部でこれらの元素が合成されると、これまでの安定的な進化は一変する。吸熱反応である鉄の光分解や、原子核や自由陽子の電子捕獲反応で生成されるニュートリノによる冷却で、中心部はエネルギーを失って「重力崩壊」を始める。重力崩壊がこれまでの収縮と異なるのは、密度や温度の上昇に伴ってこれらの吸熱・冷却反応がより頻繁に起こるようになり、再び安定化することができない点である。最終的に密度がおおよそ原子核密度程度（おおよそ 10^{14} g/cm^3 ）に達し、核力によって安定化するまで重力崩壊は続く。その後、降着部と安定化した

部分の間に衝撃波が形成され（コアバウンス）、外側へと伝搬していく。この衝撃波が星の表面へと達したときに星の外層を吹き飛ばし、超新星爆発が起きるのである。

1.3 ニュートリノの重要性と放出過程

前節で述べた大質量星の一連の進化の中で、ニュートリノは非常に重要な役割を果たす。進化の後半、具体的には炭素燃焼段階から、熱的な過程を通したニュートリノの放出が盛んになる。ニュートリノは物質と弱い相互作用しかせず、その反応断面積はおよそ 10^{-38} cm^2 と非常に小さい。そのため、一般的に平均自由行程が星中心部の半径よりも長く、中心部から自由に抜け出すことができるため、星の冷却に大きな役割を果たす。特に重要な熱的な反応として

- 1) 電子・陽電子対消滅反応 (pair)

$$e^- + e^+ \rightarrow \nu + \bar{\nu} \quad (1)$$

- 2) プラズモン崩壊反応 (plasmon)

$$\gamma^* \rightarrow \nu + \bar{\nu} \quad (2)$$

などが挙げられる。これらの反応からは全フレーバーのニュートリノが放出される。

進化が進んでより重元素が形成されてくると原子核の電子・陽電子捕獲反応や β^\pm 崩壊

$$\text{EC: } (Z, A) + e^- \rightarrow (Z-1, A) + \nu_e \quad (3)$$

$$\beta^+: (Z, A) \rightarrow (Z-1, A) + e^+ + \nu_e \quad (4)$$

$$\text{PC: } (Z, A) + e^+ \rightarrow (Z+1, A) + \bar{\nu}_e \quad (5)$$

$$\beta^-: (Z, A) \rightarrow (Z+1, A) + e^- + \bar{\nu}_e \quad (6)$$

あるいは、自由陽子の電子捕獲反応 (free p)

$$p + e^- \rightarrow n + \nu_e \quad (7)$$

なども起こるようになり、重力崩壊のきっかけを作る一つの要因となる。そして、重力崩壊中に密

度がおおよそ 10^{11} g/cm^3 に達するとニュートリノと原子核との散乱確率が増え、ニュートリノの平均自由行程が中心部の半径より短くなるため、ニュートリノが中心部に閉じ込められる「ニュートリノトラッピング」が起こるようになる。つまり、これより後に放出されるニュートリノはこれまでのように自由に星から抜けることができなくなり、他の物質と同様に熱化される。トラップされたニュートリノはコアバウンスで形成された衝撃波の伝搬途中で大量に放出され、超新星爆発のシンボルの一つとなっている「ニュートリノバースト」を起こすのである。また、衝撃波の伝搬や爆発のエネルギーにニュートリノが大きく関わっていることが現在の最新の超新星爆発の数値計算で明らかになっている。詳しくは、参考文献3を参照していただきたい。

1.4 ニュートリノ検出技術の多様性とその現状

ニュートリノの反応断面積は非常に小さいため検出が非常に難しい。現在、多種多様な検出反応を用いた観測装置が稼働中あるいは計画中であるが、その中でも最も主流であるのは陽子の逆 β 崩壊を用いた反電子型ニュートリノの検出である。

$$p + \bar{\nu}_e \rightarrow e^+ + n \quad (8)$$

具体的にこの反応は I) 荷電粒子からのチェレンコフ光を検出する水チェレンコフ型の検出器や、II) 発光媒質からのシンチレーション光を検出する液体シンチレーター型の検出器などで用いられている。日本の神岡鉱山で稼働中であるスーパーカミオカンデ⁴⁾ や KamLAND⁵⁾ がこの代表例であり、さらに将来計画としてハイパーカミオカンデ⁶⁾ や JUNO⁷⁾ などが進行中である。近年、太陽ニュートリノなどの電子型ニュートリノによるシグナルと、反電子型ニュートリノによるシグナルを区別するために、水タンクにガドリニウムを導入するプロジェクトがスーパーカミオカンデで進行中である (SK-Gd計画)²⁾。ガドリニウムは逆 β 崩壊で放出された中性子を捕獲してガンマ

線を出すため、陽電子によるチェレンコフ光と併せて観測することで、逆β崩壊によるシグナルを特定することができる。これにより、宇宙から飛来するニュートリノに対するバックグラウンドからの影響を劇的に減らすことができると期待されている。SK-Gdは今年度中に観測がスタートする予定である。

他のフレーバー（電子型、（反）重レプトン型）のニュートリノについては電子散乱などの中性カレント反応を用いて検出が行われてきたが、これらの反応は逆β崩壊と比較すると反応断面積が非常に小さく、得られた観測データから放出源の情報を得ることは難しいとされてきた。しかし、近年新しい検出方法が考案されてきている。例えば、電子型ニュートリノの検出については液体アルゴンの反応



を用いたDUNE⁸⁾が10年以内に稼働する予定である。また、重レプトン型ニュートリノに対しては原子核の反跳を利用した検出が有力視されている⁹⁾。このように、反電子型のみならず、全フレーバーのニュートリノの検出を用いた放出源に関する議論が可能になりつつある。

2. 前兆ニュートリノの特徴とその観測可能性

前章で述べた基礎事項をもとに、本章では具体的に前兆ニュートリノの特徴やその観測可能性について言及する。

2.1 計算手法

私達はいくつかの初期質量の親星に対する最新の星の進化計算の結果^{10),11)}を用いて前兆ニュートリノの放出数とスペクトルの時間発展を計算した^{12),13)}。まずは、その手法についてまとめる。前述の通り、重力崩壊を始めるまでの星は燃焼と収縮を繰り返して準静的に進化していくのに対し、重力崩壊中の星は物質が中心部へ降着するダ

イナミカルな進化となる。また、重力崩壊の途中でニュートリノトラッピングが起るため、輸送方程式を解いてニュートリノの伝搬を扱い、それらの星内部への影響を議論する必要がある。そこで、本研究では重力崩壊が起るまでの進化を準静的に扱い、重力崩壊からコアバウンスまでの進化をダイナミカルな輻射流体シミュレーションコード¹⁴⁾を用いて計算した。

ここで注意として、準静的な進化計算にはニュートリノによる冷却がすでに考慮しているが、限られたニュートリノ生成反応しか取り入れられていない上、観測の議論に不可欠なエネルギースペクトルが計算されていない。そのため、本研究では詳細なニュートリノ反応率を場の理論を用いて独自に定式化し、これを用いて各親星モデルに対するニュートリノの放出数やエネルギースペクトルを新たに計算した。

2.2 前兆ニュートリノの放出数とスペクトル

図2の上段に示しているのは初期質量が $15 M_{\odot}$ の親星からの前兆ニュートリノ放出数の時間発展である。電子型ニュートリノは徐々に放出数を上げていき、重力崩壊直前とコアバウンス直前でそれぞれ単位時間あたりにおよそ 10^{55} 個、 10^{57} 個放出されている（黒色実線）。これらには原子核の電子捕獲反応（黒色破線）と自由陽子の電子捕獲反応（黒色一点鎖線）が重要であることがわかる。一方で、反電子型ニュートリノについては重力崩壊が開始する直前で最大になり、単位時間あたりにおよそ 10^{53} 個が放出されている（青色実線）。主に電子・陽電子対消滅（青色破線）と β^- 崩壊（青色点線）によるニュートリノ放出が寄与している。

次に、スペクトル（図2の下段）に注目する。電子型ニュートリノの平均エネルギーはおおよそ2 MeVから上昇していき、コアバウンス前にはおおよそ8 MeVに到達するのに対し、反電子型の平均エネルギーはバウンス直前でもおおよそ3 MeVにとどまっている。両者の違いは、電子型

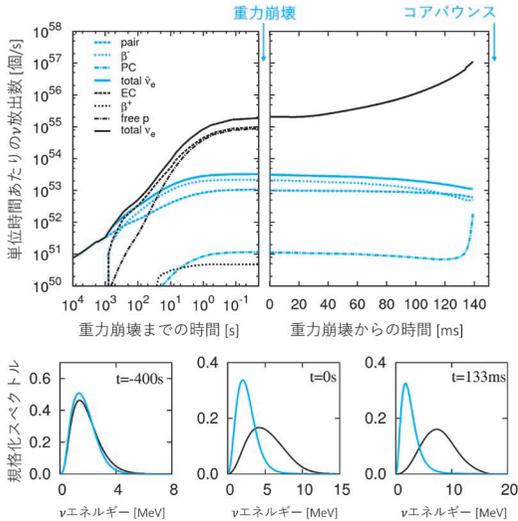


図2 初期質量 $15 M_{\odot}$ の親星からの前兆ニュートリノ放出数の時間発展 (上段) と規格化スペクトルのスナップショット (下段)。黒線は電子型, 青線は反電子型。それぞれの単位時間あたりの総放出数は実線で, それ以外の異なる線種は1.3で述べた各ニュートリノ反応を表す*¹。

ニュートリノの放出に寄与する電子と, 反電子型ニュートリノの放出に寄与する陽電子の縮退度の違いに起因している。

コアバウンス後に放出される超新星ニュートリノの典型値 (10^{58} 個/s, 数十 MeV) と比較する¹⁵⁾ と, 前兆ニュートリノは放出数も少なく, 平均エネルギーも小さい。そのため, すでに述べたように, 前兆ニュートリノの観測には低エネルギー (数 MeV 程度) に感度を持った観測装置が欠かせないのである。

2.3 前兆ニュートリノの観測可能性

続いて, 前節で得られたニュートリノ放出数とスペクトルをもとに, 現在稼働中あるいは計画中のニュートリノ観測装置における予想検出数の見積もりを行う。その際に注意しなければならない

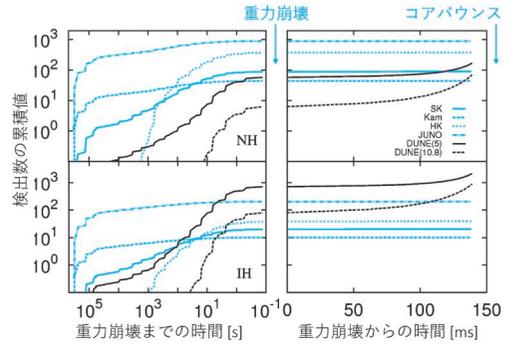


図3 様々な観測装置におけるニュートリノの検出数の累積値の時間発展*²。上段: 正常階層 (NH), 下段: 逆階層 (IH)。

のが「ニュートリノ振動」の影響である。これはニュートリノが伝搬途中に一定の確率で自身のフレーバーを変化させる現象であり, これによってそれぞれのニュートリノフレーバーのスペクトルが放出地点と観測地点で異なる。本研究では, 真空中で起こる振動と物質中で起こる振動 (MSW 効果¹⁶⁾) の二種類の効果を取り入れて観測地点でのスペクトルを求めている。また, ニュートリノ振動の効果はニュートリノの質量階層 (正常階層・逆階層) によって異なるため, それぞれ異なる観測スペクトルになり, 検出数に違いが現れる。後に述べるように, 前兆ニュートリノの観測からニュートリノの質量階層を明らかにできる可能性があることを指摘しておく。

図3は親星が地球から 200 pc の距離にあると仮定したときの, ニュートリノ検出数の累積値の時間発展を表している。今回は, 水チェレンコフ型の検出器であるスーパーカミオカンデとハイパーカミオカンデ, 液体シンチレーター型である KamLAND と JUNO, そして液体アルゴン型である DUNE を用いてイベント数の見積もりを行った。液体シンチレーター型検出器は非常に低いエ

*¹ 重力崩壊中における原子核および自由陽子の電子捕獲反応 (黒色破線, 黒色一点鎖線) による電子型ニュートリノの放出数は図示されていない。これは, 中心部にトラップされた電子型ニュートリノが伝搬途中で物質によって散乱されてしまい, 星表面においてそれぞれのニュートリノの放出過程を特定することができないためである。

*² 今回の議論では各観測装置におけるバックグラウンドを無視している。

エネルギー閾値 (1.8 MeV) を持っているため、前兆ニュートリノの観測に非常に適していることがわかる。特に、JUNOについてはその体積が20,000トンと大型であるため、およそ6日 (5×10^5 秒) 前から前兆ニュートリノが検出可能であり、最終的に約200-1,000個に達すると期待される (ニュートリノの質量階層による)。時間とともに前兆ニュートリノの平均エネルギーが上昇してくると、エネルギー閾値が高い (5.3 MeV) 水チェレンコフ型の検出器でも観測が可能になる。一方で、電子型ニュートリノが主な観測対象であるDUNEはエネルギー閾値が高い (5-10.8 MeV) ため、コアバウンスのおよそ数百ms前にあたる重力崩壊中のニュートリノを主に観測することができる。前述の通り、重力崩壊中は原子核の電子捕獲反応によるニュートリノ放出が支配的であり、爆発を駆動する中心部のダイナミクスに重要な役割を果たしているため、DUNEの観測は重力崩壊中の状況を知るのに適している。また、図3の上段と下段を比較してわかる通り、DUNEにおける電子型ニュートリノの検出数は質量階層によって大きく異なるため、前兆ニュートリノの観測は質量階層の決定に貢献すると期待される。

このようにフレーバーごとに異なる観測的な重要性があり、マルチフレーバーの前兆ニュートリノ観測によってより多くの情報を得ることができる。

3. 前兆ニュートリノ観測の重要性

すでに述べた通り、前兆ニュートリノの観測は恒星進化理論の確立や超新星爆発メカニズムの解明において重要な役割を持っている。本章ではその一部を紹介する。興味を持たれた方は、Yoshida et al.¹⁷⁾, Patton et al.^{18), 19)} などの論文を読んでいただきたい。

3.1 親星の判別

恒星進化理論の確立のために重要であるのが超

新星爆発を起こす親星の判別である。特に今回注目している重力崩壊型超新星爆発については大きく分けて2種類の親星が知られている。図1にあるように、大質量星の中でも比較的軽い質量の星は中心部がネオンや酸素で構成されるようになった段階で不安定化し重力崩壊を起こす (電子捕獲型超新星爆発)。一方で、より重い質量の星は鉄で構成される中心部が重力崩壊を起こして超新星爆発に至る (鉄核崩壊型超新星爆発)。両者は進化の後半部分、特に重力崩壊直前で、まったく異なる密度や温度の進化をする¹²⁾。多くの理論研究者が数値計算を用いて二つの親星の具体的な境界質量の解明に取り組んでいるが、未だにはっきりとは定まっていない²⁰⁾。そこで、私達は温度や密度に放出率が強く依存する前兆ニュートリノの観測から両者の判別を試みた。

さきほど紹介した $15 M_{\odot}$ の星 (図2) は鉄核崩壊型の親星であるのに対し、図4にある $9 M_{\odot}$ の星が電子捕獲型の親星である。密度や温度の違いから予想されるように、両者のニュートリノ放出数は全く異なる時間発展をしていることがわかる。特に、電子捕獲型については急激な温度上昇 (重力崩壊の約60ms後) に対応する放出数の急激な上昇が見られるのが特徴的である。また、高い放出数の継続時間にも両者で違いが見られる。電子捕獲型については、温度の急上昇後に、単位時間当たりおよそ 10^{52} 個の反電子型ニュートリノ

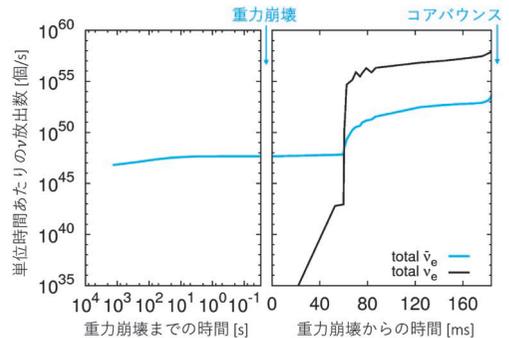


図4 初期質量 $9 M_{\odot}$ の親星からの前兆ニュートリノの放出数の時間発展。凡例については図2参照。

表1 15 M_{\odot} と9 M_{\odot} の親星からの反電子型ニュートリノの総検出数*³ (正常階層の場合). 親星までの距離は200 pcと仮定. ()内は逆階層の場合.

観測装置	15 M_{\odot}	9 M_{\odot}
SK	90 (20)	0.9 (0)
Kam	44 (10)	0.1 (0)
HK	363 (38)	12 (0)
JUNO	894 (204)	1 (0)

が放出されているのに対し、鉄核崩壊型では爆発の十数分前に同じ放出数に達している。この継続時間の違いが、両者の観測装置におけるニュートリノ検出数に大きな違いが生じる一因となる。200 pcの距離にあると仮定した両親星からの反電子型ニュートリノの総検出数を表1にまとめた*³。鉄核崩壊型親星からの反電子型ニュートリノは質量階層によらず検出することができるのに対し、電子捕獲型親星からの場合はどの観測装置でも検出が難しく、反電子型ニュートリノの検出・不検出によって両者の親星を区別できることがわかった。

3.2 超新星アラートとマルチメッセンジャー天文学

前兆ニュートリノ観測の二つ目の重要な点は、超新星爆発へ向けた「予兆」になりうることだ。超新星爆発を観測する方法はニュートリノだけではない。コアバウンス後の中心付近における非軸対称な流体運動から放出される重力波や、爆発によって放出された原子核の放射性崩壊による電磁波なども観測ターゲットである。それぞれの観測によって得ることのできる情報は異なるため、これらの観測全てを合わせた「マルチメッセンジャー天文学」が爆発メカニズムの解明に重要であり、近年多くの研究者らが議論を重ねている。しかし、重力崩壊から超新星爆発が起こるまでおよそ数時間から1日程度しか要しない上*⁴、銀河

系内で起こる超新星爆発の頻度はおよそ100年に1回とされている。将来の貴重な観測機会を逃さないために、何かしらの形で超新星爆発を「予期」することが必要である。

図3からわかる通り、反電子型ニュートリノは爆発のおよそ数日前から検出できると期待されるため、超新星アラートとして他の観測装置に対して爆発の観測に向けた準備を促すことができる。実際、観測・理論を問わない多くの研究者によって超新星アラートの発信を目的としたSNEWS (SuperNova Early Warning System)²¹⁾が組織され、前兆ニュートリノの観測を用いたアラートシステムなどが具体的に議論され始めている。

4. おわりに

これまで述べてきた通り、低エネルギーニュートリノの観測技術が発展したことにより、新しく「前兆ニュートリノ」の観測が視野に入ってきた。そして、私達の研究によって、前兆ニュートリノの現実的な理論予想が整いつつある。その上で疑問となるのは「本当に前兆ニュートリノが観測できるのか?」ということである。これまでの議論では親星までの距離を200 pcとしてきたが、これは遠くない将来に超新星爆発を起こすであろう親星として最も有名なベテルギウスの距離に対応している。前兆ニュートリノの検出可能距離とされる1 kpc以内²²⁾には、ベテルギウスを含めたおよそ40個程度の爆発候補天体がある²³⁾。電磁波などの観測と比較すると非常に短い検出可能距離であり候補天体も少ないため、現状での観測は私達の運次第になってしまいそうだ。しかし、低エネルギーニュートリノの検出技術は発展途上であり、前兆ニュートリノの検出可能性にはまだまだ伸びる余地がある。例えば、暗黒物質の検出などに用いられている原子核の反跳では数keVの非常に低いエネルギー閾値が実現

*³ 見積もりには陽子の逆 β 崩壊のみを用いている。

*⁴ ただし半径の非常に小さいWR星などの場合には数分で爆発する可能性もある。

可能であり、前兆ニュートリノの観測に適している。現在、DarkSide-50²⁴⁾をはじめとする反跳を用いた様々なプロジェクトが計画され、こういった観測装置での前兆ニュートリノの検出可能性についても議論され始めている²⁵⁾。これからのさらなるニュートリノ観測技術の発展に期待したい。将来実現されるであろう前兆ニュートリノの観測は、1987年の超新星ニュートリノの初検出と同様に貴重な情報と非常に大きなインパクトを私達に与えてくれるに違いない。

謝辞

本稿の内容は主に2015年と2017年に筆者らが発表した投稿論文^{12), 13)} および博士論文に基づいている。興味を持たれた方はそちらを参照していただきたい。これらの論文を出版するにあたり有意義な議論をさせていただいた、山田章一教授をはじめとする共著者の皆様にこの場をお借りして感謝したい。また、本稿の執筆にあたり、長倉洋樹氏、福島光博氏と本稿の執筆を助めていただいた中村航氏、校閲を担当してくださった富田賢吾氏からコメントをいただいた。

参考文献

- 1) Hirata, K., et al., 1987, *Phy. Rev. Letters*, 58, 1490
- 2) Beacom, J. F., et al., 2004, *Phy. Rev. Letters*, 93, 171101
- 3) 山田章一, 2016, *超新星* (日本評論社)
- 4) Abe, K., et al., 2014, *NIMPA*, 737, 253
- 5) Berger, B. E., et al., 2009, *JInst*, 04, 04017
- 6) Abe, K., et al., 2018, *arXiv*, 1805.04163
- 7) An, F., et al., 2016, *JPhG*, 43, 030401
- 8) Acciarri, R., et al., 2016, *arXiv*: 1601.05471
- 9) Akimov, D., et al., 2017, *Science*, 357 (6356), 1123
- 10) Takahashi, K., et al., 2013, *ApJ*, 771, 28
- 11) Takahashi, K., et al., 2019, *ApJ*, 871, 153
- 12) Kato, C., et al., 2015, *ApJ*, 808, 168
- 13) Kato, C., et al., 2017, *ApJ*, 848, 48

- 14) Nagakura, H., et al., 2014, *ApJS*, 214, 16
- 15) Wallace, J., et al., 2016, *ApJ*, 817, 182
- 16) Wolfenstein, L., 1978, *Phy. Rev. D*, 17, 2369
- 17) Yoshida, T., et al., 2016, *Phy. Rev. D*, 93, 123012
- 18) Patton, K. M., et al., 2017, *ApJ*, 840, 2
- 19) Patton, K. M., et al., 2017, *ApJ*, 851, 6
- 20) Doherty, C. L., et al., 2017, *PASA*, 34, e056
- 21) Antonioli, P., et al., 2004, *NJPh*, 6, 114
- 22) Asakura, K., et al., 2016, *ApJ*, 818, 91
- 23) Nakamura, K., et al., 2016, *MNRAS*, 461, 3296
- 24) Agnes, P., et al., 2018, *Phy. Rev. D*, 98, 102006
- 25) Raji, N., et al., 2019, submitted (arXiv: 1905.09283)

Presupernova Neutrino Emission from Massive Stars and Its Observational Importance

Chinami KATO

Department of Aerospace Engineering, Graduate School of Engineering, Tohoku University, 6-6-01 Aramaki-Aza-Aoba, Aoba-ku, Sendai, Miyagi 980-8579, JAPAN

Abstract: Almost thirty years have passed since the successful detection of supernova neutrinos from SN1987A. In the last decades, remarkable progress has been made in the detection technique of neutrinos, which may be capable of detecting neutrinos from other sources. One of the candidates is “presupernova neutrinos”. They are emitted from a core of a massive star, but prior to core bounce of the core. Since neutrinos can escape from the core freely, they carry information about the stellar structure, directly. Thus, presupernova neutrinos may play an important role to verify our understanding of stellar evolution for massive stars. We have calculated number luminosities and spectra of presupernova neutrinos based on the state-of-the-art stellar models, and estimated their detectability. Future observations of presupernova neutrinos will make a great impact on the entire astrophysical community as much as SN1987A event.