

# 超新星背景ニュートリノと宇宙の化学進化

持田 恵里 (東京理科大学大学院 理工学研究科)

## Abstract

初期質量が約  $10M_{\odot}$  以上の大質量星は恒星の進化の最後に重力崩壊型の超新星爆発を引き起こす。これにより超新星ニュートリノが放出され、宇宙が誕生してから現在までの間に起こった超新星爆発によって放出された超新星ニュートリノは背景放射として現在の宇宙を満たしていると考えられている。これを超新星背景ニュートリノと言い、ニュートリノ検出器ではバックグラウンドとして検出されることが期待されている。超新星背景ニュートリノは様々な親星を起源とする超新星ニュートリノの重ね合わせであるため、本研究では親星モデルの多様性も考慮し、Super-Kamiokande での超新星背景ニュートリノの検出数を計算した。重力崩壊する星の数は宇宙全体で生まれる星の質量に依存する。そして、重力崩壊した星が超新星爆発をするかブラックホールになるかは星の含む金属量によって決まり、宇宙全体の金属量は宇宙の進化に伴って増加する。そのため、採用する宇宙の星形成史や化学進化のモデルの違いによる影響についても調べた。また、超新星爆発のメカニズムは未だ解明されていないため、コア内部で衝撃波が復活するタイミング (衝撃波復活時間) の不定性についても調べた。その結果、現在観測可能な  $18 \sim 26$  MeV のエネルギーレンジでは、採用する星形成史のモデルによる違いや衝撃波復活時間の不定性が大きく影響し、それよりも低いエネルギーレンジでは採用する星形成史のモデルによる違いが大きく影響することがわかった。こうした低いエネルギーのニュートリノは、一般に、検出器にガドリニウムを入れることで観測可能になると考えられている。

## 1 Introduction

初期質量が約  $10M_{\odot}$  以上の大質量星は恒星の進化の最後に重力崩壊型の超新星爆発 (SN) を引き起こし、超新星ニュートリノを放出する。爆発が近傍の銀河で起こった場合、ニュートリノは検出器によって検出される。超新星爆発の頻度は一つの銀河では数十年に一度であるが、宇宙全体において宇宙が誕生してから現在までの間には多数の爆発が起きていると考えられる。その上、ニュートリノはほとんど物質と反応しないことから、過去の超新星爆発によって放出されたニュートリノは重ね合わさり、背景放射として現在の宇宙を満たしていると考えられている。これを超新星背景ニュートリノと言う。この超新星背景ニュートリノは検出器ではバックグラウンドとして検出できると期待されており、本研究では銀河の金属量進化などの不定性を考慮して Super-Kamiokande (1 年) での超新星背景ニュートリノの検出数を計算した。

## 2 Set up

### 2.1 親星モデル

超新星背景ニュートリノは様々な親星を起源とする超新星ニュートリノの重ね合わせであるため、Nakazato et al. (2013) より、親星モデルとして表 1 の 8 つを考える。 $(M_{\text{inti}}, Z) = (30M_{\odot}, 0.004)$  はコアの質量が中性子星になる最大質量を超えるためブラックホール (BH) になるとする。また、未解明である爆発メカニズムに対応するパラメータとして、衝撃波が途中で失速してから復活するまでにかかる時間 (衝撃波復活時間)  $t_{\text{revive}}$  の不定性を考慮する。 $t_{\text{revive}} = 100, 200, 300$  ms とする。(Nakazato et al. 2013)

表 1: 親星モデル

	$Z=0.02 (Z_{\odot})$	$Z=0.004 (Z_{\odot}/5)$
$M_{\text{inti}} = 13M_{\odot}$	SN	SN
$20M_{\odot}$	SN	SN
$30M_{\odot}$	SN	BH
$50M_{\odot}$	SN	SN

## 2.2 計算式

超新星背景ニュートリノフラックスは、

$$\frac{dF(E_\nu)}{dE_\nu} = c \int_0^{z^{\max}} dz \frac{dt}{dz} \frac{dN}{dE'_\nu} \frac{dE'_\nu}{dE_\nu} R_{\text{CC}}(z) \quad (1)$$

を用いて計算する。ここで、宇宙論パラメータは  $H_0 = 70 \text{ km/s/Mpc}$ ,  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Omega_\Lambda = 0.7$  とする。Neutrino number spectrum  $\frac{dN}{dE'_\nu}$  は Supernova Neutrino Database (Nakazato et al. 2013) より用いた。また、本研究では各親星モデルからのフラックスを Initial Mass Function (IMF)、金属量進化で重みづけして足しあげることで親星モデルの多様性や金属量進化を考慮する。IMF は Salpeter IMF を用いる。Total core-collapse rate  $R_{\text{CC}}$  は  $R_{\text{CC}}(z) = \zeta_{\text{CC}} \dot{\rho}_*(z)$  で表され、 $\zeta_{\text{CC}} = \frac{\int_{M_{\text{min}}}^{M_{\text{max}}} \psi(M) dM}{\int_{0.1 M_\odot}^{100 M_\odot} M \psi(M) dM}$  は conversion coefficient、 $\dot{\rho}_*(z)$  は Star Formation Rate (SFR) を表す。検出器における陽電子のスペクトルは、

$$\frac{dN_{e^+}(E_{e^+})}{dE_{e^+}} = N_t \sigma(E_{\bar{\nu}_e}) \frac{dF(E_{\bar{\nu}_e})}{dE_{\bar{\nu}_e}} \quad (2)$$

を用いて計算する。Super-Kamiokande (22.5kton) の陽子ターゲット数は  $N_t = 1.5 \times 10^{33}$  で、 $\sigma(E_{\bar{\nu}_e})$  は逆  $\beta$  崩壊の反応断面積である。陽電子のエネルギーは  $E_{e^+} = E_{\bar{\nu}_e} - 1.293 \text{ MeV}$  で与えられる。ニュートリノ振動の質量階層は Normal hierarchy と Inverted hierarchy を計算する。

SFR は Hopkins & Beacom (2006), Drory & Alvarez (2008), Kobayashi et al. (2013) を用いる。また、本研究では各 redshift ごとに金属量が進化していくことを考慮するため、Langer & Norman (2006), Drory & Alvarez (2008) + Maiolino et al. (2008) の金属量進化をもとに  $Z = 0.02, 0.004$  の 2 モデルで分けた。SFR、金属量進化の redshift 依存性はそれぞれ 図 1、図 2 となる。

## 3 Results and Discussion

### 3.1 各親星モデルからの寄与

各親星モデルからのスペクトルへの寄与を、 $Z = 0.02, 0.004$  で金属量が進化しないそれぞれの場合について 図 3 に表した。初期質量の大きい星は星 1 個あ

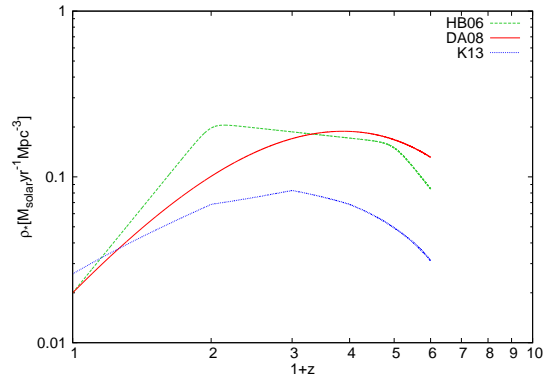


図 1: SFR の redshift 依存性。dashed, solid, dotted lines はそれぞれ Hopkins & Beacom (2006), Drory & Alvarez (2008), Kobayashi et al. (2013) を表す。

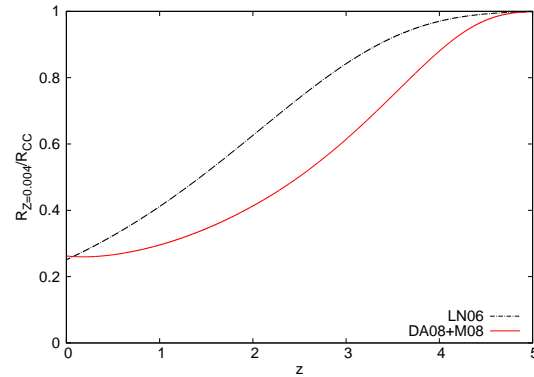


図 2: 金属量進化の redshift 依存性。 $Z = 0.02, 0.004$  の 2 モデルで分けたときの  $Z = 0.004$  の割合を表す。dot-dashed, solid lines はそれぞれ Langer & Norman (2006), Drory & Alvarez (2008) + Maiolino et al. (2008) を表す。

たりのニュートリノ放出量が多いが星の数が少なく、初期質量の小さい星は星 1 個あたりのニュートリノ放出量は少ないが星の数が多いため、初期質量が小さい方が足し合わせたときのスペクトルへの寄与は大きくなっている。また、BH になる場合は SN になる場合と比べて潰れるまでに放出するニュートリノの量が多いため、BH になる  $(M_{\text{inti}}, Z) = (30 M_\odot, 0.004)$  の検出数が  $(30 M_\odot, 0.02)$  の検出数に比べて大きくなっている。本研究ではこれを各 redshift ごとに 図 2 で表した割合で足し合わせ、金属量進化の依存性と他の要素の依存性とを比較する。

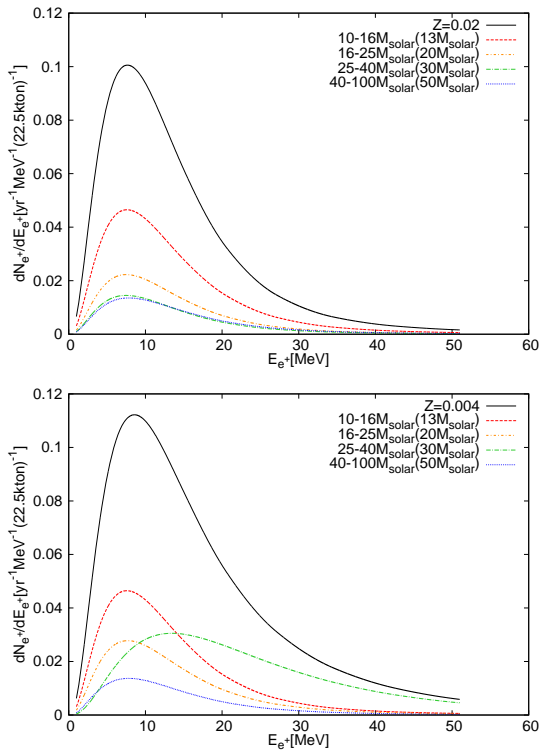


図 3: 各親星モデルからのスペクトルへの寄与。金属量  $Z = 0.02$ (上),  $0.004$ (下)。solid, dashed, short-dot-dashed, long-dot-dashed, dotted line はそれぞれ Total,  $13M_{\odot}$ ,  $20M_{\odot}$ ,  $30M_{\odot}$ ,  $50M_{\odot}$  を表す。SFR は Drory & Alvarez (2008)、 $t_{\text{revive}} = 200\text{ms}$ 、Normal を用いた。

### 3.2 金属量進化の依存性

図 4 では、金属量進化の依存性と SFR 依存性を比較している。金属量進化については、図 2 で示したモデルを用い、SFR については、図 1 で示したモデルを用いている。モデルの違いによる検出数の差は SFR の方が大きい、金属量が進化しない場合 ( $Z = 0.004, 0.02$  のみの場合) を考えると金属量進化の不定性も大きくなる。また、現在 Super-Kamiokande で背景ニュートリノを検出できるのは  $18 \sim 26 \text{ MeV}$  であり、このエネルギーレンジでは SFR の不定性と金属量が進化しない場合の不定性は同程度になることがわかる。一方、検出器にガドリニウムを入れることでより低いエネルギーレンジも検出できるようになると考えられており、低いエネルギーレンジで

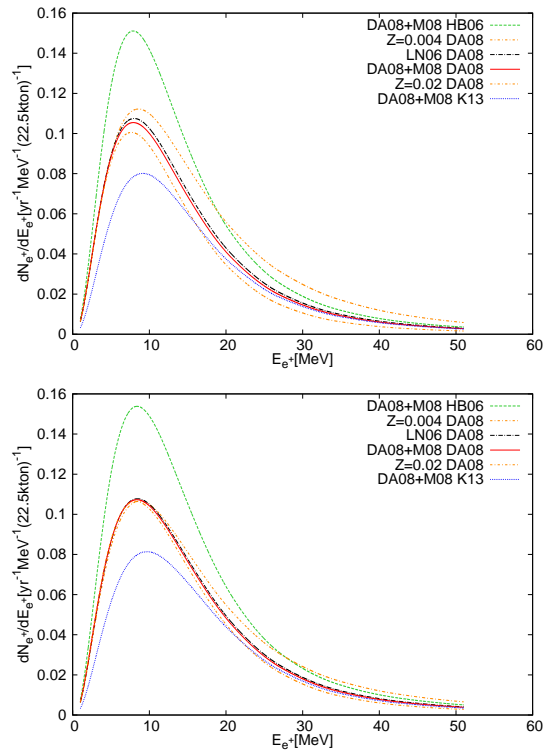


図 4: 金属量進化の依存性と SFR 依存性との比較。Normal(上), Inverted(下)。dashed, solid, dotted line は SFR のモデルの違いを表し、それぞれ Hopkins & Beacom (2006), Drory & Alvarez (2008), Kobayashi et al. (2013) に対応する。long-dot-dashed, solid line は金属量進化のモデルの違いを表し、それぞれ Langer & Norman (2006), Drory & Alvarez (2008) + Maiolino et al. (2008) に対応する。short-dot-dashed line は金属量が進化しない場合 ( $Z = 0.004, 0.02$  のみの場合) を表している。

は SFR の不定性の方が大きいことがわかる。

図 5 では、金属量進化の依存性と  $t_{\text{revive}}$  依存性を比較している。金属量進化の依存性については図 4 と同様である。 $t_{\text{revive}}$  依存性については、衝撃波が復活するまでに降着する物質の解放する重力ポテンシャルがニュートリノのエネルギーに変わることから、 $t_{\text{revive}}$  が大きいほど平均エネルギーは大きくなり、検出数も増える傾向がある。(Nakazato 2013) SFR 依存性との比較と同様に金属量が進化しない場合も考えると、 $18 \sim 26 \text{ MeV}$  では不定性は同程度であり、より低いエネルギーレンジにおいても Normal では不定

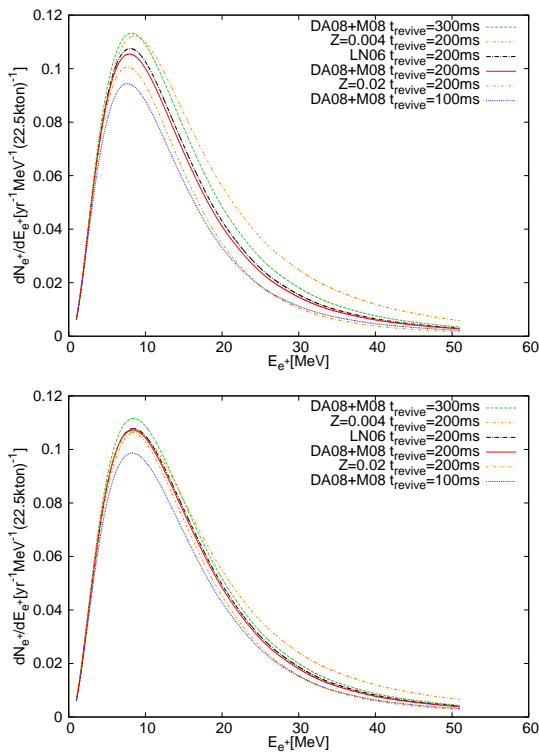


図 5: 金属量進化の依存性と  $t_{\text{revive}}$  依存性との比較。Normal(上), Inverted(下)。dashed, solid, dotted line は  $t_{\text{revive}}$  のモデルの違いを表し、それぞれ  $t_{\text{revive}} = 300\text{ms}$ ,  $200\text{ms}$ ,  $100\text{ms}$  に対応する。long-dot-dashed, solid line は金属量進化のモデルの違いを表し、それぞれ Langer & Norman (2006), Drory & Alvarez (2008) + Maiolino et al. (2008) に対応する。short-dot-dashed line は金属量が進化しない場合 ( $Z=0.004$ ,  $0.02$  のみの場合) を表している。

性は同程度であることがわかる。Inverted では少し  $t_{\text{revive}}$  の不定性の方が大きいことがわかる。

## 4 Conclusion

現在 Super-Kamiokande で検出可能なエネルギーレンジでは、金属量が進化しない場合の不定性、SFR の不定性、 $t_{\text{revive}}$  の不定性は同程度であることが分かった。一方、ガドリニウムを入れることで検出可能になると考えられているより低いエネルギーレンジでは SFR の不定性に比べて他の不定性が小さく、背景ニュートリノから星生成史を探る上で有利であ

ることが分かった。また、金属量進化を考える場合、その不定性はかなり小さくなることが分かった。

## Reference

- A.M.Hopkins. and J.F.Beacom. 2006. *Astrophys.J.* 651:142-154
- K.Nakazato. 2013. *Phys.Rev.* D88 083012
- K.Nakazato. K.Sumiyoshi. H.Suzuki. T.Totani. H.Umeda. and S.Yamada. 2013. *Astrophys.J.Suppl.Ser.* 205:2
- M.A.R.Kobayashi. Y.Inoue. and A.K.Inoue. 2013. *Astrophys.J.* 763:3
- N.Drory. and M.Alvarez. 2008. *Astrophys.J.* 680:41-53
- N.Langer. and C.A.Norman. 2006. *Astrophys.J.* 638:L63-L66
- R.Maiolino. T.Nagao. A.Grazian. F.Cocchia. A.Marconi. F.Mannucci. A.Cimatti. A.Pipino. S.Ballero. F.Calura. C.Chiappini. A.Fontana. G.L.Granato. F.Matteucci. G.Pastorini. L.Pentericci. G.Risaliti. M.Salvati. and L.Silva. 2008. *A&A* 488,463-479