태양중성미자

DOI: 10.3938/PhiT.26.012

박 태 선

Neutrinos from the Sun

Tae-Sun PARK

How the Sun and other stars make energy? Hans Bethe has answered this question by showing that two main series of nuclear reactions, the pp chain and the CNO cycle occur in stars. The former is the main sequence for the Sun, and the latter is that for heavier stars. Detailed calculations of these processes enable us to figure out how many neutrinos will come from the Sun. When measured, however, only one-third of the predicted number of neutrinos is measured. This discrepancy is known as the “solar neutrino problem,” and Hans Bethe figured out, when he was in his eighties, that this problem could not be solved within the standard model where neutrinos are treated as massless particles. Indeed, the solar neutrino problem has been resolved with the findings that neutrinos have non-vanishing masses and oscillations occur among different species of neutrinos. In this article, we will review the nuclear reactions that occur in the Sun, and the aspects of the resulting neutrinos.

태양은 현재 매초 약 3.8×10^{26} 줄(J)의 에너지를 방출하고 있다. 아인슈타인의 공식($E = mc^2$)에 대입해보면 매초 약 430만 톤의 질량이 에너지로 변환되고 있다. 이렇게 어마어마한 양의 에너지는 어디서 오는 걸까?

1906년에 출생한 한스 베테(Hans Bethe)가 십대였을 1920년 초, 태양 등 별에서 에너지가 어떻게 생성되는가는 큰 수수께끼였다. 1920년대에 들어서, 애스턴(Faancis Aston)은 질량

분석기를 개발하여 헬륨 원자의 질량이 수소 원자 4개의 질량보다 약간 가벼움을 보여주었다. 헬륨 원자의 핵인 알파 입자의 질량이 양성자 4개의 질량보다 26 MeV 정도 가벼운데, 이는 알파 입자 질량의 약 0.7%에 해당한다. 이때는 아직 중성자가 발견되기 전인데, 애스턴의 이 발견 직후, 에딩턴(Arthur Eddington)은 수소가 헬륨으로 전환되는 과정에서 태양의 에너지가 나온다고 제안하였다.

한편 태양의 나이는 약 46억 년이며 앞으로 63억 년을 더 산다고 한다. 수소폭탄의 폭발이 순식간에 일어난다는 것을 생각한다면 태양 내부의 핵융합 반응이 이토록 오랜 시간 동안 지속된다는 것은 굉장히 놀라운 사실이다. 즉, 무엇인가가 태양 내부에서 핵반응 속도를 극도로 억제하고 있다는 것을 의미한다. 그러면 무엇이 태양 내부에서 일어나는 핵반응의 속도를 그토록 천천히 일어나게 만드는 것일까? 그것은 (양전하 간의) 쿨롱 반발력, 그 쿨롱 반발력을 이겨내기엔 상대적으로 낮은 태양 내부의 온도, 그리고 (베타붕괴를 일으키는) 약한 상호작용의 “약함”이 될 것이다.

1920년대에는 태양 내부에서 일어나는 이러한 핵반응 현상을 제대로 이해하지 못하였다. 그러나 이후 10년 동안 양자역학이 정립되어졌고, 중성자와 양성자의 발견으로 인해 핵물리학이 크게 발전하였다. 이 과정에서 핵과 별에 관한 많은 연구가 한스 베테에 의해 이루어졌다.^[1,2]

태양은 어떻게 빛나는가?

태양 질량의 약 73%는 핵융합 에너지원으로 작용하는 수소 원자로 되어 있고, 나머지 약 25%는 헬륨이며, 그 외 1~2%의 다른 무거운 원소들로 구성되어 있다. 태양이 빛나는 것은, 수소 원자의 핵인 양성자 네 개가 핵반응을 통해 알파입자로 변환되는 과정에서 방출되는 에너지에 기인한다. 그러나 이때,

저자약력

박태선 박사는 1994년 서울대 물리학과에서 이학박사학위를 취득하였고, 현재 성균관대학교 기초과학연구소의 수석연구원으로 재직 중이다. (taesunpark@skku.edu)

REFERENCES

- [1] H. A. Bethe and C. L. Critchfield, Phys. Rev. **54**, 248 (1938).
- [2] H. A. Bethe, Phys. Rev. **55**, 434 (1939).

네 개의 양성자가 핵반응을 일으킬 만큼 동시에 가까운 거리에 모일 확률은 완전히 무시해도 좋을 만큼 적다. 따라서 수소의 핵융합 반응은 여러 단계에 걸쳐 일어나게 되는데, 그 중 가장 기본적인 반응은 양성자 두 개가 모여 하나의 중양성자(D) 핵을 만드는 과정인데, 이때 전하 보존의 법칙을 만족하기 위해 양전자(e^+) 하나가 튀어 나와야 하며, 또 렙톤(lepton) 수가 보존되기 위해 하나의 전자 중성미자(ν_e)도 나와야 한다. 이 반응을 식으로 표현하면 아래와 같다.

핵반응 치고는 무척이나 간단한 이 반응은 pp 반응이라 부르며, 태양의 연소과정에 있어 가장 중요한 역할을 한다.

위 pp 반응이 일어나기 위해서는 두 양성자 사이에 작용하는 쿨롱 반발력을 이겨내야 한다. 따라서 핵력이 미치는 1 fermi(10^{-15} m)까지 접근할 수 있는 초기 운동에너지가 필요하다. 보다 정량적으로 이야기하면, 이 정도 떨어져 있는 두 양성자의 쿨롱 척력에 대한 위치에너지는 2.3×10^{-13} J이며, 이를 미시세계에서 편리한 단위인 eV, 즉, 전자볼트로 나타내면 1.4×10^6 eV에 해당한다. 한편 태양 중심부의 온도는 약 1,600만도인데, 이 온도에 해당하는 입자당 평균 운동 에너지는 $\frac{3}{2} k_B T \approx 2,100$ eV로 주어진다(여기서 $k_B = 8.617 \times 10^{-5}$ eV/K로 볼츠만 상수를 나타낸다). 즉, 태양 내부의 온도는 쿨롱 척력을 극복하는데 필요한 온도의 약 천분의 일밖에 되지 않는다. 물론, 어떤 주어진 온도에서 입자들의 운동에너지가 모두 동일하지 않고 볼츠만 곡선의 분포를 가지며, 따라서 온도가 낮더라도 아주 높은 운동에너지를 가지는 부분도 있다. 하지만 에너지가 평균보다 천배나 클 확률은 실질적으로 0이라 볼 수 있다. 따라서 태양 내부는 수소를 태우는 핵융합 반응을 일으키기에는 온도가 너무 낮다.

그러면 태양에서의 핵반응은 어떻게 일어나는 것일까? 그 해답은 양자 터널링 현상에 있다. 터널링 현상이란 고전 역학적으로 넘을 수 없는 장벽을 확률이 낮은 하지만 뛰어 넘는 양자역학적인 현상이다. 이러한 터널링은 슈뢰딩거 방정식을 통해서 정량적으로 계산할 수 있다. 수소 핵들 간의 상호작용은, 짧은 거리에서만 작용하는 핵력과 먼 거리에도 작용하는 쿨롱 척력의 합으로 주어진다. 이 합이 포텐셜 장벽을 형성하는데, 수소의 운동에너지가 장벽의 높이보다 약 천 분의 일 정도로 작아도 양자역학적으로는 뚫고 들어갈 수 있는 확률이 있다는 것이다. 이를 터널링 효과라고 한다.

이렇게 힘들게 두 양성자가 포텐셜 장벽을 넘고 가깝게 모였을 때 어떤 핵반응이 어떻게 일어나는 것일까? 양성자 두 개가 모이면 질량수가 2이고 전하가 2인 핵, 즉 ${}^2\text{He}$ 가 만들어

져야 하는데, 이런 핵은 존재하지 않는다. 대신 가까이 다가온 두 양성자 중의 한 양성자가 베타 붕괴를 일으키고 중성자가 된 후 이 중성자와 양성자가 중양성자를 이룬다고 설명할 수 있다.

이 과정을 이해하기 위하여, 우선 중성자의 베타 붕괴를 알아보자. 자연 상태의 중성자가 홀로 있을 때에는 약 611초의 반감기를 갖고, 다음과 같이 양성자와 전자, 그리고 반 전자중성미자로 붕괴한다.

여기서 0.782 MeV라는 값은 중성자의 질량이 양성자의 질량보다 약 1.293 MeV 만큼 더 무겁고 전자의 질량이 0.511 MeV인 것을 생각하면 이해할 수 있다. 이 중성자 붕괴는 약한 상호작용에 의해 기술된다. 이제 위 반응의 반대 반응을 생각해보자. 시간을 거꾸로 달리는 것이 반입자라는 파인만의 해석을 생각해보면,

이 된다. 즉, 이 반응은 흡열 반응으로 0.782 MeV의 에너지가 바깥에서 주어지지 않으면 일어나지 않는다. 여기서 다시 양자역학은 불가능해 보이는 것을 가능하게 만든다. 즉 하이젠베르크의 시간과 에너지에 대한 불확정성은 $\Delta t \cdot \Delta E \geq \hbar/2$ 으로 주어지는데, 이는 에너지 보존 법칙이 짧은 시간 Δt 동안에는 깨질 수 있음을 의미한다. 즉, 바깥에서 $\Delta E = 0.782$ MeV의 에너지가 주어지지 않더라도, 위 반응이 일어나고, 이때 만들어진 중성자가 $\Delta t \sim \hbar/(2\Delta E)$ 보다 더 빨리 다른 양성자와 결합하여 중양성자를 생성할 수 있다. 즉,

의 반응이 일어나는 것이다.

이처럼 생성된 중양성자가 $D + D \rightarrow {}^4\text{He} + \gamma$ 반응을 통해 헬륨 원자핵이 되는 과정을 생각할 수 있겠지만, 별 안에서는 이런 반응은 거의 일어나지 않는다. 별 안에서 만들어지는 D 의 양이 많지 않아서 하나의 D 가 또 하나의 D 를 만나서 충돌하여 ${}^4\text{He}$ 이 만들어질 확률은 D 가 양성자와 만나서 ${}^3\text{He}$ 가 될 확률보다 훨씬 작기 때문이다. 실제로 수소 융합 반응의 최종 결과물인 알파입자에 이르기까지 다음의 여러 핵반응들이 일어난다. $D + p \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma + 5.49 \text{ MeV}$ 반응을 통하여 ${}^3\text{He}$ 핵을 만들고, 이 ${}^3\text{He}$ 핵은 ${}^3\text{He} + {}^3\text{He} \rightarrow {}^4\text{He} + p + p$ (pp I branch)으로 변환되거나 ${}^3\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^7\text{Be} + \gamma$ 반응을 통해 ${}^7\text{Be}$ 를 생성하고, 이 ${}^7\text{Be}$ 는 다시 양성자 하나와의 핵반응을 통

Fig. 1. Nuclear pp chain reactions that occur in the Sun and their branching ratios.^[3] The branching ratio of the ${}^3\text{He} + p$ reaction is less than 0.01%.

해 두 개의 헬륨 핵을 만든다(pp-II and pp-III branches). 이러한 양성자 융합 반응 과정을 pp 체인(pp chain)이라 부르는데, 이 pp 체인은 태양 정도 크기의 별 또는 태양보다 작은 별의 에너지 생성을 잘 설명한다. 이 pp 체인은 그 후 꾸준히 연구되어 왔으며, 그림 1에 나타내었다. 위의 pp 체인 반응들을 잘 살펴보면, 중간에 ${}^7\text{Be}$, ${}^7\text{Li}$, ${}^8\text{B}$ 등의 원소들이 생기기는 하지만 이들은 다시 알파입자로 붕괴해 결과적으로

가 됨을 알 수 있다. 알파입자 한 개가 만들어질 때마다 26.732 MeV의 에너지가 방출된다.

그림 1에 나와 있는 여러 반응 중에서, 앞서 기술한 pp 반응, 즉 $p + p \rightarrow D + e^+ + \nu_e$ 은 쿨롱 척력과 약한 상호작용의 “약함”을 동시에 받아 그 산란단면적(두 입자의 충돌 또는 상호작용이 일어날 확률을 나타내는 물리량)의 크기가 극단적으로 작은 반응이다. 이 반응은 전체 태양 연소 반응에 있어 병목 현상이 일어나는 곳이며, 결과적으로 태양에서 일어나는 전체 핵반응 속도를 결정하여 태양이 약 100억 년 동안 탈 수 있게 한다.

그러나 어떤 별의 내부 온도가 태양의 중심 온도보다 더 높다면 수소연소반응의 메커니즘은 pp 체인에서 CNO 사이클이라 부르는 새로운 사이클로 옮겨간다. 이 CNO라는 이름은 “탄소-질소-산소”를 의미하는데, 이러한 원소들이 수소연소반응의 촉매역할을 한다. 이 CNO 사이클은 원자량이 큰 원소들의 반응이므로 쿨롱 척력이 더 크고 따라서 더 높은 온도를 필요로 하지만, 위에 설명한 아주 느린 pp 반응은 없다. 이 CNO 사이클 또한 pp 체인과 마찬가지로 네 개의 양성자를 융합시켜 하나의 알파를 만드는 동안 ${}^{13}\text{N} \rightarrow {}^{13}\text{C} + e^+ + \nu_e$ 반응과 ${}^{15}\text{O} \rightarrow {}^{15}\text{N} + e^+ + \nu_e$ 반응을 통해 두 개의 중성미자를 발생시킨다. 이들 반응들은 약한 상호작용에 의해 일어나지만 쿨롱 척력에 의해 억제되지는 않는다. 한편 다른 반응들은 쿨롱 척력에 의해 억제되지만 약한 상호작용은 아니다. 베테는 이 CNO

사이클에 관련된 여러 핵반응 과정을 (컴퓨터도 없던 당시에) 매우 정확히 계산하여, 별 내부의 온도가 1700만도 이상이면 CNO 사이클에 의한 수소 핵융합이 주된 과정이고, 그 이하의 온도에서는 주로 pp 체인에 의해 수소 핵융합이 일어남을 보인다. 예를 들어, 별 내부의 온도가 1570만도 정도인 태양의 경우에는 pp 체인이 주된 반응이다.

바이제커(Carl von Weizsacker)의 제안에 따라 한스 베테는 가모프(George Gamow)의 대학원생인 크리치필드(Chales Critchfield)와 함께 이러한 수소 융합 반응의 속도를 계산했다.^[1] 그들은 여러 핵반응들의 반응 속도를 태양 내부 온도의 함수로 비교적 정확하게 계산했지만 태양 내부의 온도가 잘 알려져 있지 않아서, 태양의 광도를 계산한 결과가 알려진 태양 광도와 일치하지 않았다. 하지만 1938년 3월 가모프가 워싱턴에서 주최한 회의에 베테가 참석하여 그 곳에서 태양의 내부 온도에 대한 새로운 추정치를 듣고, 이 추정치를 자신의 계산에 활용한 결과 태양 광도의 측정치와 잘 일치하는 태양 광도를 얻을 수 있었다. 드디어 인류가 태양의 에너지 발생 과정을 이해하기 시작한 시점이라 할 수 있다. 이처럼 pp 체인과 CNO 사이클에 대한 정확한 계산으로 태양의 에너지 발생 과정을 밝힌 공로로 베테는 1967년에 노벨상을 받는다.

태양 중성미자 문제

이제껏 태양에너지가 수소의 핵융합 과정으로부터 생긴다는 것을 보았다. 이런 과정에서 많은 감마선들이 발생한다. 그러나 이 감마선들은 태양 내부 플라스마 상태의 가스들과 수없이 많은 충돌을 하므로 태양 바깥으로는 못 나온다. 그러나 태양 내부 핵반응에서 생기는 중성미자는 거의 아무런 방해받지 않고 그대로 태양 바깥으로 방출된다. 따라서 태양 내부에서 일어나는 핵반응에 대한 정보를 갖고 나오는 중성미자를 관측하면, 태양 내부에서의 핵반응 모델을 검증할 수 있다. 그림 2는 pp 체인에 의해 생기는 전자중성미자의 에너지 스펙트럼에 대한 이론치를 보여준다. 태양 내부 모델과 더불어 pp 체인, CNO 사이클을 계산함으로써 태양 내부에서 생성되는 전자중성미자의 스펙트럼을 예측할 수 있다. 중성미자를 측정하려는 노력은 1960년대 후반부터 이루어졌다.

레이먼드 데이비스(Raymond Davis)와 동료들은 미국 사우스 다코타(South Dakota) 주의 폐광된 Homestake 금 광산의 지하 1,478미터에서 중성미자를 측정하였다.^[3] 이 측정에 사용

REFERENCES

- [3] K. Kubodera and T.-S. Park, Ann. Rev. Nucl. Part. Sci. **54**, 19 (2004).

Fig. 2. Energy distributions of solar neutrinos due to pp chain reactions. Continuous spectra are in the unit of $[1/\text{cm}^2/\text{s}/\text{MeV}]$, and discrete spectra are in $[1/\text{cm}^2/\text{s}]$.

된 핵반응은 $\nu_e + {}^{37}\text{Cl} \rightarrow {}^{37}\text{Ar} + e^-$ 이었다. 즉 태양에서 날아온 전자중성미자가 염소와 충돌하여 자연상태에서는 존재하지 않는 ${}^{37}\text{Ar}$ 동위원소를 만들게 하고, 이렇게 생성된 ${}^{37}\text{Ar}$ 의 양을 측정함으로써 태양 중성미자의 양을 추정하였다. ${}^{37}\text{Ar}$ 동위원소의 반감기는 약 35일이다. 중성미자가 다른 물질과 반응하는 그 정도가 매우 약하기 때문에, 충분한 실험결과를 얻기 위해서는 아주 많은 양의 염소(${}^{37}\text{Cl}$)가 필요하다. 이 실험에서는 약 40만 톤의 CCl_4 화합물을 사용하였는데, 이 화합물은 드라이 크리닝 세제로 널리 사용되는 물질이다. 이 실험 결과는 굉장히 놀라웠는데, 이론에 의해 예측된 중성미자 양의 1/3 정도만 검출되었기 때문이다. 이 실험결과와 이론 예측치 사이의 차이를 어떻게 이해할 수 있을까? 아마 가장 쉽게 의심할 수 있는 것은 이론치일 것이다. 실제로 $\nu_e + {}^{37}\text{Cl} \rightarrow {}^{37}\text{Ar} + e^-$ 반응은 중성미자의 에너지가 0.814 MeV 이상일 때만 일어날 수 있어, 가장 많은 중성미자를 생산하는 pp 반응을 검증하지 않는다. 대신 이 실험으로 검출되는 중성미자는 주로 ${}^8\text{B}$ 의 베타붕괴에서 생성된 중성미자이며, 그 외 약간의 pep, ${}^7\text{Be}$, CNO 중성미자를 포함한다. 초기에는 이러한 핵반응들에 대한 이론치에 많은 사람들이 의구심을 가졌었다. 하지만 한스 베테를 포함한 많은 핵물리학자들의 노력에 힘입어 위의 이론치들의 신뢰감을 높여졌다. 여러 반응 중에서도, 중성미자를 많이 내는 ${}^7\text{Be}(p, \gamma) {}^8\text{B}$ 반응이 중요하여 실험과 이론 양쪽으로 많은 연구가 이루어졌다.^[6] 이러한 핵물리학자들의 노력에 의해 태양 중성미자 계산에 틀림이 없다는 확신이 들면서, 점차 데이비스의 결과는 “태양 중성미자 문제”로 받아들여졌다.

이 “문제”를 발생시킨 이유는, 위 데이비스 실험이 전자 중성미자만 측정한다는 데 기인한다. 즉, 렙톤에는 전자뿐만 아

니라 뮤온(μ^-), 타우(τ^-)도 있는데, 이들은 각자 별도의 중성미자를 가진다. 뮤온은 질량이 105 MeV 이상이라서, 태양에서 생성되기엔 너무 무겁다. 즉 태양에서 생성되는 중성미자는 모두 전자와 연관된 전자중성미자이다. 전자중성미자만 발생되는데, 전자중성미자만을 측정하는 게 왜 문제가 될까? 이것은 중성미자들의 질량이 만약 0이 아니면, 태양 내부에서 지구로 날아오는 과정에 서로 다른 종류의 중성미자로 변환되는 진동(neutrino oscillation)이 일어날 수 있기 때문이다. 그간 여러 실험을 통해 중성미자들의 질량이 있다고 해도 아주 작은 줄은 알고 있었지만, 완전히 0인지 아닌지는 알려지지 않은 상태였다. 그럼 이 진동이 일어나는지 여부를 어떻게 알 수 있을까? 그것은 중성미자의 종류에 상관없이 모든 중성미자의 총량을 측정하는 실험을 통해 알 수 있다. 2001년 온타리오(Ontario)주의 서드베리(Sudbury) 중성미자 관측소(Sudbury Neutrino Observatory, SNO)에서 중수를 통한 실험으로 중성미자 종류에 관계없이 모든 중성미자를 측정함으로써 중성미자 진동은 증명되었다.^[7] 즉, SNO 실험에 따르면 태양으로부터 오는 중성미자의 전체 양은, 모든 중성미자의 양을 합하면, 태양 모델 예측과 거의 일치한다. 이 발견은 비단 태양의 에너지를 밝히는 데 그치는 게 아니라, 중성미자에 관한 물리학의 이해에 대혁신을 가져오게 된다.

존 바칼(John Bahcall)과 함께 한스 베테는 이 SNO의 결과가 나오기 이전에 이미 중성미자 진동이 있지 않고서는 기존의 실험들을 설명할 수 없음을 주의깊은 계산들을 통해 보였다.^[8] 2001년 6월, 한스 베테가 95살에 가까워질 때였다고 한다. 베테는 자신의 생일 이전에 SNO 실험 결과가 나오기를 기대하고 있었는데 그 때까지 결과가 나오지 않았다. SNO 프로젝트의 리더인 아서 맥도날드(Arthur McDonald)는 공개적으로 결과가 발표되기 며칠 전에 한스 베테에게 전화를 걸어 데이터를 얻은 것을 알리면서 베테의 공로에 감사를 표했다고 한다.^[9] 태양이 어떻게 빛나는가에 대한 한스 베테의 노력들이 거대한 물리학의 발전으로 이어지는 순간이다.

REFERENCES

- [4] E. G. Adelberger *et al.*, Rev. Mod. Phys. **83**, 195 (2011).
- [5] B. T. Cleveland *et al.*, Astrophysical Journal **496**, 505 (1998).
- [6] K. H. Kim, M. H. Park and B. T. Kim, Phys. Rev. C **35**, 363 (1987).
- [7] Q. R. Ahmad *et al.* (SNO collaboration), Phys. Rev. Lett. **87**, 071301 (2001).
- [8] J. N. Bahcall and H. A. Bethe, Phys. Rev. Lett. **65**, 2233 (1990); Phys. Rev. D **47**, 1298 (1993).
- [9] J. N. Bahcall and E. Salpeter, Physics Today **58**, 10, 44 (2005).