초기 우주에서의 핵합성

DOI: 10.3938/PhiT.26.015

천명기·장덕재

Big Bang Nucleosynthesis

Myung-Ki CHEOUN and Dukjae JANG

Big Bang nucleosynthesis (BBN) is a key ingredient for understanding elements of the universe because most light nuclei comprising baryonic matter in the present universe are believed to have been produced after the Big Bang. In this article, we briefly review the present status of the BBN research by starting from the pioneering paper coauthored by H. Bethe. With the advent of modern observational techniques and theoretical developments, the BBN may be a test bed for new physics, which can be justified by properly explaining the BBN data. In particular, how to understand the unresolved Li^7 overproduction problem is detailed from the viewpoints of many different fields of physics.

“World Began in Five Minutes (이 세상이 5분 만에 만들어졌다)”

1948년 봄, <워싱턴 포스트>는 위와 같은 제목으로 어느 대학원생의 역사적인 연구 결과를 보도했다. 주인공은 바로 랄퍼에서 앨퍼(R. A. Alpher). 당시 박사과정 대학원생이었던 앨퍼는 자신의 지도교수인 조지 가모브(G. Gamow)와 함께 “화학 원소의 기원(The Origin of Chemical Elements)”이라는 제목의 논문을 <Physical Review>에 출판한다.^[1] 한 페이지 정도 되는 이 논문은 우주에 존재하는 원소들의 기원을 설명하는

내용을 담고 있다. 이 논문에는 논문만큼이나 저자들의 이름과 관련된 재미있는 일화가 하나 있다. 이 논문을 출판하기 전 가모브는 자신의 친구이자 당시 별에서의 핵합성 연구로 유명했던 한스 베테(H. Bethe)의 이름을 두 번째 저자로 추가한다. 하지만 논문을 작성하기 전까지만 해도 베테는 이 논문에 담긴 내용에 큰 기여를 하지 않았다. 그럼에도 불구하고 가모브가 베테의 이름을 추가한 이유는 논문의 저자 이름이 “앨퍼(Alpher), 베테(Bethe), 가모브(Gamow)”가 되기를 바라서였다. 이름의 순서가 그리스 문자 “알파(Alpha), 베타(Beta), 감마(Gamma)”와 연상케 하기 때문이다. 결국 이 역사적인 논문은 그 제목보다 ‘알파-베타-감마 논문’이라는 별칭으로 더 유명해졌다.(그림 1)

우리가 살고 있는 우주의 원소들을 살펴보면 수소(^1H)가 약 90% 헬륨(^4He)이 약 9%로 대부분을 차지한다. 수소는 양성자 하나로 구성되었으며 다른 핵종으로 스스로 변화하지 않는 안정한 핵이다. 수소 다음으로 많이 존재하는 ^4He 의 경우 양성자 2개와 중성자 2개로 이루어져 있으며, 이 역시 안정한 핵이다. 이 원소들은 태초에 어떻게 만들어졌으며, 왜 우리가 살고 있는 우주 물질의 대부분을 차지하고 있는 것일까. 이는 단순히 별 안에서의 핵합성만으로는 설명할 수 없는 문제였다. 앨퍼와 베테, 가모브는 이를 설명하기 위해 빅뱅이론으로부터 아주 고온 고밀도의 초기 우주에서 핵합성이 가능할 것이라는 이론을 제시했다. 이것이 빅뱅 핵합성 연구(Big Bang Nucleosynthesis)의 시작점이며, 빅뱅 핵합성 연구는 현재까지보다 더 정밀한 계산과 관측 데이터를 기반으로 하여 구축되어 왔다.

“수소, 헬륨, 리튬, 베릴륨 ...” 원소 주기율표의 순서대로 원소들은 양성자 수에 따라 분류된다. 원자에서 원자핵으로 대상을 확대해보면, 원자핵은 중성자와 양성자로 구성되어 있다. 핵물리학자들은 핵종을 구분할 때 양성자의 개수뿐만 아니라

저자약력

천명기 교수는 일본 Tohoku University에서 핵물리학으로 박사 학위를 취득한 후, 독일 튀빙겐 대학, 대만 국립대 등의 연구원 및 일본 국립천문대의 초빙교수 등을 거쳐 현재 숭실대학교에서 천체핵물리학 연구를 하고 있다. (cheoun@ssu.ac.kr)

장덕재 학생은 현재 숭실대학교에서 석박통합과정을 이수하고 있는 중이다. (havevirtue@ssu.ac.kr)

REFERENCES

[1] R. A. Alpher, H. Bethe and G. Gamow, Phys. Rev. **73**, 803 (1948).

PHYSICAL REVIEW

VOLUME 73, NUMBER 7

APRIL 1, 1948

Letters to the Editor

PUBLICATION of brief reports of important discoveries in physics may be secured by addressing them to this department. The closing date for this department is five weeks prior to the date of issue. No proof will be sent to the authors. The Board of Editors does not hold itself responsible for the opinions expressed by the correspondents. Communications should not exceed 600 words in length.

The Origin of Chemical Elements

R. A. ALPHEUS*
Applied Physics Laboratory, The Johns Hopkins University,
Silver Spring, Maryland

H. BETHE
Cornell University, Ithaca, New York

G. GANDOW
The George Washington University, Washington, D. C.
February 18, 1948

AS pointed out by one of us,¹ various nuclear species must have originated not as the result of an equilibrium corresponding to a certain temperature and density, but rather as a consequence of a continuous building-up process arrested by a rapid expansion and cooling of the primordial matter. According to this picture, we must imagine the early stage of matter as a highly compressed neutron gas (overheated neutral nuclear fluid) which started decaying into protons and electrons when the gas pressure fell down as the result of universal expansion. The radiative capture of the still remaining neutrons by the newly formed protons must have led first to the formation of deuterium nuclei, and the subsequent neutron captures resulted in the building up of heavier and heavier nuclei. It must be remembered that, due to the comparatively short time allowed for this process,¹ the building up of heavier nuclei must have proceeded just above the upper fringe of the stable elements (short-lived Fermi elements), and the present frequency distribution of various atomic species was attained only somewhat later as the result of adjustment of their electric charges by β -decay.

Thus the observed slope of the abundance curve must not be related to the temperature of the original neutron gas, but rather to the time period permitted by the expansion process. Also, the individual abundances of various nuclear species must depend not so much on their intrinsic stabilities (mass defects) as on the values of their neutron capture cross sections. The equations governing such a building-up process apparently can be written in the form:

$$\frac{dn_i}{dt} = f(t)(\sigma_i n_i - \sigma_i n_i) \quad i = 1, 2, \dots, 238, \quad (1)$$

where n_i and σ_i are the relative numbers and capture cross sections for the nuclei of atomic weight i , and where $f(t)$ is a factor characterizing the decrease of the density with time.

We may remark at first that the building-up process was apparently completed when the temperature of the neutron gas was still rather high, since otherwise the observed abundances would have been strongly affected by the resonances in the region of the slow neutrons. According to Hughes,² the neutron capture cross sections of various elements (for neutron energies of about 1 Mev) increase exponentially with atomic number halfway up the periodic system, remaining approximately constant for heavier elements.

Using these cross sections, one finds by integrating Eqs. (1) as shown in Fig. 1 that the relative abundances of various nuclear species decrease rapidly for the lighter elements and remain approximately constant for the elements heavier than silver. In order to fit the calculated curve with the observed abundances³ it is necessary to assume the integral of ρdt during the building-up period is equal to 5×10^8 g sec./cm³.

On the other hand, according to the relativistic theory of the expanding universe⁴ the density dependence on time is given by $\rho \propto 1/t^2$. Since the integral of this expression diverges at $t=0$, it is necessary to assume that the building-up process began at a certain time t_0 , satisfying the relation:

$$\int_{t_0}^{\infty} (10^8/\beta) dt \leq 5 \times 10^8, \quad (2)$$

which gives us $t_0 \leq 20$ sec. and $\rho_0 \leq 2.5 \times 10^8$ g sec./cm³. This result may have two meanings: (a) for the higher densities existing prior to that time the temperature of the neutron gas was so high that no aggregation was taking place, (b) the density of the universe never exceeded the value 2.5×10^8 g sec./cm³ which can possibly be understood if we

FIG. 1.
Log of relative abundance
Atomic weight

Fig. 1. 'The Origin of Chemical Elements'. The paper explains that the primordial abundance can be produced in the early universe. It is known as 'Alpha-beta-gamma paper'.

중성자 수까지도 고려하여 핵종을 분류한다. 가령, 우리에게 친숙한 수소 원자는 양성자 하나로 구성되어 있지만, 여기에 중성자 한 개가 더 붙어 중수소(D)이라는 동위원소를 구성할 수도 있다. 수소와 중수소를 다른 핵종으로 분류하는 만큼 둘 사이에는 핵자들 간의 결합에너지나 핵의 구조와 같은 물리적 성질에서 많은 차이를 보인다. 결국 핵합성의 재료가 되는 중성자와 양성자가 얼마만큼 존재했는지를 아는 것은 핵합성 계산의 출발점이다.

자유로운 공간에서 중성자는 약 15분 정도의 수명을 갖는다. 수명을 다하게 된 중성자는 양성자로 붕괴한다. 그렇지만 초기 우주에서의 상황은 자유 공간과 다르다. 초기 우주의 아주 높은 온도는 양성자와 중성자가 서로 끊임없이 변화할 수 있도록 충분한 에너지를 제공해주기 때문이다. 이런 상태를 양성자와 중성자 간의 열평형 상태라 한다. 열평형 상태에서 양성자와 중성자는 서로 끊임없이 변화하며 두 입자의 개수 역시 비슷하게 유지되지만 이 열평형 상태는 오래 지속되지 못한다. 우주의 급격한 팽창으로 인해 우주의 온도가 급격하게 내려가

Table 1. The table shows the primordial abundance of Standard big bang nucleosynthesis (SBBN) results and observational value. Y_p means the mass fraction of ^4He . Observation of Li abundance measures only elemental Li. However recent result claims the isotope ratio $^6\text{Li}/^7\text{Li}$ is less than 0.1.^[3]

	Standard BBN results	Observational value
D/H	2.579×10^{-5}	$(2.53 \pm 0.04) \times 10^{-5}$
Y_p	0.2470	0.2551 ± 0.0022
$^6\text{Li}/\text{H}$	1.288×10^{-14}	$\frac{\text{Li}}{\text{H}} = (1.6 \pm 0.3) \times 10^{-10}$
$^7\text{Li}/\text{H}$	4.648×10^{-10}	

기 때문이다. 우주가 식어감에 따라 더 이상 양성자는 중성자로 변환할 수 있는 에너지를 제공받지 못하게 되고, 두 입자 사이의 평형상태는 깨지게 된다. 이때 양성자와 중성자의 개수 역시 비슷하게 유지되지 않고 일정한 비율로 수렴하게 되는데, 그 비율이 약 7:1 정도가 된다.^[2] 여기서 다행인 점은 양성자와 중성자가 핵자를 구성하기 위한 준비를 마친 이 시점이 우주의 시간으로 약 수 초 정도의 시간이 흘렀을 때라는 점이다. 만약 초기 우주가 아주 천천히 식어서 핵합성이 일어나는 시기가 15분을 넘겨서 시작되었다면, 혹은 중성자의 수명이 핵합성 시기보다 짧았다면 중성자들은 핵합성이 일어나기도 전에 모두 양성자로 붕괴해버렸을 것이다. 양성자만 남게 된 초기우주에서는 시간이 흘러도 더 이상 다른 핵종들이 만들어질 수 없을 테니, 그랬더라면 세상엔 물질이 존재하지 못했을 것이다.

7:1의 비율로 구성된 양성자와 중성자로부터 간단하게 ^4He 원자핵이 얼마만큼 만들어지는지를 가늠해볼 수 있다. 만들어진 모든 중성자들이 모두 양성자와 결합해 ^4He 원자핵을 이룬다고 생각해보자. 양성자와 중성자의 비율이 7:1이니 양성자가 14개 있다면 중성자는 2개가 있다는 뜻이 된다. 여기에 양성자 2개에 중성자 2개가 결합되어 ^4He 원자핵 하나를 이루게 되면, 양성자는 12개가 남고 ^4He 원자핵이 하나 생성된다. 양성자 하나는 수소를 의미하므로, 수소 원자핵과 ^4He 원자핵 사이의 개수비는 12:1이다. 그런데 ^4He 는 핵자가 4개로 구성되어 있으므로, 수소 원자핵보다 약 4배 정도 무겁다. 따라서 수소 원자핵과 ^4He 사이의 질량비는 약 3:1이 된다. 초기 우주에서 생성된 헬륨의 질량은 전체 물질에 비해 25% 정도가 되는 셈이다. 이는 실제 관측값과 거의 비슷한 값이다. (표 1)

REFERENCES

- [2] E. W. Kolb and M. S. Turner, *The Early Universe* (Westview Press, 1994).
- [3] R. H. Cyburt *et al.*, *Rev. Mod. Phys.* **88**, 015004 (2016).

보다 정밀한 계산을 하기 위해서는 우선 초기 우주의 진화 과정을 알기 위해 일반상대성 이론으로부터 우주의 팽창 비율을 계산해야 한다. 그런 다음 우주의 각각의 시간에서 주어진 온도에 따라 핵들이 반응할 수 있는 모든 경로의 핵반응들을 연쇄적으로 계산해 나가야 한다. 여러 핵반응들이 얹혀 있는 계산을 시간의 변화에 따라 진행해야 하기 때문에 이 계산은 컴퓨터의 도움을 받아야 한다. 표준 빅뱅 핵합성 이론을 통해 컴퓨터로 계산된 결과가 각각의 관측값과 함께 표 1에 제시되어 있다.^[3] 빅뱅 핵합성의 계산에서 원소들의 양은 절대적인 양이 아닌 수소 원자의 양에 대한 비율로 표시한다.

원시 원소의 양에 대한 관측값은 각각의 원소의 양을 측정할 수 있는 우주의 장소로부터 오는 빛의 흡수 분광선으로부터 얻을 수 있다. 또한 우주배경복사는 초기 우주에서 광자가 중입자에 비해 얼마만큼의 비율을 차지하는지를 알려준다. 광자와 중입자 수에 대한 정보는 초기 우주에서 일어나는 핵합성에 의하여 만들어진 핵들의 비율 정보를 제공한다. 이렇게 얻은 관측 데이터들은 이론적으로 계산한 초기 우주에서의 원소들의 양과 비교가 가능하다. 표 1에서 보면 표준 빅뱅 핵합성 이론이 예측한 초기 우주에서 생성된 원소들의 비율은 ${}^7\text{Li}$ 을 제외하고는 모두 관측 데이터의 오차 범위 안에 포함된다. ${}^7\text{Li}$ 원소의 경우 이론적으로 예측한 값이 관측값보다 약 3~4 배 정도 높는데, 이를 리튬 문제(Primordial lithium problem)라 부른다. 연구자들은 이 문제를 해결하기 위해 크게 세 가지 접근방법으로 리튬 문제에 다가가고 있다.^[4]

원시 리튬 문제(Primordial lithium problem)

1. 별에서의 리튬 손실

첫 번째 접근방법은 관측 방식의 부분으로부터 해결책을 찾는 것이다. 천체 관측 방법은 대개 그 관측 정보를 분석하는 과정에서 이론적 모형에 의존하게 된다. 초기 우주에서 생성되는 ${}^7\text{Li}$ 의 양을 측정하는 방식 역시 이론적 모형에 기반을 두고 있다. 원시 ${}^7\text{Li}$ 원소의 양을 관측하기 위해서는 멀리서 오는 빛을 관측해야 한다. 멀리서 오는 빛은 오래전에 출발한 빛이기 때문에 먼 과거의 정보를 알 수 있다. 빛이 멀리서 오는지 가까이서 오는지를 판별하는 방법은 빛이 얼마나 적색편이되었는가를 보는 것이다. 허블 법칙에 의해 멀리 있는 은하일수록 후퇴 속도가 빠르며, 그에 따라 분광선이 붉은색 쪽으로 더 많이 치우치게 된다. 여기에 더하여 멀리서 오는 빛은 철의 함량이 낮은 별로부터 나온 빛이어야 한다. 그 이유는 태초에 생성된 별의 경우 주로 수소와 헬륨만 존재하던 환경에서 만들어졌기 때문이다. 결국 지구와 아주 멀리 떨어진 철의 함량이 낮은 별로부터의 빛을 관측하면, 우리는 그 빛의 흡수 스펙트

럼 선을 통해 초기 우주에서 ${}^7\text{Li}$ 의 양이 얼마나 있었는지를 알 수 있다. 그러나 만약 태초의 별 내부에서 Li 원소가 고갈되었다면 이야기는 달라진다. Li 원소가 고갈되었다면 우리가 관측한 빛의 스펙트럼 선으로 알아낸 Li의 양보다 실제 생성된 Li의 양이 더 많다는 이야기가 되기 때문이다. 이는 또한 이론값이 관측값보다 높은 이유를 설명할 수 있는 해결책이 될 수 있는 가능성도 갖고 있다. 그렇다면 별 내부에서의 리튬 원소의 고갈은 정말 가능할 것일까.^[5]

${}^7\text{Li}$ 은 핵자들 간의 결합에너지가 낮은 편에 속한다. 이는 ${}^7\text{Li}$ 을 구성하는 핵자들이 서로 느슨하게 묶여 있다는 뜻이다. 그렇기 때문에 별 내부의 에너지로부터 ${}^7\text{Li}$ 은 다른 핵들과 반응하여 쉽게 파괴될 수 있다. 최근 연구에 의하면 철의 함량이 낮은 별에서 ${}^7\text{Li}$ 원소들이 대류현상을 통해 별 내부 방향으로 이동하면, 핵융합 반응을 통해 리튬 원소가 고갈될 수 있다는 결과가 있다. 리튬 원소가 별의 중심부 근처까지 갈 수는 없지만, 리튬의 결합에너지가 강하지 않아 별의 중심부로부터 멀리 떨어진 표면 근처라 할지라도 충분히 리튬 원소의 손실이 가능하다는 결과다.^[6] 하지만 이러한 원인으로부터 리튬 문제를 정량적으로 해결하기에는 아직 풀어야 할 숙제들이 많다. 철의 함량이 낮은 별에서의 리튬 원소가 얼마만큼이나 손실되었는지를 정밀하게 계산하기 위해서는 별의 내부 구조와 진화 과정을 이론적으로 기술하는 동시에 별 내부에서 일어나는 대류 현상과 같은 복잡한 상황들로부터 리튬 원소의 고갈을 계산할 수 있는 모형이 필요하기 때문이다.

완전히 다른 방식으로 원시 ${}^7\text{Li}$ 의 양을 정확히 알아내기 위해 원시별이 아닌 우주의 다른 장소로부터 리튬 원소의 양을 관측할 방법을 모색하려는 시도들도 있다. 그렇지만 이 역시도 아직은 도전적인 과제로 남아 있는 상태다. 관측 부분으로부터의 리튬 문제에 대한 접근은 해결책으로서의 가능성을 갖고 있지만, 아직 리튬 문제에 대한 확실한 해결책을 제시하지는 못하고 있다.

2. 새로운 핵반응으로부터

만약 관측 데이터가 틀리지 않았다면, 두 번째로 의심해볼 수 있는 부분은 핵들 간의 반응이다. 표준 빅뱅 핵합성 모델에서 이용되는 주요한 핵반응은 그림 2에 제시되어 있다. 물론 실제 계산에서는 12개의 주요한 반응들 외에도 기여가 크지 않은 모든 핵반응들을 고려하여 계산한다. 이 핵반응들은 핵물

REFERENCES

- [4] B. D. Fields, Annu. Rev. Nucl. Part. Sci. **61**, 47 (2011).
- [5] A. J. Korn, *et al.*, Nature (London) **442**, 657 (2006).
- [6] O. Richard, G. Michaud and J. Richer, Astrophys. J. **619**, 538 (2005).

Fig. 2. Main nuclear reactions in the big bang nucleosynthesis.

리 이론과 계산으로부터 잘 알려져 있는 반응들이다. 그러나 만약 핵반응 실험으로부터 아직 우리가 확인하지 않은 특정 핵의 공명상태(Resonance state)와 같은 특이한 상태가 존재하게 되면 결과는 달라진다. 여기서의 공명상태란 소리의 공명현상과 유사하다. 소리의 공명현상이 일어났을 때 소리는 매우 크게 증폭된다. 이처럼 핵반응에서도 특정 핵의 공명 상태가 존재한다면, 그 에너지와 맞는 핵반응으로부터 반응 비율이 커지는 상태가 있다. 천체핵물리 역사에서 이러한 아이디어를 통해 원소의 기원 문제를 해결한 물리학자가 있다. 바로 프레드 호일(Fred Hoyle)이다.

당시 별에서의 핵합성 문제 중 하나는 ^{12}C 이 핵반응을 통해 만들어질 확률이 매우 희박하다는 문제였다. ^4He 의 입자 두 개가 합성될 경우 ^8Be 이 만들어진다. ^{12}C 가 만들어지기 위해서는 ^8Be 에 ^4He 하나가 더 합성되어야 하지만 ^8Be 은 매우 불안정한 핵이기 때문에 아주 짧은 시간 안에 붕괴되어 이 반응이 일어날 확률은 매우 적다. ^8Be 과 ^4He 의 에너지 합은 ^{12}C 가 보다 훨씬 크기 때문에 에너지를 방출하는데 충분한 시간이 필요하다. 그러나 이 우주에는 ^{12}C 의 원소가 풍부하게 존재한다. 호일은 이 문제를 해결하기 위해 ^8Be 과 ^4He 가 합성된 에너지와 비슷한 ^{12}C 의 들뜬 상태가 있을 것이라는 가정을 했다. 이 들뜬 상태는 ^8Be 과 ^4He 의 에너지 합과 차이가 적은 상태이기 때문에, 곧바로 ^8Be 에 ^4He 가 합성되어 ^{12}C 의 들뜬 상태로 핵반응이 진행될 수 있다. 이렇게 만들어진 ^{12}C 의 들뜬 상태는 다시 바닥 상태로 돌아가 현재 우리가 쉽게 관측할 수 있는 ^{12}C 가 된 것이다. 실제 실험을 통해 ^{12}C 의 들뜬 상태는 발견되었고, 이를 호일 상태(Hoyle state)라고 부른다.

이러한 호일의 아이디어를 빅뱅 핵합성에 적용하면 어떻게

Fig. 3. If resonance state of $^{10}\text{C}^*$ and $^9\text{B}^*$ can be existed, then the abundance of ^7Be is reduced. From the reduction of beryllium, lithium abundance can also be decreased.

될까. 그림 2에서 ^7Li 이 만들어지는 주된 경로는 ^7Be 으로부터 붕괴되는 경로다. ^7Be 은 ^8Be 보다는 긴 수명을 갖고 있지만 역시 불안정한 핵이다. 여기에서 초기 우주는 금방 식어버리기 때문에 ^7Be 이상의 원소를 만들 수 있을 만한 충분한 에너지 또한 제공해주지 못한다. 언뜻 보면 앞서 언급한 탄소 문제와 비슷한 상황이다. 호일이 시도했던 것처럼 ^7Be 이상의 핵종에서 호일 상태와 비슷한 그러나 아직 우리가 실험적으로 확인하지 못한 특이 상태가 존재한다면 ^7Be 으로부터 다른 원소의 반응이 가능해진다. 그 후보는 바로 ^9B 의 공명상태인 $^9\text{B}^*$ 와 ^{10}C 의 공명상태인 $^{10}\text{C}^*$ 다.^[7] 이 두 개의 반응이 들어갈 경우를 그림 3에 표현했다. 두 핵종의 공명상태로부터 ^7Be 은 다른 핵종으로 가는 경로가 생기게 되고, 이로 인해 ^7Be 의 양이 줄어들기 때문에 ^7Li 의 양 또한 줄어들게 된다. 핵물리적 관점에서 리튬 문제를 해결하기 위해 핵물리 실험에서는 위와 같은 핵종들의 공명 상태를 찾기 위한 실험이 진행되고 있다. 실험들의 결과는 이러한 핵물리적 관점에서의 해결책이 리튬 문제의 열쇠가 될 수 있을지 없을지에 대한 답을 줄 것이라 기대한다.

한 가지 더 핵 반응에 관한 모형으로는 비평형 상태로부터의 핵반응 계산 모델이 있다. 표준 빅뱅 핵합성 모형은 핵반응 과정을 열평형 상태로 가정하여 반응 비율들을 계산한다. 열평형 상태에 놓인 핵자들의 반응은 통계적으로 맥스웰-볼츠만 분포를 따른다. 반대로 핵반응들이 맥스웰 볼츠만 분포로부터 약간 다른 분포를 따르게 된다면 결과는 달라진다. 이 생각으로부터 핵반응에 필요한 맥스웰-볼츠만 분포 함수를 약간 변형시킨 형

REFERENCES

- [7] R. H. Cyburt and M. Pospelov, Int. J. Mod. Phys. E 21, 1250004 (2012).

태의 함수를 사용하는데, 최근 이 분포함수로부터 리튬 문제의 해결책을 제시한 연구가 있다.^[8] 그러나 왜 초기우주에서 핵반응들의 확률 분포가 맥스웰-볼츠만 분포로부터 특정 변수만큼 벗어나야 하는지에 대한 물리적 이유는 찾지 못한 상태다.

3. 표준 모형을 넘어서

마지막으로는 표준 모형을 넘어서는 이론을 통해 리튬 문제에 접근하는 방식이다. 우주에 관한 문제 중 아직 해결되지 않은 난제 중 암흑물질에 관한 문제가 있다. 암흑물질은 직접적으로 관측되지 않지만, 물질로서 우주의 진화에 기여를 한다. 암흑물질의 후보 중 하나로 질량은 무겁지만 약하게 상호작용하는 물질(Weakly interacting massive particles, WIMPs)이 있다. 이러한 WIMP는 수명을 갖고 있다고 알려져 있다. 그렇지만 그 수명이 얼마나 되는지는 밝혀지지 않았는데, 이는 이론 모형에 의존해서 짐작할 뿐이다. WIMP의 수명이 빅뱅 핵합성이 일어나는 시기보다 긴지 짧은지에 따라 WIMP가 빅뱅 핵합성에 주는 기여는 달라진다. 예를 들어 WIMP의 성질을 갖는 X가 있다. X 입자는 모형에 따라 갖는 성질들이 달라지지만, 만약 빅뱅 핵합성 이전에 붕괴한다면 그 붕괴로 인해 다른 입자들을 생성할 것이다. 일반적으로 가정되는 X 입자는 질량이 매우 무겁다. 그렇기 때문에 무거운 X 입자의 붕괴로부터 생성된 입자들은 큰 에너지를 갖게 되고, 이들의 상호작용을 다루기 위해서는 상대론적 효과와 비열적 반응(Non-thermal reaction)을 고려해야 한다. 이런 X 입자와 함께 표준 모형을 넘어서는 새로운 입자들의 상호작용 모델은 리튬 문제의 하나의 해결책으로 제시되기도 했다.^[9]

비슷한 예로 X 입자에 -전하를 갖는 성질을 더한 모형도 있다.^[10] 이런 입자를 X^- 입자라고 칭하는데, 입자의 이름대로 X^- 입자는 -전하를 갖고, 질량이 크며 수명이 긴 입자다. 수명이 긴 X^- 입자는 빅뱅 핵합성 시기에 붕괴되지 않으며, 직접 핵들과 반응한다. 핵들은 양성자에 의해 +전하를 갖기 때문에 -전하를 갖는 X^- 입자와 쿨롱 힘에 의해 결합할 수 있다. 무거운 X^- 입자가 핵과 결합하게 되면 특이한 상태를 이루는데, 이때 결합된 핵자의 결합 에너지는 기존의 핵이 갖던 결합 에너지보다 낮아지게 된다. 이러한 성질로부터 ${}^7\text{Be}$ 이 X^- 입자와 결합하게 되면 더 쉽게 부서지게 되는데, 그 반응을 통해 ${}^8\text{B}$ 와 X^- 입자가 결합한 상태로 가게 된다. 이 모델 역시 ${}^7\text{Be}$ 이 ${}^7\text{Li}$ 으로 가는 경로의 양을 줄임으로 인해 리튬 문제의 해결을 시도하는 연구 중 하나다.

새로운 이론 모형을 시험하는 도구로서의 이용

리튬 문제를 해결하기 위한 빅뱅 핵합성의 연구도 활발하지

Primordial abundance

Fig. 4. If some free parameter is related to the primordial abundance, it can be constrained by the observational value.

만 빅뱅 핵합성 이론의 역할은 한 가지가 더 있다. 바로 표준 모형을 넘어서는 새로운 물리 이론들을 시험해볼 수 있는 도구가 된다는 것이다. 초기 우주에서 생성된 수소와 ${}^4\text{He}$ 와 D의 생성 비율은 관측값과 이론값에 의해 성공적으로 설명되고 있는 부분이다. 그렇다면 어떠한 새로운 물리의 이론적 모형이 만들어지고, 그것을 초기 우주에 적용했을 때에도 ${}^4\text{He}$ 와 D의 비율을 설명할 수 있어야 한다. 아무리 아름다운 이론이라 하더라도 그것이 초기 우주에서 생성되는 가벼운 핵들의 비율을 관측값과 어긋나도록 바꿔버린다면, 우리는 그 이론을 실제 자연을 설명하는 물리 이론이라고 말할 수 없다.

반대로 관측 데이터를 통해 새로운 이론모형에서의 자유 변수 값을 역으로 추적해낼 수도 있다. 예를 들어, 어떤 이론 모형에 변수 y 가 있고, y 의 값에 따라 초기 우주에서 생성된 원소들의 양이 달라진다고 가정하자. 만약 변수 y 가 $1 < y < 10$ 에 존재할 때만 관측한 원소의 값을 설명할 수 있다면, 우리는 전혀 알 수 없던 자유변수 y 가 가져야 하는 값의 범위를 제한할 수 있다(그림 4). 이런 방법을 통해 새로운 이론 모형의 변수들을 초기 우주에서의 핵합성에 적용해 알아내는 연구들이 있다.

1. 시간에 의존하는 쿼크 질량 모형

첫 번째 예로 초기 우주에서의 쿼크 질량의 변화다. 자연에는 여러 가지 정해진 상수가 있다. 상수라는 값은 말 그대로 고유한 값을 가지며, 그 값이 변하지 않는다는 의미이다. 현재의 물리 상수는 변하지 않는 것처럼 보이지만 물리 상수가 우

REFERENCES

- [8] S. Q. Hou *et al.*, *Astrophys. J.* **834**, 2 (2017).
- [9] M. Kusakabe *et al.*, *Phys. Lett. B* **718**, 704 (2013).
- [10] M. Kusakabe, K. S. Kim, M-K. Cheoun, T. Kajino and Y. Kino *et al.*, *Astrophys. J. Suppl.* **214**, 1 (2014).

주의 시간에 따라 변화할 수 있다는 이론이 있다. 그 중 하나의 예로 핵자를 구성하는 쿼크들의 질량 역시 초기 우주에서는 지금과 다를 수 있다는 이론이 존재한다. 만약 그 이론이 옳다면, 쿼크는 초기 우주에서 얼마만큼의 질량을 갖고 있었어야 할까? 그 질량을 초기 우주에서의 핵합성 이론으로부터 제한시킬 수 있다. 핵자를 구성하는 쿼크들의 질량이 변한다는 것은 핵자들의 결합에너지와 연관된다. 만약 핵자들의 결합에너지가 쿼크 질량에 의해 더 강해진다면, 그 핵과 관련한 반응들은 줄어들 것이다. 이런 상황으로부터 쿼크의 변화한 질량을 자유 변수로 지정하고 빅뱅 핵합성 결과에 적용하면 초기 우주에서 쿼크들의 질량이 얼마만큼의 범위까지 허용되는지를 계산할 수 있다.^[11] 초기 우주에서의 핵합성 계산 결과는 현재 쿼크 질량의 약 0.6% 정도의 변화까지를 허용한다.

2. 수정된 일반상대성 이론의 테스트

최근 우주의 가속 팽창이 관측됨에 따라 이를 설명하기 위한 많은 이론적 모델은 제시되었지만, 아직 확실한 이론은 찾아내지 못한 상황이다. 우주의 가속 팽창을 설명하기 위해서는 기존의 아인슈타인 방정식에서 우주의 최근 가속을 설명해줄 항이 추가돼야 한다. 이 항이 추가될 경우 초기 우주에서의 팽창속도 역시 달라질 것이다. 우주가 얼마나 빠르게 팽창하는가는 우주가 얼마만큼 빨리 식어가는가와 연관되어 있다. 그리고 이 우주가 식는 시간은 입자들의 반응이 열평형상태로부터 깨지는 시점을 결정하고, 이는 최종적으로 생성된 입자나 핵자들의 양을 결정한다. 만약, 아인슈타인 방정식에 추가된 항이 초기우주에서 어느 정도의 값을 가져야 하는지에 대해 알고 싶다면, 그 모델을 이용해 우주 팽창 비율을 계산하고 그것으로부터 얻어진 초기 우주 환경에서의 핵합성 과정을 계산하면 된다. 그 결과를 관측값과 비교하면서 추가로 집어넣은 항의 값이 초기 우주 핵합성 결과를 설명하기 위해서 가져야 할 값을 결정할 수 있다.^[12]

3. 비활성 중성미자의 성질

마지막으로 비활성 중성미자의 성질 역시도 초기 우주의 핵합성 계산을 통해 그 영향을 조사할 수 있다. 중성미자 진동 실험에서 발견된 비정상 현상들을 설명하기 위한 이론 모형으로 네 번째 중성미자인 비활성 중성미자(Sterile neutrino)의

존재를 예견하는 모델이 있다. 아직 비활성 중성미자의 존재여부가 밝혀지지 않았기 때문에, 비활성 중성미자의 질량 혹은 표준 모형의 중성미자들과 중성미자가 얼마만큼의 혼합각(mixing angle)을 갖고 진동하는지에 대한 정보가 모두 미지수다. 빅뱅 핵합성에서 또 다른 중성미자의 존재는 우주의 에너지 밀도를 증가시키는데 기여를 한다. 우주의 에너지 밀도가 증가할 경우 우주의 팽창 속도가 빨라진다. 이를 바탕으로 비활성 중성미자의 핵합성 기여를 조사할 수 있다면, 앞선 예와 비슷하게 비활성 중성미자에 대한 모르는 정보들을 자유변수로 지정하여 관측값으로부터 변수들을 제한시킬 수 있는 것이다. 혹은 중성미자가 붕괴를 통해 다른 입자들을 만들어내고 그로 인해 핵합성에 영향을 줄 수도 있는데, 이러한 이론적 모형은 리틀 문제의 해결책을 제시하기도 했다.^[13]

결론

이처럼 초기 우주에서의 핵합성은 입자물리학의 표준 모형과 핵물리학 및 천체물리학, 일반 상대성 이론, 표준모형을 넘어선 이론들까지 많은 분야의 물리들이 접목되는 분야다. 이러한 이유로 많은 분야의 물리 전문가들이 함께 협업을 통해 연구를 진행해가고 있다.

서두에서 언급했던 것처럼 한스 베테는 ‘알파-베타-감마 논문’의 연구에 큰 기여를 하지는 않았다. 그렇지만 빅뱅 핵합성 이론이 발전해오며 한스 베테에 의해 발견된 핵반응(CNO cycle 등의 연구)에 대한 계산, 중성미자에 관한 물리(태양 중성미자의 물질에 의한 진동효과) 이론 등 핵물리학의 지대한 업적들이 빅뱅 핵합성 이론을 발전시키는 데 큰 도움을 주었다. 그의 노벨상 수상 50주년을 기념하는 지금도 그의 핵물리학 이론들은 여러 분야의 물리분야의 지식들과 어우러져 빅뱅 핵합성 이론을 지탱하고 있다. ‘알파-베타-감마’로부터 시작되어 그의 기여를 바탕으로 발전한 빅뱅 핵합성 이론이 ‘오메가’로까지 완성되기를 기대한다.

REFERENCES

- [11] M. K. Cheoun *et al.*, Phys. Rev. D **84**, 043001 (2011).
- [12] M. Kusakabe, S. Koh, K. S. Kim and M-K. Cheoun, Phys. Rev. D **93**, 043511 (2016).
- [13] H. Ishida, M. Kusakabe and H. Okada, Phys. Rev. D **90**, 083519 (2014).