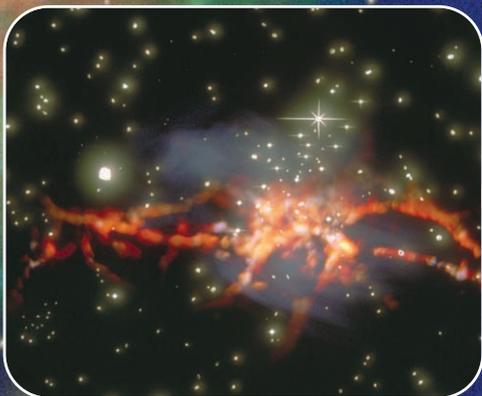


초기 우주 핵합성

빅뱅 5분후부터 '우주물질' 생성

1

글_ 양종만 이화여대 물리학과 교수 jyang@ehwa.ac.kr

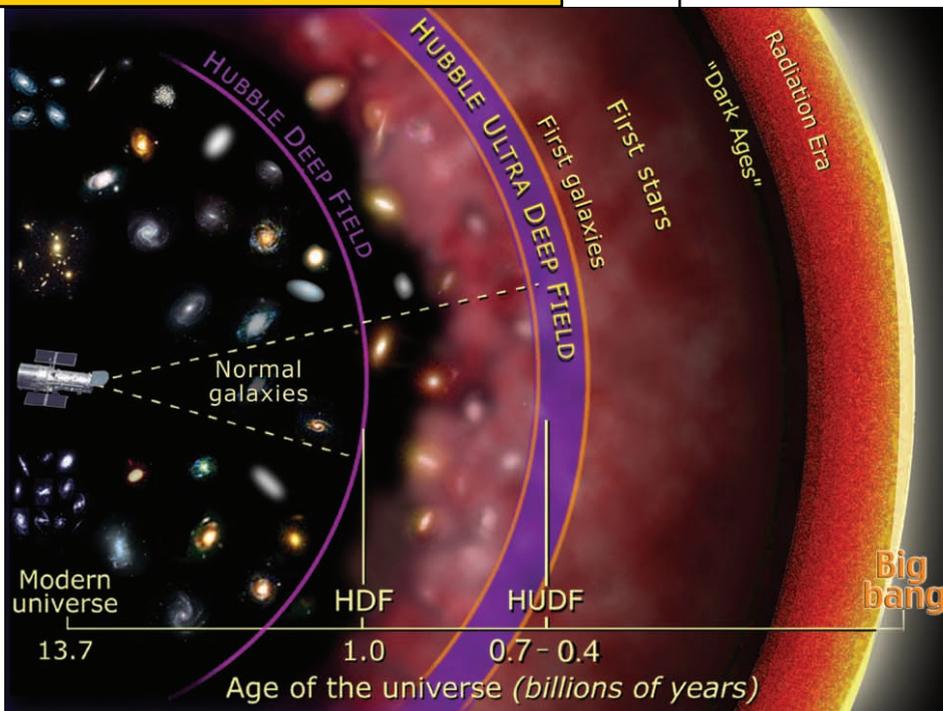


허블은 윌슨산 100인치 망원경을 이용하여 우리 은하계로부터 600만 광년(1광년은 빛이 1년 동안에 지나가는 거리로서 9조4천600억km에 해당한다) 떨어진 은하계들이 방출하는 빛의 스펙트럼에 나타난 도플러 효과(Doppler effect)를 관측함으로써 은하계의 운동속도를 체계적으로 조사하였다. 그 결과 우리 은하계로부터 멀리 떨어진 은하계일수록 그 은하계까지의 거리에 비례하여 빠른 속도로 우리로부터 멀어지고 있다는 놀라운 사실을 1929년에 발견하였다. 이것이 그 유명한 허블법칙이라 불리는 것으로서 $v=Hr$ 와 같은 식으로 표시된다.

여기서 은하계들이 서로 멀어진다는 말은 은하계가 속해 있는 우주 공간 자체가 시간에 따라서 팽창하고 있다는 말이 된다. 시간을 뒤로 되돌려서 우주의 과거 모습을 생각해 본다면 옛날로 갈수록 우주는 현재보다 점점 더 작았을 것이다. 물질이 좁은 공간에 모이면 에너지 밀도가 커지고 온도와 압력도 커지게 되므로 우주는 대폭발에 의해 탄생되었다는 이론(hot big bang cosmology)이 대두되었다. 비례상수 H 는 허블상수로 불리고 71 km/초/100만 파섹이라는 값으로 측정되었는데, 이로부터 유추해보면 137억년 전에는 우주의 모든 물체가 한 곳에 모여 있었을 것이고 이것이 우주의 나이가 된다.

쿼크밀도 무한대되면서 대폭발(빅뱅)

미국 벨연구소의 펜지아스(A.A. Penzias)와 윌슨(R.W. Wilson)은 1965년 인공위성에서 오는 신호를 받기 위한 전파 실험에서 원인을 알 수 없는 파장 7cm인 전파가 등방(isotropic)으로 관측되는 것을 발견하였는데, 이것이 우주의 초기에 생겨난 배경



우주의 나이

복사(background radiation)로서 절대온도 3도(섭씨영하 270도)인 지극히 낮은 온도의 흑체복사라는 것을 알게 되었다. 우주는 시작과 더불어 무한히 높은 온도에서 차츰 식어 38만 년이 지나면 3천도 정도의 온도가 된다. 이때 우주를 떠돌던 전자와 원자핵들이 결합(recombination)하여 현재 우리가 보고 있는 중성원자들이 생겨난다. 이렇게 되면 빛은 더 이상 전자들과 산란하기 어려워지므로 우주공간을 자유롭게 떠돌아다니다가 된다. 이후 현재까지 우주는 약 1천분의 1로(부피로 말하면 약 10억배)로 팽창하게 되는데, 우주와 함께 팽창하는 빛의 파장은 우주공간을 따라서 1천배 커지고 온도는 반대로 1천분의 1로 낮아져서 현재의 온도인 절대온도 3도(2.725도)에 이르게 된다.

펜지아스와 윌슨의 우연한 발견으로 인해 우주론은 매우 활기를 띠게 되었는데, 그 이유는 이같은 배경복사가 대폭발 이론이 아니고는 자연스럽게 설명될 수 없고, 이러한 배경복사의 존재는 대폭발 이론으로부터 예견되고 있었기 때문이다. 이 두 사람은 이 발견으로 천체물리와 우주론 분야에서 처음으로 노벨상을 타게 되었다.

지금까지 설명한 허블법칙과 3도 마이크로파 배경복사와 같은 관측들과 병행하여 이론적으로도 우주의 구성물질에 관한 연구가 활발히 진행되었는데 이것이 앞으로 다루고자 하는 우

주 초기에서의 원소의 핵합성이다. “우주는 어떤 물질(과 에너지)로 구성되어 있으며, 우리 몸, 지구, 태양계 등 주변에 있는 모든 물질들은 과연 언제 어떻게 생겨났을까?” 이 물음에 대한 답은 최근 WMAP 인공위성과 허블우주망원경 등을 이용한 마이크로파 배경복사와 초신성 관측을 통해 얻어졌는데, 우주 전체의 73%는 암흑에너지이고 23%는 암흑물질로 밝혀졌다. 나머지 4%는 우리가 잘 알고 있는 보통 물질인데, 이 사실은 원소핵합성 연구로부터 밝혀진 사실이다.

대폭발(빅뱅) 1초만에 ‘우주’ 형성

우주 초기에 에너지와 밀도가 높았을 때 자유롭게 움직이던 쿼크(quark)와 같은 기본입자들이 우주의 나이가 1백만분의 1초가 되면 양성자와 중성자를 만들고 광자, 전자, 중성미자(neutrino), 그리고 이들의 반입자 등과 더불어 열역학적 평형(equilibrium) 상태를 이루게 된다. 이 평형상태는 1초 후 우주의 온도가 100억도, 즉 에너지가 1MeV 정도로 낮아지면 차츰 깨어지기 시작하는데, 이것은 중성자와 양성자 사이의 수적 평형을 이루게 하는 약력(weak interaction)에 의한 반응 속도가 차츰 늦어지기 때문이다. 이렇게 되면 양성자와 중성자 사이의 핵반응이 활발히 일어나면서 여러 가지 원자핵들이 생겨나게 된다.

1940년대에 가모프(G. Gamov)와 동료들은 대폭발 도중 10억도 이상으로 뜨거울 때 핵반응이 일어났을 것으로 보고 여러 가지 원자핵들이 핵반응에 의해 얼마만큼 생겨났는지를 계산하였다. 그들은 우주가 중성자들로부터 출발했다고 가정하였다. $\alpha\beta\gamma$ 이론이라고 부르는 이들의 계산 결과 우주의 배경복사는 절대온도 25도이고, 그보다 온도가 낮으면 우주는 거의 모두 헬륨으로 이루어지게 되어 관측사실과 어긋나는 문제가 생겨났다. 그 후 1950년대에 일본의 하야시(C. Hayashi)는 100억도 이상의 온도에서는 약력에 의해 양성자와 중성자 사이에 일정한 평형이 이루어질 수밖에 없음을 알아냄으로써 가모프의 생각이 그릇됨을 밝혔다.

빅뱅 1초 후 100억도 상승, 각종 원자핵 생성

1960년대에 호일(F. Hoyle), 피블스(P.J. Peebles), 와고너(R.V. Wagoner), 파울러(W.A. Fowler) 등에 의해 약력의 영향까지를 정확히 고려한 원소의 생성이 연구되었다. 컴퓨터 계산 결과 대체로 조건에 무관하게 우주 총질량의 20~30%가 원자량 4인 헬륨(^4He)으로 나타나고, 나머지는 대부분 원자량 1인 수소(^1H)의 형태로 남아 있으며 0.1% 미만이 중수소(^2D), 헬륨(^3He), 리튬(^7Li) 등으로 이루어짐을 알게 되었다.

우리 주변에 가장 흔하게 존재하는 흙, 공기, 물 등을 구성하는 규소, 산소, 질소, 철 등의 무거운 원소는 이때 만들어지지 않았다. 그 이유는 원자핵의 성질상 원자량 5와 8인 안정원소가 존재하지 않는 안정간격(stability gap) 때문이다. 이로 인해 가벼운 원자핵이 무거운 원자핵으로 변해가는 원자핵 반응에서 중간에 빈 곳이 생겨 무거운 원자핵들은 만들어지기 어려웠다. 우리 주변의 무거운 원소들은 실제로 매우 오랜 시간 동안 높은 밀도와 온도를 간직한 별의 내부에서 만들어졌는데, 그 중심이 되는 핵 반응은 헬륨 3개가 합해져 탄소(^{12}C)가 되는 3중 알파 과정(triple α process)으로서 1950년대에 살피터(E.E. Salpeter)와 호일에 의해 알려졌다.

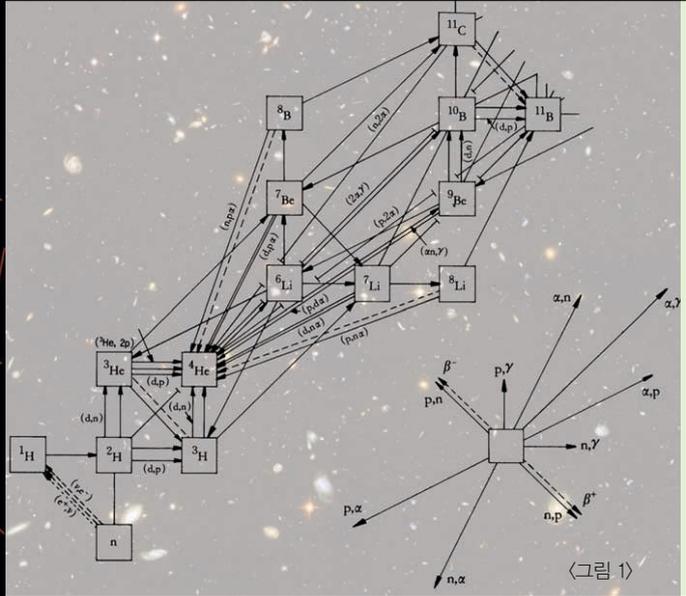
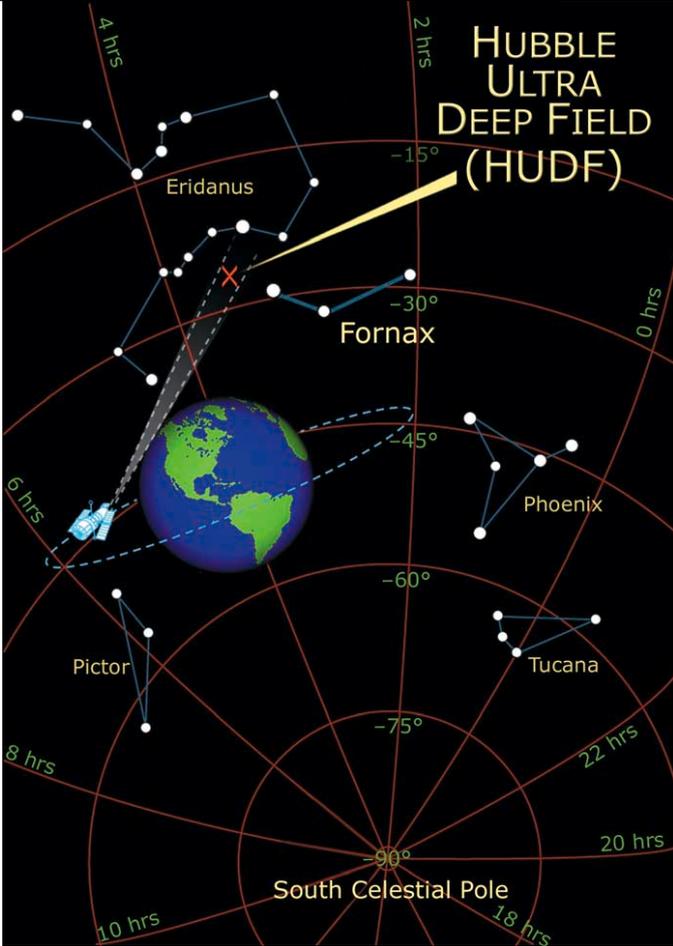
태양보다 약 8배 이상 무거운 별의 경우 핵반응에 의해 가장 안정한 핵인 철이 만들어지면 더 이상 핵에너지가 생성되지 못하므로 별 스스로의 중력을 이기지 못하고 초신성의 형태로 폭발하게 되는데 이 과정에서 철보다 무거운 원자핵들이 만들어진다.

온도하강 시작하면서 팽창 시작

그러면 이제 우주의 대폭발 1초 이후 여러 원소들이 어떤 과정을 거쳐 생성되었는가를 살펴보기로 하자. 우주의 온도가 100억도 정도였을 때는 양성자(p), 중성자(n), 전자(e^-), 양전자(e^+), 중성미자(ν_e), 반중성미자들 사이에 열적 평형상태가 유지된다. 따라서 중성자와 양성자의 갯수비는 오로지 온도 T에 의해서 결정된다. 곧, 온도가 낮아질수록 더 무겁고 불안정한 중성자가 양성자에 비해 줄어들게 된다. 또한 중성자와 양성자는 중양자를 만들기도 하고 반대로 중양자가 깨어져 중성자와 양성자가 되기도 하는데, 이러한 평형 상태는 20억도 정도까지 계속된다.

우주의 온도가 낮아지며 팽창이 계속되면 약력에 의한 평형상태를 이루고 필요한 시간보다 팽창이 더 빨리 일어나게 되어 평형이 깨지게 되는데 그것은 다음과 같이 설명된다. 현재 우주의 구조는 대략 균질성과 등방성을 가지고 있는데, 이 경우 우주의 구조는 아인슈타인의 중력이론인 일반상대성 이론에 의해 프리드만 모형(Friedmann model)이라고 부르는 형태로 기술된다. 시간과 공간은 로버트슨-워커 계량(Robertson-Walker spacetime metric)에 의해 표시된다. 이것을 이용하여 우주 초기의 우주공간의 팽창률(expansion rate)을 계산해보면, 중력상수 G와 우주의 에너지밀도 ρ 에 의해 결정된다. 참고로 여기서 ρ 의 성질은 2만 년을 기준으로 달라지는데, 이전에는 빛과 같은 상대론적 입자의 성질 때문에 온도 T의 4제곱에 비례하고 우주의 크기에는 4제곱에 반비례하게 된다. 그러나 2만 년 이후에는 정지질량이 큰 원자핵 등의 비상대론적 성질로 인하여 밀도 ρ 는 온도 T의 3제곱에 비례하고 우주의 크기에는 3제곱에 반비례하게 된다.

한편 약력에 의한 반응률(reaction rate)은 전자의 밀도와 약력의 세기, 그리고 입자들의 속도에 의해 결정되는데 결과적으로 온도의 5제곱에 비례하게 된다. 우주의 팽창률이 온도의 제곱에 비례하므로 온도가 낮아지면 약력에 의한 반응률이 상대적으로 매우 빨리 줄어들게 된다. 따라서 이 두 가지의 값들이 대략 같아지는 때부터는 양성자와 중성자 사이의 평형이 깨어진다. 이후 중성자는 더 이상 약력의 평형에 의해 생겨나지 못하고, 핵반응에 사용되어 없어지거나 스스로의 반감기인 10.2분마다 그 수가 절반씩 줄어들며 양성자와 전자로 변해간다.



온도가 10억도 정도 이하로 떨어지면 중성자와 양성자는 강력에 의해 서로 결합하여 중양자가 생성되고 중양자는 서로 부딪히면 원자량 3인 헬륨(^3He)을 생성한다. 이 헬륨 원자핵은 다시 중양자와 부딪혀 원자량 4인 헬륨(^4He)을 생성한다. 나아가서 ^4He 이 ^3He 과 결합하게 되면 원자량 7인 리튬(^7Li)을 만들게 된다. 지금까지 기술한 원자핵반응들은 가벼운 원자핵들 사이에 일어나는 수많은 반응 중 가장 기본이 되는 것들만 설명한 것이다. 실제로 어떤 원자핵이 얼마만큼 생겨나는가를 알아내려면 140여 가지의 핵반응들을 고려해야 하는데 그 일부가 〈그림 1〉에 나타나 있다.

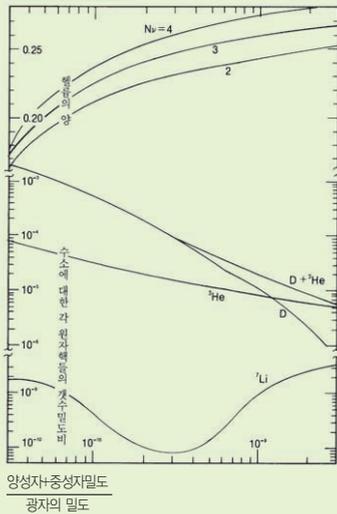
온도 낮아지면서 중성자·양성자 결합 시작

양성자와 중성자로부터 가장 먼저 만들어지는 중양자는 10억도 이상에서 광자에 의해 쉽게 붕괴되고, 그 이하의 온도에서는 빠르게 핵반응이 계속 진행되며 핵결합에너지(bonding

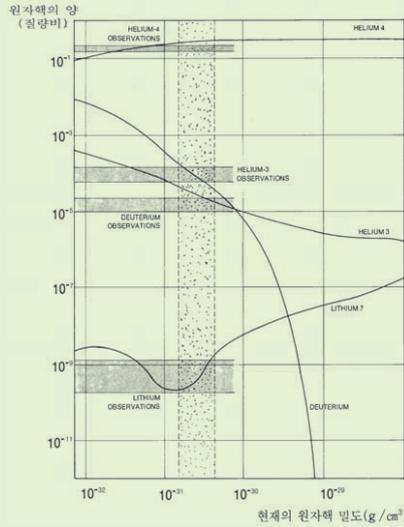
energy)가 가장 커서 안정한 ^4He 이 만들어진다. 그 다음으로 작은 양이나마 생성되는 원자핵들이 ^2D , ^3He , ^7Li 등이다. 결과적으로 중성자는 대부분 ^4He 속에 들어가게 되는 셈이다. 이 헬륨은 2개의 양성자와 2개의 중성자로 이루어져 있으므로 헬륨의 양은 중성자의 양만 알려지면 곧바로 계산될 수 있다. 실제로 계산 결과 중성자와 양성자의 밀도비가 대략 1/7로 나타나므로 헬륨의 양은 약 25%가 된다.

이같은 중요한 원소의 합성은 대략 우주의 대폭발로부터 약 5분 후에 일어난다. 이 시간 이후 중성자는 거의 소진되어 없어져 버리고, 원자량 5와 8인 안정한 핵이 존재하지 않으므로 더 이상 무거운 원자핵들은 잘 만들어지지 않는다. 또한 무거운 원자핵일수록 한 원자핵당 양성자들이 많이 들어 있으므로 이런 원자핵들은 전기적인 반발력 때문에 핵반응을 일으킬 수 있는 거리까지 가까이하기가 어려워진다. 따라서 무거운 원자핵은 매우 소량만 만들어질 수 있게 되며 〈그림 1〉에서와 같이 대부분의 중요한 반응은 원자량 11 이하에서 일어나게 되는 것이다.

이러한 결과로 생겨난 주요 원자핵들의 양을 우주의 밀도에 따라 그래프로 나타낸 것이 〈그림 2〉이다. 이 그림의 세로축은 질량비로 표시한 헬륨(^4He)의 양(윗부분)과 수소의 갯수밀도에 대한 기타 원자핵들의 갯수밀도의 비(아랫부분)를 나타내고 있고, 가로축은 우주의 현재 밀도를 나타내고 있다. 여러 원자핵들의 양은 강입자와 광자의 비에 따라 변하는데, 그 이유는 광



〈그림 2〉



〈그림 3〉

〈그림 1〉 초기 우주 핵합성에서 고려해야 할 주요 원자핵반응들

〈그림 2〉 핵합성 결과, 헬륨(He)의 질량비와 원자핵들의 갯수비. ⁴He의 경우는 중성미자의 종류수(N_ν)에 따라 질량비가 많이 변함을 볼 수 있다. 이 결과는 필자와 공동연구자에 의해 'Ap J' 잡지에 게재되었음.

〈그림 3〉 현재 우주의 원자핵 밀도에 따라 계산된 여러 원자핵들의 질량비. 가로로 어둡게 표시된 띠는 천문학적 관측값이고, 세로에 점선으로 표시된 영역은 핵합성 계산이 천문학 관측과 일치하는 우주의 밀도를 나타낸다.

자에 의해 파괴되지 않고 만들어지는 중양자의 수가 광자의 수에 따라 정해지기 때문이다. 〈그림 2〉를 보면 ⁴He의 양은 대략 23% 정도에서 ±5%범위 안을 크게 벗어나지 않고 있고, 정확한 양은 우주의 밀도와 중성미자의 종류수(N_ν)에 따라 달라진다. 중양자, ³He, ⁷Li 등은 우주의 밀도에 따라서 수십~수천 배까지 변함을 볼 수 있다.

균일·등방 원리속 ... 아름다운 우주 만들어

우주의 팽창률을 결정하는 것은 중력상수 G와 원소생성 당시의 우주의 밀도 ρ였다. 이때의 우주밀도는 주로 광자, 전자, 중성미자로 이루어져 있었다. 따라서 중성미자의 종류가 많으면 우주밀도도 그만큼 클 것이다. 실험적으로 알려진 중성미자의 N_ν는 전자, 뮤온, 타우의 세 가지이다. 우주의 팽창에 N_ν과 중성자의 반감기, 중력상수의 값 등을 변수로 보고 필자와 공동연구원들은 1979년 컴퓨터 계산을 하고 결과를 몇 차례 학술 잡지에 발표하였다.

〈그림3〉은 생성된 원자핵들의 양이 현재의 우주밀도에 따라 어떻게 달라지는가를 보여 주고 있는데, 어두운 가로띠들은 천문학적 관측값들로서 우주의 대폭발에서 생겼다고 믿어지는 값들이다. 표시된 네 가지의 원자핵들은 계산값과 관측값들이 세로축의 점선으로 나타낸 영역에서 서로 잘 들어맞음을 알 수 있다. 여기서 얻어진 우주의 밀도가 앞서 기술한 우주 전체밀도의 4%에 해당하는 것이다.

헬륨의 관측치는 23.5±1.0%로서 계산상의 불확실성까지를 고려할 때 N_ν는 3이어야 하고 4 이상이 되면 어려움이 생김을 알 수 있다. 재미있는 사실은 소립자 이론에 의하면 물질의 기본 구성인자인 쿼크의 종류수가 N_ν의 두 배라는 점 때문에 쿼크의 종류는 여섯 가지라고 말할 수 있다는 점이다. 이 우주론 연구 후 10여 년이 지난 후 여섯 가지의 쿼크가 모두 발견되었고, 세계 여러 가속기 연구소에서 끈이라는 약력을 매개하는 입자의 붕괴실험을 통해 정확히 증명되었다. 이로써 우주론은 자연의 현상을 지배하는 가장 기본적인 힘의 이론에 중요한 예측을 하였으며, 동시에 우리가 대폭발 이론으로 기술되는 우주 속에 살고 있다는 사실은 의심의 여지가 없이 증명되기에 이르렀다. 이제까지 우리는 우주의 초기 5분경에 원소들이 어떻게 형성되었으며, 우리가 계산한 결과들이 천문학적 관측과 얼마나 잘 부합되는지와, 나아가서 10년 후 거대한 실험실에서의 측정을 통해 엄밀하게 증명된 자연의 기본입자들의 중요한 성질을 어떻게 예측했는가를 보았다. 놀라운 사실은 우리가 바탕으로 삼은 우주의 모형이 균일성과 등방성을 가지고 한 점에서 폭발하였다는, 곧 가장 단순한 형태에서 비롯되었다는 점이다. 우주의 모습은 진정으로 조화를 이루고 있는 참 아름다움 그 자체인 것 같다. ㉮



글쓴이는 서울대 물리학과를 졸업, 동대학원에서 석사, 시카고대에서 박사학위를 받은 후 캘리포니아 공대 연구교수, 이화여대 기초과학 연구소장 및 자연과학대 학장을 역임했다.