

Weakly Interacting Massive Particles as Dark Matter

Ki-Young CHOI*

Institute for Universe and Elementary Particles and Department of Physics,
Chonnam National University, Gwangju 61186, Korea

(Received 28 June 2016 : revised 13 July 2016 : accepted 14 July 2016)

The weakly interacting massive particle (WIMP) is a good candidate for dark matter and commonly appears in the beyond standard model, though it has not yet been discovered experimentally. In this review article, we summarize the properties of dark-matter and examine the process of WIMP dark-matter production in the early Universe. Especially, the kinetic properties of the WIMP are closely connected to the small-scale structures in structure formation and evolve differently for adiabatic and isocurvature perturbations. We also review the production of super weakly interacting particles and some theoretical models for it. Finally, we briefly explain the WIMP detection experiments as direct detection, indirect detection, and particle accelerator experiments.

PACS numbers: 12.60.Jv, 14.80.Nb, 98.80.Bp, 95.35.+d

Keywords: Cosmology, Particle physics, Dark matter, WIMP

약하게 상호작용하는 암흑물질 : 윌프

최기영*

전남대학교 자연과학대학 물리학과, 우주소립자연연구소, 광주 61186, 대한민국

(2016년 6월 28 받음, 2016년 7월 13일 수정본 받음, 2016년 7월 14일 게재 확정)

윌프는 약하게 상호작용하며 질량을 가지고 있는 입자로서 표준모형을 넘어서는 모형에서 잘 나타나지만 아직 발견되지 않은 입자이다. 이 총설논문에서는 윌프가 암흑물질이 되기 위하여 만족해야 하는 여러 가지 특징을 정리하고, 초기 우주에서 윌프 암흑물질이 생성되는 과정에 관하여 알아본다. 특히 윌프의 동적특성은 우주의 거대구조 형성 중 작은 규모의 생성과 양에 밀접한 관계가 있는데, 단열섭동과 등곡률 섭동이 만들어내는 차이에 대하여 살펴본다. 또한 윌프보다 상호작용이 훨씬 작은 수퍼윌프의 경우 그 생성과정과 알려진 모형에 대하여 알아본다. 마지막으로 윌프를 검출하기 위한 방법으로서 직접 검출, 간접 검출, 그리고 입자가속기를 이용한 방법에 관하여 간략히 소개한다.

PACS numbers: 12.60.Jv, 14.80.Nb, 98.80.Bp, 95.35.+d

Keywords: 우주론, 입자물리, 암흑물질, 윌프

*E-mail: kiyoungchoi@jnu.ac.kr



I. 서론

웬프는 물질들과 약하게 상호작용을 하며 GeV 정도의 질량을 가지고 있는 입자들을 말한다. 웬프의 구체적인 모형은 각 이론들마다 다르지만, 일반적으로 암흑물질이 되기 위한 다음의 조건들을 잘 만족하고 있다: 1) 안정성, 2) 중립성, 3) 차가움, 4) 우주밀도.

1) 안정성: 암흑물질은 우주의 거대구조를 형성하는 과정에서 핵심적인 역할을 한다. 은하정도 규모의 거대구조는 우주나이가 일억정도일 때부터 암흑물질의 밀도 섭동이 증가함으로써 시작한다. 따라서 암흑물질은 초기우주의 이 시기 이전부터 존재해야 한다. 게다가 은하의 회전 속도, 은하단의 질량분포, 총알은하단과 같은 천체물리 현상은 최근 우주에서 일어나고 있는 현상으로서 암흑물질이 우주나이가 138억년인 현재까지도 계속 존재하고 있다는 것을 알 수 있다. 즉, 암흑물질의 수명은 현재 우주나이보다 훨씬 길며 매우 안정된 물질이다.

2) 중립성: 암흑물질이 원자핵이나 전자와 구별되는 가장 큰 차이점은 전하를 가지고 있지 않아서 빛과의 상호작용을 하지 않는다는 것이다. 즉 전하를 가지지 않는다는 것이다. 하지만 전자기력보다 훨씬 크기가 작은 상호작용은 가능하다. 실험을 통하여 얻은 암흑물질과 핵자 사이의 상호작용의 상한은 대략 약한 상호작용 정도이다.

3) 차가움: 우주거대구조를 형성하기 위해서는 우주초기에 물질의 밀도 섭동이 점차적으로 증가하여야 한다. 하지만 빛의 속도에 가까운 상대론적으로 움직이는 입자의 경우 밀도섭동이 증가하지 않으므로 현재우주를 이루기 위하여 필요한 거대구조형성을 이루지 못하게 된다. 따라서 암흑물질은 거대구조가 형성되는 시점에 충분히 속도가 작아서 차가운 상태에 있어야 한다.

4) 우주밀도: 암흑물질의 양은 우주의 팽창속도와 거대 구조 형성에 영향을 준다. 특히 우주배경복사의 온도 비등방성관측으로부터 암흑물질의 양을 자세하게 얻을 수 있었다. 최근 플랑크 위성의 관측 결과에 따르면 현재 우주의 에너지 밀도 중 암흑물질이 차지하고 있는 비중은 $\Omega_{DM}h^2 = 0.1188 \pm 0.0010$ 로서 대략 우주밀도의 25% 정도를 차지하고 있다 [1].

현재까지 잘 알려진 입자물리의 표준 모형에는 이러한 성질을 만족하는 입자가 존재하지 않는다. 따라서 암흑물질을 설명하기 위하여 표준모형을 넘어서는 새로운 이론이 필요하며, 웬프는 그러한 이론들에서 자연스럽게 도입되는 입자이다. 이 논문에서는 약하게 상호작용 하는 암흑물질인 웬프의 생성과 진화에 관련된 여러가지 특성과 이론적 모형에 대하여 소개할 것이다.

II. 초기우주에서 웬프의 생성

빛의 속도보다 느린 비상대론적으로 움직이는 입자들의 경우 에너지 밀도를 질량과 개수 밀도의 곱으로 나타낼 수 있다. 즉 현재 웬프 암흑물질의 양은

$$\Omega_w h^2 = 0.1 \left(\frac{m_w}{100 \text{ GeV}} \right) \left(\frac{Y_w}{3.7 \times 10^{-12}} \right). \quad (1)$$

여기서 m_w 는 웬프의 질량이고 $Y_w \equiv \frac{n_w}{s}$ 는 웬프와 엔트로피의 밀도비로서 $s = (2\pi^2/45)g_{s*}T^2$ 이다. 웬프가 암흑물질을 설명하려면

$$Y_w \equiv \frac{n_w}{s} \simeq 3.7 \times 10^{-12} \left(\frac{100 \text{ GeV}}{m_w} \right), \quad (2)$$

정도가 되어야 한다. 즉 100 GeV 질량인 웬프의 경우 그 개수가 광자의 수천억분의 일정도이어야, 현재 암흑물질이 필요로 하는 양을 제공할 수 있다. 이제 이런 질문을 할 수 있다. 이 정도로 작은 개수의 웬프가 초기 우주에서 어떻게 만들어질까?

일반적으로 전자기 상호작용을 하는 물질들은 우주 초기에 주변의 복사물질들과 열적평형상태를 이루게 된다. 웬프와 같이 약한 상호작용을 하는 물질도 온도가 그 질량보다 큰 경우 열적평형상태에 있으며 바리온, 전자와 같은 물질들과 계속적으로 상호작용을 하고 있다. 즉 웬프는 소멸과 생성이 동시에 일어나면서 평형상태를 유지하고 있는 것이다. 이 때 웬프는 상대론적으로 운동을 하며 통계역학적인 분포를 따르고 그 개수도 광자의 개수와 비슷하다.

시간이 지나면서 우주의 팽창에 따라 우주 온도가 웬프질량 아래로 내려가면, 웬프의 생성은 줄어들고 소멸이 주로 일어나게 된다. 이 때 웬프의 양은 급속도로 줄어들게 되며 에너지 분포는 기하급수적으로 줄어들어 볼츠만 분포를 따르게 된다. 결국 온도가 웬프 질량의 20분의 1 정도일때, 웬프는 소멸도 멈추게 되며 열적평형상태에서 벗어나게 된다. 즉, 웬프의 질량이 100 GeV 라면 웬프의 소멸이 멈추는 때는 우주온도가 약 5 GeV 정도일 때이다.

웬프의 개수는 우주의 팽창에 의해서만 감소하게 되므로, 이때부터 웬프와 엔트로피의 비는 일정하게 유지되며 현재까지 이르게 된다. 따라서 볼츠만감소에 따라 웬프의 양은 $Y \sim 10^{-12}$ 정도의 작은 값을 가질 수 있게 된다. 이 때 웬프의 에너지 밀도는 웬프의 쌍소멸비에 의하여 결정이 되며, 그 양은

$$\Omega_w h^2 = \frac{3 \times 10^{-27} \text{ cm}^3 \text{ sec}^{-1}}{\langle \sigma_{ann} v \rangle}, \quad (3)$$

와 같이 나타낼 수 있다. 즉 약하게 상호작용하는 입자의 경우 $\langle \sigma_{ann} v \rangle \sim 10^{-26} \text{ cm}^3 \text{ sec}^{-1}$ 로써 암흑물질의 양을 설명하기에 알맞은 특성을 지니고 있다.

1977년에 이처럼 질량을 가지고 약하게 상호작용하는 입자가 초기 우주에서 생성되어지는 과정을 무거운 중성미자의 경우에 처음으로 적용되었다 [2,3]. 중성미자와 같은 크기의 상호작용을 하는 경우, 안정적인 중성미자는 질량이 2 GeV 보다 커야 우주전체 밀도를 넘지 않게 되며 이를 Lee-Weinberg 한계라고 부른다.

вим프의 잔류 에너지 밀도는 초기우주의 조건과 상태에 관계없으며 표준 우주모형에서 소멸반응의 크기에 의하여 자동적으로 정해진다.

III. vim프의 동적 특성과 거대구조 형성

vim프의 개수가 변화하는 반응이 더 이상 일어나지 않아도 에너지와 운동량을 주고 받는 반응은 당분간 계속 일어난다. 이를 통하여 vim프는 주변의 복사물질과 동적 평형 상태를 유지하면서 같은 온도를 가지게 된다. 하지만 시간이 지나면서 우주의 팽창에 의하여 결국 동적평형 상태로 더 이상 유지되지 못하고 깨어지게 된다. 예를 들면, 초대칭이론의 뉴트랄리노 vim프의 경우 대략 10 MeV - 1 GeV 의 우주온도에서 이 과정이 일어난다 [4]. 동적평형에서 떨어진 이후 vim프 암흑물질은 중력에 의해서만 상호작용을 하게 된다. 즉 우주 공간에서 밀도가 큰 지역으로 vim프들이 중력에 의하여 모이게 되고 그 밀도가 국부적으로 증가하게 된다. 우주가 복사지배에서 물질지배 시대로 넘어가게 되면 vim프 암흑물질의 밀도 섭동 증가도 훨씬 빠르게 일어난다. 결국 밀도가 큰 영역이 주위의 물질들을 끌어들이어서 은하와 은하단과 같은 여러가지 규모의 우주구조물들이 생성된다.

복사물질은 vim프와 달리 상대론적으로 운동을 하며 압력을 가지고 있다. 즉, 중력에 의하여 밀도가 큰 지역으로 모이려는 것이 압력에 의하여 밀도증가를 방해하는 것과 서로 조화를 이루어 복사물질섭동이 진동을 하게 된다. 따라서 복사물질의 밀도는 증가하지 못하고 진동을 하게 되므로 그 결과가 우주배경복사의 온도비등방성에서 진동으로 나타난다. vim프가 주변의 복사물질과 동적 평형상태에 있을 때에는 vim프 암흑물질도 복사물질과 강하게 결합되어 있으므로 vim프도 복사물질과 운동을 같이한다. vim프의 밀도섭동이 증가하지 않고 복사물질과 마찬가지로 진동을 하는 것이다.

단지 vim프가 평형상태에서 벗어난 이후에서야 중력에 의하여 vim프의 밀도섭동이 증가할 수 있다. 게다가 동적 평형상태에서 벗어나는 순간 vim프와 복사의 속도차이에 의하여 vim프의 밀도섭동이 지워지는 효과도 일어난다. 결과적으로 vim프가 복사물질과 동적 평형상태에 있는 동안 우주의 허블 지평선을 들어오는 규모의 밀도섭동은 자라지 않고 게다가 지워지게 되어 이후 우주구조의 형성에 도움을

주지 못한다. 단지 vim프가 동적평형에서 벗어난 이후에 들어온 규모의 밀도섭동만이 이후 우주거대구조의 형성에 기여할 수 있다. 따라서 동적평형상태에서 벗어나는 시기에 허블지평선을 들어오는 규모가 우주에서 형성될 수 있는 구조의 최소크기를 결정하게 된다. 예를 들면 뉴트랄리노 vim프 암흑물질의 경우 그 최소구조의 크기는 지구 정도의 질량에 해당한다.

여기서 주목할 것은 동적평형에서 벗어나는 순간에 밀도 섭동이 지워지는 것은 그 밀도섭동이 단열섭동 (adiabatic perturbation) 인 경우에만 해당한다. 즉 밀도섭동이 등곡률 섭동 (isocurvature perturbation) 인 경우는 지워지지 않고 그대로 유지된다. 표준 우주론에서 vim프는 복사물질과의 평형상태에서 만들어지므로 자연적으로 단열밀도섭동을 가지게 된다. 그리고 이것은 우주배경복사의 온도 비등방성에서 얻어진 등곡률섭동의 결과와도 잘 일치한다.

하지만 한 가지 예외적인 경우가 낮은 재가열온도의 경우에 나타날 수 있다 [5]. 재가열온도란 우주가 인플레이션에 의하여 급속팽창을 하면서 낮아진 우주의 온도가 인플라톤의 붕괴에 의하여 다시 뜨거워지면서 복사지배시대가 될때 우주의 온도이다. 그 과정에서 인플레이션이 끝나고 재가열이 되기 전 인플라톤 입자는 진동을 하면서 잠시동안 우주는 물질지배시대와 같은 형태로 팽창을 한다. 즉 복사 지배 이전에 이른물질지배 시대가 존재하는 것이다.

재가열온도의 크기는 인플라톤의 붕괴비 Γ_ϕ 에 의하여 결정된다. 인플라톤의 붕괴비가 우주의 팽창비와 비슷할 때, 인플라톤의 붕괴가 일어나기 때문에 재가열온도는

$$T_{\text{reh}} \simeq \left(\frac{\pi^2 g_*}{90} \right)^{-1/4} \sqrt{M_P \Gamma_\phi}, \quad (4)$$

와 같이 근사할 수있다. 붕괴비는 인플라톤 입자의 질량과 상호작용에 의하여 결정되며, 우주빅뱅핵합성에 영향을 주지 않기 위해서는 우주의 재가열 온도가 MeV 정도보다 커기만 하면 된다. 따라서 인플라톤의 붕괴비가 작은 경우, 우주의 재가열온도가 vim프의 열적평형에서 벗어나는 온도 (\sim GeV) 보다 더 낮을 수 있다. 즉, 인플라톤에 의한 진동으로 우주가 물질지배시대인 때에 vim프가 열적평형에서 벗어나고 뒤 이어 인플라톤의 붕괴를 통하여 우주가 다시 복사지배의 시대로 가는 것이다.

재가열온도가 낮아서 vim프가 물질지배시대에서 열적평형에서 벗어나면 vim프의 개수는 더 이상 증가하지 않는다. 하지만 인플라톤의 붕괴에 의하여 복사물질은 계속적으로 생성되고 있기 때문에 vim프의 등곡률 섭동이 생성된다 [5]. 즉 거대규모에서는 여전히 밀도섭동이 단열적이지만 작은 규모, 즉 그 규모가 우주의 재가열 이전에 들어온 경우, vim프의 밀도섭동에 등곡률적인 요소가 생기게 되는 것이다.

그 직접적인 결과로서 이 섭동은 나중에 동적평형상태에서 벗어날 때 밀도섭동이 지워지지 않는다. 그리고 그 섭동이 자라서 현재 우주의 미니헤일로와 같은 암흑물질에 의하여 주로 이루어진 작은 크기의 천체들이 많이 만들어질 수 있으며, 그 안에 내재된 암흑물질들로부터 특별한 신호들이 만들어질 수 있다. 특히 Fermi-LAT 감마선 망원경은 워프암흑물질로 이루어진 미니헤일로 내에서 워프의 쌍소멸로부터 생성되어진 감마선을 발견할 수 있을 것으로 기대된다.

IV. 수퍼워프

일반물질과의 상호작용이 약한상호작용의 크기보다 훨씬 작은 경우가 있다. 수퍼워프라고 불리우는 이러한 물질들도 암흑물질이 되기 위한 조건을 만족할 수 있다. 수퍼 워프는 그 상호작용이 작으므로 초기우주에서 열적평형에 이르지 못한다. 즉 복사물질들로부터 아주 작은 양만이 생성되는 것은 가능하나 열적평형상태에 이를 만큼 충분히 크지 않기 때문이다. 아주 약한 상호작용으로 인하여 그 생성된 양이 아주 작으므로 자연스럽게 암흑물질이 되기 위하여 필요한 $Y \simeq 3 \times 10^{-11}$ 를 만족할 수 있다.

수퍼워프의 생성방법은 크게 두 가지로 나눌 수 있다 [6]. 열적 생성과 비열적 생성이다. 열적생성은 열적평형상태에 있는 물질들로부터 수퍼워프가 만들어지는 것이고 비열적 생성은 비열적 과정에 의하여 만들어지는 것이다. 비열적 생성의 대표적인 예는 워프와 같은 무거운 입자가 열적평형에 의하여 그 양이 생성되고 나중에 붕괴를 하여 수퍼워프 암흑물질을 만들어내는 것이다.

열적생성에는 산란에 의한 것과 열적입자의 붕괴에 의한 것이 대표적인 방법이다. 중력미자나 엑시노와 같은 암흑물질의 경우, 그 상호작용이 비재규격화된 (non-renormalizable) 항으로부터 나온다. 이 경우 수퍼워프의 대부분은 우주온도가 클 때 생성이 되어지기 때문에 수퍼워프의 양은 우주의 재가열온도에 비례하게 된다. 특히 질량이 100 GeV 인 중력미자는 우주온도가 10^{10} GeV 인 경우, 질량이 1 GeV 인 엑시노는 우주온도가 100 GeV 정도에서 적절한 암흑물질의 양이 생성되어질 수 있다 [7].

반대로 그 상호작용이 재규격화된 (renormalizable) 경우는 암흑물질이 만들어질 수 있는 조건 내에서 온도가 낮은 곳에서 가장 많이 만들어진다. 그 온도는 대략 수퍼워프의 질량 정도에 해당하며 이러한 생성방식을 최근에는 펌프 (freeze-in massive particle, FIMP) 라고 명명하기도 하였다 [8]. 대표적인 예로는 디랙타입 중성미자의 초대칭이론에서 나타나며, 오른쪽방향의 스칼라 중성미자가 암흑물질인 경우이다. 이 때 상호작용은 크기가 10^{-13} 정도에 해당하는 유카와 상호작용으로서 재규격화가 가능한 항이며, 암흑물질의 대부분은 $T \sim \text{TeV}$ 의 낮은 온도에서 만들어진다 [9].

V. 워프의 검출

워프의 검출가능성은 그 약한상호작용에 있다. 워프의 검출은 크게 직접검출, 간접 검출 그리고 입자가속기에서의 생성과 같이 세 가지로 나눌 수 있다.

암흑물질은 구형의 분포를 가지고 우리은하에 분포한다. 그 에너지 밀도 분포는 은하 중심으로부터 거리 제곱에 반비례하는 성질이 있으며 태양계 주변에서 밀도가 0.3 GeV/cm^3 정도라고 추정하고 있다. 그리고 암흑물질은 대략 태양계에 대한 상대속도가 수 백 km/sec 로써 100 GeV 의 암흑물질인 경우 $\mathcal{O}(10)$ keV 의 운동에너지를 가지고 있는 것에 해당한다. 은하내에서 빠른 속력으로 움직이던 워프 암흑물질이 지하에 있는 검출기내의 물질과 상호작용하면서 그 운동에너지를 핵자에 전달하게 되고 그 결과를 읽어낼 수 있다. 이 원리를 이용하여 수 km 의 지하에 워프 검출기를 설치하여 직접산란에 의한 워프 암흑물질을 검출하려는 실험을 진행하고 있다. 아직 워프를 발견하였다는 구체적인 증거는 없으며, 워프 암흑물질과 핵자와의 산란 단면적이 100 GeV 질량 근처에서 10^{-45} cm^2 보다 작아야 한다는 한계만을 주고 있다 [10].

우리은하에 존재하는 워프는 쌍소멸을 통하여 감마선이나 우주선, 중성미자등을 발생할 수 있다. 암흑물질이 우리 은하의 중심에 많이 분포하고 있으므로 그 중심으로부터 오는 신호를 배경 잡음과 분리함으로써 워프를 간접적으로 검출할 수 있는 것이다. Ferm-LAT 감마선 위성망원경, AMS-02 우주선 관측 위성, 그리고 남극의 IceCube 중성미자 검출기 등에서 워프 암흑물질을 간접적으로 찾기 위하여 현재에도 계속 실험을 진행하고 있다.

CERN 의 거대강입자 가속기에서는 양성자 충돌을 통하여 지상최대의 에너지인 13TeV 에서 새로운 입자들을 탐색하고 있다. 워프 입자도 이러한 반응에서 만들어질 수 있다. 이 때 만들어진 워프는 상호작용이 약하기 때문에 생성된다 하더라도 검출기에서 바로 신호를 잡기는 어려우나 잃어버린 에너지의 차이를 이용하여 그 존재를 밝힐 수 있다.

VI. 결론

워프는 약하게 상호작용하는 질량을 가진 입자로서 암흑물질이 필요로 하는 천문학적인 현상들 그리고 우주론적인 현상들을 잘 설명하고 있다. 특히 초기 우주에서 자동적으로 그 양이 결정되며 암흑물질이 되기 위하여 필요한 조건을 잘 갖추고 있다. 또한 약한 상호작용을 통하여 직접 또는 간접적으로 검출하려는 실험을 계속하고 있으며, 거대강입자 가속기에서는 워프를 직접 생성함으로써 그 특징을 밝히려고 하고 있다.

감사의 글

본 연구는 한국연구재단의 연구비 (NRF-2016R1A2B4012302) 지원에 의해 이루어졌습니다.

REFERENCES

- [1] P. A. R. Ade, N. Aghanim, C. Armitage-Caplan, M. Arnaud and M. Ashdown *et al.* [Planck Collaboration], *Astron. Astrophys.* **571**, A16 (2014).
- [2] B. W. Lee and S. Weinberg, *Phys. Rev. Lett.* **39**, 165 (1977).
- [3] P. Hut, *Phys. Lett. B* **69**, 85 (1977).
- [4] T. Bringmann, P. Scott and Y. Akrami, *Phys. Rev. D* **85**, 125027 (2012).
- [5] K. Y. Choi, J. O. Gong and C. S. Shin, *Phys. Rev. Lett.* **115**, 211302 (2015).
- [6] H. Baer, K. Y. Choi, J. E. Kim and L. Roszkowski, *Phys. Rept.* **555**, 1 (2015).
- [7] K. Y. Choi, J. E. Kim and L. Roszkowski, *J. Korean Phys. Soc.* **63**, 1685 (2013).
- [8] L. J. Hall, K. Jedamzik, J. March-Russell and S. M. West, *J. High Energy Phys.* **1003**, 080 (2010).
- [9] T. Asaka, K. Ishiwata and T. Moroi, *Phys. Rev. D* **73**, 051301 (2006).
- [10] D. S. Akerib *et al.* [LUX Collaboration], *Phys. Rev. Lett.* **116**, 161301 (2016).