

우리은하 중온 이온화 매질의 광이온화 모델
PHOTOIONIZATION MODELS OF THE WARM
IONIZED MEDIUM IN THE GALAXY

선광일

한국천문연구원

KWANG-IL SEON

Korea Astronomy and Space Science Institute

E-mail: kiseon@kasi.re.kr

(Received December 7, 2007; Accepted December 19, 2007)

ABSTRACT

The warm ionized medium (WIM) outside classical H II regions is a fundamental gas-phase constituent of the Milky Way and other late-type spiral galaxies, and is traced by faint emission lines at optical wavelengths. We calculate the photoionization models of the WIM in the Galaxy by a stellar UV radiation with the effective temperature 35,000 K assuming not only spherical geometry but also plane parallel geometry, and compare the results with the observed emission line ratios. We also show the dependence of the emission line ratios on various gas-phase abundances. The emergent emission-line ratios are in agreement with the average-values of observed ratios of [S II] $\lambda 6716/\text{H}\alpha$, [N II] $\lambda 6583/\text{H}\alpha$, [O I] $\lambda 6300/\text{H}\alpha$, [O III] $\lambda 5007/\text{H}\alpha$, He I $\lambda 5876/\text{H}\alpha$. However, their extreme values could not be explained with the photoionization models. It is also shown that the addition of all stellar radiation from the OB stars in the Hipparcos stellar catalog resembles that of an O7–O8 type star.

Key words: Galaxy: halo — H II regions — ISM: structure

1. 서론

성간물질의 주요 성분인 중온 이온화 매질 (Warm Ionized Medium, WIM) 또는 확산 이온화 기체 (Diffuse Ionized Gas, DIG)는 수소원자의 재결합 방출선인 $\text{H}\alpha$ 등의 광학 방출선 관측을 통하여 연구되어 왔다 (Reynolds 1991; Walterbos & Braun 1996). 중온 이온화 매질은 우리 은하의 경우 약 20%의 공간을 차지하고 있으며 약 0.1 cm^{-3} 의 전자밀도를 갖는 것으로 알려져 있다 (Reynolds 1991). 외부은하의 경우는 관측되는 전체 $\text{H}\alpha$ 세기의 약 40%가 중온 이온화 매질에서 방출되는 것으로 알려져 있다 (Rand 1996; Walterbos & Braun 1996). 중성 이온화 매질을 이온화시키는 기작으로는 질량이 큰 별 (massive stars)에 의한 광이온화(photoionization), 초신성 폭발에 의한 충격파 이온화, 우주선(cosmic-ray)에 의한 이온화, 난류 섞임층(turbulent mixing layer)등에 의한 이온화등이 제안되었지만, O형 별만이 충분한 에너지를 제공할 수 있다 (Reynolds 1984). 중온 이온화 매질은 은하 평면의 H II 영역 중심에 있는 질량이 큰 별에서 방출된 라이먼 연속복사가 H II 영역을 만들고 남은 빛이 새어나오면서 주

변의 성간물질을 이온화시키면서 만들어진다고 알려져 있다 (Mathis 1986; Sokolowski & Bland-Hawthorn 1991; Domgörgen & Mathis 1994; Sembach et al. 2000). 만약 H II 영역에서 새어나온 라이먼 연속 광자 (Lyman continuum, ionizing continuum)가 중온 이온화 매질을 생성하는 주요 에너지원이라면 중온 이온화 매질에서 관측되는 $\text{H}\alpha$ 방출선의 세기(intensity)는 H II 영역의 $\text{H}\alpha$ 세기와 밀접한 상관 관계가 있어야 한다. 실제로 Ferguson et al. (1996)은 중온 이온화 매질과 H II 영역 사이에 작은 스케일 뿐만 아니라 큰 스케일에서도 정량적인 상관관계가 있음을 보였다.

Mathis (1986, 2000), Domgörgen & Mathis (1994) 및 Sembach et al. (2000)은 우리은하의 중온 이온화 매질에서 관측되는 광학 방출선의 비를 구대칭 (spherical symmetry)을 가정하고 밀도가 낮은 매질에서의 광이온화 모델을 이용하여 성공적으로 설명하였다. 반면에 Sokolowski & Bland-Hawthorn (1991)은 1차원적인 평면 평행 기하(plane parallel geometry)를 가정하고 NGC 891의 고위도에서 발견되는 중온 이온화 매질의 광이온화 모델을 계산하였다. 이 연구에서는 구대칭 뿐

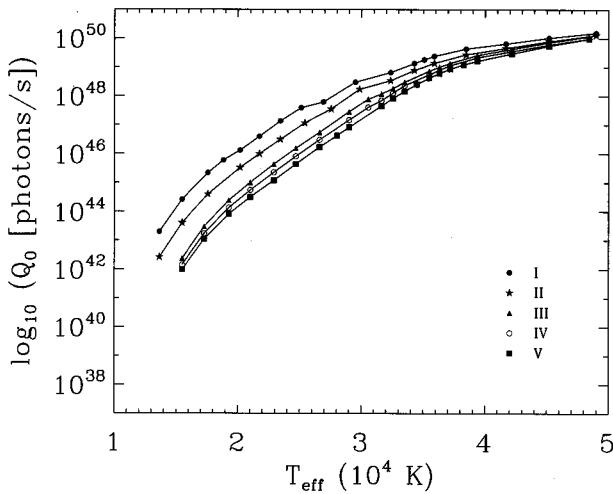


그림 1.— Hipparcos 항성 목록 (Perryman et al. 1997)의 OB형 별들의 항성 스펙트럼을 평균하여 구해진 스펙트럼. 비교를 위해 O7V 및 O8V형의 항성 스펙트럼을 함께 나타내었다.

만 아니라 평면 평행 기하를 가정하고 우리은하의 중온 이온화 매질에 대한 광이온화 모델을 계산하였으며 각각의 모델을 비교하였다. 또한 여러가지 중원소 함량비를 가정하고 중원소 함량비에 따른 계산 결과의 차이점을 비교하였다.

2. 광이온화 모델

밀도가 낮은 광이온화된 성운(nebula)의 특성은 중원소 함량비, 이온화 스펙트럼의 모양 또는 이온화시키는 별의 온도 T_* 및 성운내부의 입자의 갯수와 이온화 광자의 갯수의 비를 나타내는 이온화 인수 (ionizing parameter) 등의 세가지 값에 의해 결정된다.

2.1. 항성 복사장 (stellar radiation field)

항성에 의한 이온화 스펙트럼을 계산하기 위해 Mathis (1986)는 Abbott (1982)에 의해 주어진 O5부터 O9.5형의 조기형(early type) 별들의 상대적인 숫자 비율에 따라 각 분광형의 항성 스펙트럼을 가중 평균하였다. Domgörgen & Mathis (1994)는 한 개 이상의 항성 스펙트럼을 합하면 중간 온도를 갖는 항성 스펙트럼에 매우 가까운 모양을 갖는 스펙트럼이 얻어진다는 것을 확인하였다. 또한, 그들은 중온 이온화 매질에서 관측되는 광학 방출선의 비율을 설명하기 위해서는 온도가 $T_* \sim 38,000$ K인 분광형을 갖는 항성 스펙트럼이 필요하다는 것을 발견하였다. Reynolds & Tufte (1995)는 중온 이온화 매질에서 He I $\lambda 5876$ 재결합선 관측을 시도하였으나 실패하였고, He I 방출선의 상한값(upper limit)으로부터 이온화 원천(ionization source)의 온도

표 1.— 광이온화 모델을 위해 사용된 중원소 함량비

Element	B star	WNM	Solar	Orion	ISM
H	12.00	12.00	12.00	12.00	12.00
He	11.00	11.00	11.00	10.98	10.99
C	8.27	8.15	8.55	8.48	8.40
N	7.80	7.88	7.97	7.85	7.90
O	8.56	8.50	8.87	8.60	8.50
Ne	8.20	8.07	8.07	7.78	8.09
Na	6.11	6.11	6.31	5.48	5.50
Mg	7.38	7.16	7.58	6.48	7.10
Al	6.19	5.18	6.47	5.30	4.90
Si	7.20	7.18	7.55	6.60	6.50
P	5.37	5.37	5.57	5.20	5.20
S	6.97	7.07	7.21	7.00	7.51
Ar	6.32	6.32	6.60	6.48	6.45
Ca	6.16	5.06	6.36	4.30	2.61
Ti	4.73	3.86	5.04	2.76	2.76
Cr	5.48	4.55	5.68	4.00	4.00
Mn	5.33	4.56	5.53	4.36	4.36
Fe	7.40	6.21	7.51	6.48	5.80
Ni	6.05	4.95	6.25	5.00	4.26
Zn	4.45	4.45	4.66	4.30	4.30

는 35,000 K 이하라는 것을 보였다. Sembach et al. (2000)는 35,000 K의 온도를 갖는 항성 스펙트럼을 가정하여 광이온화 모델을 계산하였다.

따라서, 알려진 별들의 스펙트럼을 전부 더하였을 때, 약 35,000–38,000 K의 온도를 갖는 항성 스펙트럼과 유사한 모양을 갖는다는 것을 확인하는 것은 의미가 있다. 이를 위해 Hipparcos 항성 목록 (Perryman et al. 1997)에 포함된 모든 별의 스펙트럼을 합하였을 때, 어떤 모양을 갖게 되는지 알아보았다. Hipparcos 항성 목록에 나와있는 항성의 분광형에 따라 각각의 항성에 대해 유효 온도, 항성 반경 및 유효 중력세기를 Straižys & Kuriliene (1981)의 표를 이용하여 계산하였다.

가장 최신의 Kurucz 항성 모델 그리드 (Castelli & Kurucz 2003)로부터 각각의 항성에 대응하는 스펙트럼을 계산하였다. Hipparcos 항성 목록에 나오는 OB형의 모든 별들에 대한 스펙트럼을 평균한 결과는 그림 1에 나타내었으며, O7V 및 O8V형 별의 스펙트럼과 함께 비교하였다. 그림으로부터 잘 알려진 OB형 별들의 스펙트럼을 모두 합하였을 때 유효 온도가 35,000–38,000 K에 대응하는 O7–O8형의 항성 스펙트럼과 매우 유사한 모양을 갖는다는 것을 확인할 수 있다. 비록 Mathis (1986)은 항성 스펙트럼을 가중 평균한 스펙트럼이 O7–O8형의 항성 스펙트럼과 유사하다는 언급을

하지도 않았고, O5–O9.5형의 별들만을 고려하였지만, 그들도 O7–O8형의 항성 스펙트럼과 유사한 결과를 얻었으리라 생각된다. 실제로 우리는 Hipparcos 항성 목록의 O형 별만을 고려하였을 때도 매우 유사한 결과를 얻을 수 있었다. 따라서, 이 논문에서는 기존 연구의 결과와 비교하기 위해 온도가 $T_* = 35,000$ K인 별을 이온화 원천이라고 가정하고 광이온화 모델을 계산하였다.

2.2. 중원소 함량비

이 연구에서는 기존의 연구들에서 고려한 중원소 함량비외의 다른 중원소 함량비까지 고려하여 모두 다섯가지의 중원소 함량비를 사용하여 광이온화 모델을 계산하였다. 이 연구에서 사용한 중원소 함량비는 Orion H II 영역에서 관측된 함량비, 태양의 함량비, B형 별의 함량비, 중온 중성 매질 (warm neutral medium, WNM)의 함량비와 성간매질 (interstellar medium, ISM)의 함량비이다. H II 영역의 함량비는 Baldwin et al. (1991), Rubin et al. (1991) 및 Osterbrock, Tran, & Veilleux (1992)에 의해 결정된 Orion 성운 함량비의 평균값이다. 성간티끌 알갱이(dust grain)의 조성(composition)은 Baldwin et al. (1991)이 구하고 van Hoof et al. (2004)가 보완한 결과를 가정하였다. 희박 원소 (rare species)에 대한 함량비는 Savage & Sembach (1996)가 구한 성간물질에 대한 결과를 이용하였다. 성간물질의 함량비는 Cowie & Songaila (1986)이 정리한 중온 및 저온 매질의 함량비와 ξ Oph 별 방향에 대해 Savage & Sembach (1996)이 구한 중온 및 저온 성간물질의 함량비를 평균하여 사용하였다. 산소의 함량비는 Meyers, Jura, & Cardelli (1998)이 구한 결과를 사용하였다. 성간티끌 알갱이의 조성은 Bohlin, Savage, & Drake (1978)의 평균적인 성간매질에 대한 결과를 이용하였다. 태양의 중원소 함량비는 탄소, 질소, 산소의 경우는 Grevesse & Noels (1993)이 구한 광구(photosphere)의 함량비이며 그 외의 원소에 대해서는 Anders & Grevesse (1989)가 구한 운석(meteorite)의 함량비이다. B형 별의 함량비는 태양의 함량비보다 우주의 평균 함량비를 좀 더 잘 나타내는 것으로 알려져 있으며 (Savage & Sembach 1996), Kilian-Montenbruck, Gehren, & Nissen (1994)이 구한 평균값이다. 중온 중성 매질의 함량비는 μ Columbae 방향으로 관측되는 잘 알려진 저위도 해일로의 중온 확산 구름 (warm diffuse cloud)의 관측 결과이다 (Howk, Savage, & Fabian 1999). 탄소, 질소, 산소의 함량비는 각각 Sofia et al. (1997), Meyer, Cardelli, & Sofia (1997), Meyer, Jura, & Cardelli (1998)의 결과를 이용하였다. 이 연구에서 사용된 다섯가지 중원소 함량비를 표 1에

정리하였으며 이 값들은 $A(X) = \log(X/H) + 12.00$ 으로 정의된다. 기존의 연구들은 위의 다섯가지중의 몇 가지만을 이용하여 광이온화 모델을 계산하였으며 그들이 사용한 중원소 함량비는 표 2에 정리하였다. 표 2의 이온화 인수는 다음 절에서 설명하였다.

2.3. 이온화 인수

구대칭 광이온화 모델에서 가장 널리 사용되는 이온화 인수의 정의는 다음과 같다.

$$U_C \equiv \frac{Q}{4\pi R_S^2 n_H c}. \quad (1)$$

여기서, Q 는 photons s^{-1} 의 단위를 갖는 수소 이온화 광자 광도 (ionizing photon luminosity)이고, n_H 는 수소 원자의 수 밀도이다. Strömgren 반경은 $R_S = [3Q / (4\pi n_H^2 f \alpha_B)]^{1/3}$ 으로 정의되며, α_B 는 수소에 대한 case B 재결합 상수(recombination coefficient, Osterbrock 1989)이다. 부피 공간 점유율 (volume filling factor)은 f 로 나타내었다. 중온 이온화 매질에 대한 광이온화 모델을 계산할 때 주로 사용하는 이온화 인수의 정의는 Mathis (1986)가 정의하였으며 다음과 같다.

$$q = n_H f^2 Q_{50}. \quad (2)$$

여기서, Q_{50} 은 10^{50} photons s^{-1} 단위로 표시한 이온화 광자의 광도이다. 이온화 인수 q 는 일반적으로 많이 쓰이는 정의 U_C 에 대해 다음의 관계를 갖는다.

$$q = 10^{-50} (36\pi c^3 / \alpha_B^2) U_C^3 \quad (3)$$

이온화 인수 q 는 Mathis (1986, 2000), Domgörgen & Mathis (1994), Sembach et al. (2000)에 의해 사용되었다. 반면에, Sokolowski & Bland-Hawthorn (1991)은 평면 평행 기하를 가정하고 광이온화 모델을 계산하면서 U_C 와 유사한 이온화 인수 U 를 정의하여 사용하였다.

$$U \equiv \frac{Q'}{4\pi n_e c}, \quad (4)$$

이때, Q' 는 이온화 광자의 단위 면적당 단위 시간당 플럭스를 나타내며 n_e 는 전자의 수 밀도를 나타낸다.

기존의 모델들은 기학학적 대칭성에 따라 서로 다른 이온화 인수를 사용하였을 뿐만 아니라 같은 이온화 인수를 사용하더라도 약간씩 다른 값을 이용하여 광이온화 모델을 계산하였다. 그들이 사용한 이온화 인수의 값들은 표 2에 정리하였으며, 기존의 모델이 계산한 방출선의 비도 함께 정리하였다. 이 논문에서는 기존의 모델들이 사용한 모든 이온화 인수값에 대해 광이온화 모델을 계산하였을 뿐만 아니라 현재 관측으로부터 구해지는 모든 방출선들의 비를 계산하였다. 광이온화

표 2.— 기존의 광이온화 모델 (M1986: Mathis 1986, SB1991: Sokolowski & Bland-Hawthorn 1991, DM1994: Domgörgen, & Mathis 1994, S2000: Sembach et al. 2000)

저자	모양	중원소 함량비	이온화 변수	방출선비
M1986	구대칭	Orion	$\log q = -2, -3, -4, -5, -6$	[S II], [N II], [O II], [O III]
SB1991	평면	Orion, Sun	$\log U = -6 \sim +1$	[S II], [N II]
DM1994	구	Orion	$\log q = 0, -3, -3.7, -4$	[S II], [N II], [O I], [O III]
S2000	구대칭	Sun, B star, WNM	$\log q = -4$	[S II], [N II], [O I], [O II], [O III], He I
M2000	구대칭	WNM	$\log q = -2.6 \sim -4.8$	[S II], [N II], [O I], [O III]

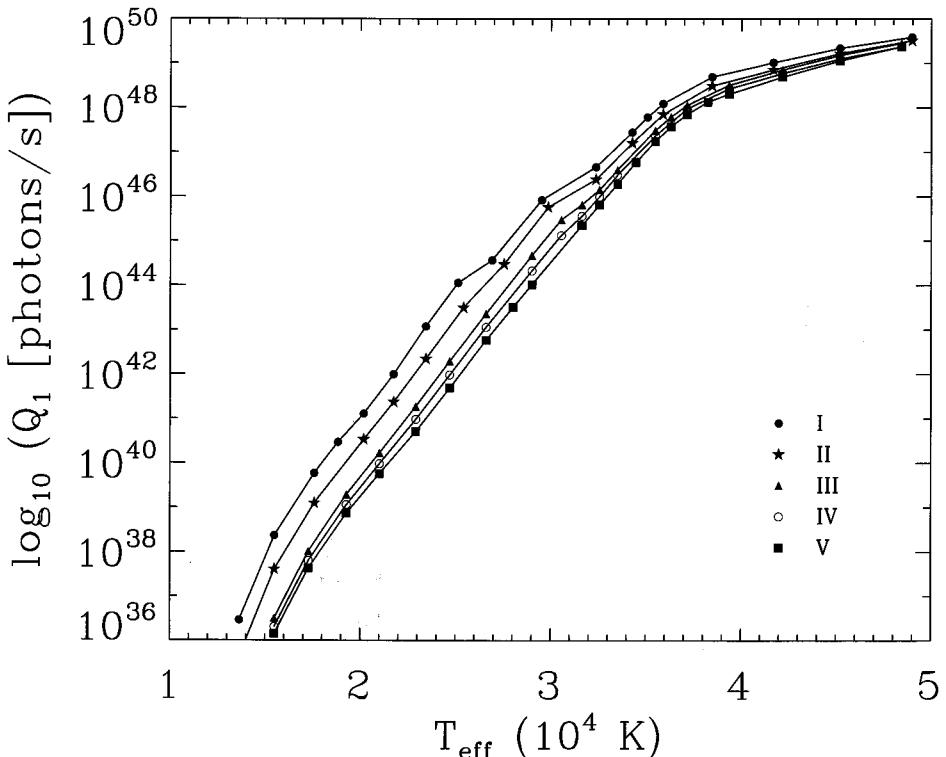


그림 2.— 구대칭을 가정했을 때 이온화 인수 q 에 따른 방출선의 비, [S II] $\lambda 6716/\text{H}\alpha$, [N II] $\lambda 6583/\text{H}\alpha$, [O I] $\lambda 6300/\text{H}\alpha$, [O II] $\lambda 3726/\text{H}\alpha$, [O III] $\lambda 5700/\text{H}\alpha$, He I $\lambda 5876/\text{H}\alpha$, [S II] $\lambda 6716/[N II] \lambda 6583$, [N II] $\lambda 5755/[N II] \lambda 6583$ 의 변화.

모델 계산은 Ferland et al. (1998)에 의해 마지막으로 기술된 광이온화 코드 CLOUDY의 07.02.01 버전을 사용하여 수행하였다. 우리은하에 대한 기존의 광이온화 모델은 구대칭을 이용하였기 때문에 평면 평행 모델의 경우와 비교하기 위해 평면 평행 모델에 대하여 계산하였다. 실제 관측치는 시선 방향의 모든 중온 이온화 매질에 걸쳐서 적분된 값을 측정하는 것이므로 한 모델에 대해 선형적으로 평균한 값이 아니라 공간적으로 평균된 방출선의 비를 계산하였다. 그러나, 평면 평행 모델에 대해서는 공간적으로 평균한 값과 선형적으로 평균된 값이 같다. 이 논문에서와 마찬가지로 기존의 구대칭 모델들은 전부 공간 평균값을 이용하여 관측값과 비교하였다. 또한, Domgörgen & Mathis (1994) 및

Sembach et al. (2000)의 모델과 같이 별에서 0.3 pc 떨어진 지점부터 중성 수소가 전체 수소의 95%되는 지점까지 광이온화를 계산하였다. Sokolowski & Bland-Hawthorn (1991)은 전자의 온도가 4000 K 밑으로 떨어질 때까지 광이온화 모델을 계산하였다. 이 논문에서는 우리은하의 중온 이온화 매질에 대한 광이온화 모델을 계산하는 것으로 평면 평행 모델의 경우도 중성 수소가 95%되는 지점까지 계산하였다. 실제로는 이렇게 계산한 경우도 전자의 온도가 4000 K 밑으로 떨어지는 지점까지 계산한 경우와 큰 차이는 없었다.

3. 결과

구대칭 및 평면 평행을 가정했을 때 얻어진 결과는 각

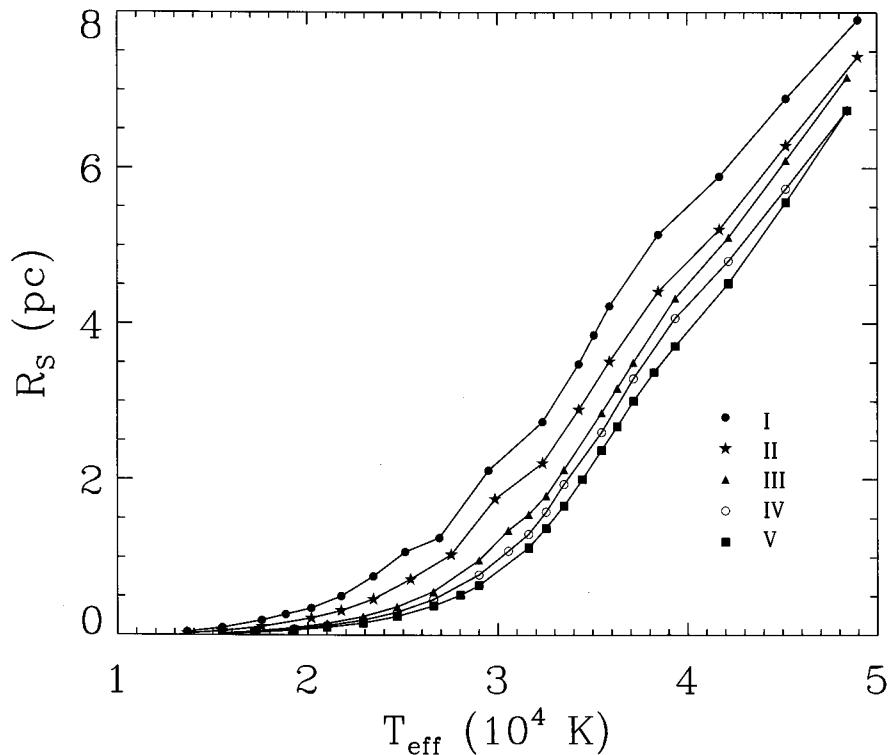


그림 3.— 평면 평행을 가정했을 때 이온화 인수 U 에 따른 방출선의 비, [S II] $\lambda 6716/\text{H}\alpha$, [N II] $\lambda 6583/\text{H}\alpha$, [O I] $\lambda 6300/\text{H}\alpha$, [O II] $\lambda 3726/\text{H}\alpha$, [O III] $\lambda 5700/\text{H}\alpha$, He I $\lambda 5876/\text{H}\alpha$, [S II] $\lambda 6716/[N \text{ II}] \lambda 6583$, [N II] $\lambda 5755/[N \text{ II}] \lambda 6583$ 의 변화

각 그림 2와 그림 3에 나타내었다. 그림으로부터 알 수 있듯이 중원소 함량비에 따라 방출선의 비가 큰 변화를 보임을 확인할 수 있다. WNM과 Orion H II 영역의 함량비를 가정한 모델끼리 서로 유사한 결과를 보임을 알 수 있다. 또한, B형 별과 태양의 함량비를 가정한 모델끼리 서로 유사한 결과를 얻었다. 성간물질의 함량비를 가정한 경우는 나머지 모델들과는 다른 결과를 보여준다. 특히, [S II] $\lambda 6716/\text{H}\alpha$, [O I] $\lambda 6300/\text{H}\alpha$, [N II] $\lambda 6583/\text{H}\alpha$ 및 [S II] $\lambda 6716/[N \text{ II}] \lambda 6583$ 의 경우는 모델 계산결과가 함량비에 따라 세가지 그룹으로 확실하게 구분됨을 볼 수 있다. [N II]의 경우 두개의 방출선에 대해 계산하였지만 아래의 토의에서 파장이 표시된 경우가 아니면 [N II]은 [N II] $\lambda 6583$ 를 의미한다.

Sembach et al. (2000)은 당시까지 관측된 방출선들의 비의 평균값([S II]/ $\text{H}\alpha \sim 0.2 - 0.4$, [N II]/ $\text{H}\alpha \sim 0.3 - 0.6$, [O I]/ $\text{H}\alpha \sim 0.01 - 0.03$, [O III]/ $\text{H}\alpha \lesssim 0.1$, He I/ $\text{H}\alpha < 0.02$)과 $q = 10^{-4}$ 를 가정하고 계산한 결과를 이용하여 중원소 함량비가 WNM의 값을 가져야 한다는 결론을 내렸다. 그러나, 그림 2로부터 Orion H II 영역의 함량비를 가질때도 관측값을 설명할 수 있음을 알 수 있다 (그들은 Orion H II 영역을 함량비를 이용하여 모델 계산을 수행하기 않았다.) Sembach et al. (2000)에서는 비교하지 않았지만, 관측값 [S II]/[N

II] ~ 1 (Madsen, Reynolds, & Haffner 2006)도 또한 잘 설명할 수 있음을 그림 2에서 확인할 수 있다. 그러나, 한가지 주목할 점은 최근의 관측결과(Madsen, Reynolds, & Haffner 2006)에 따르면 [S II]/ $\text{H}\alpha \sim 0.9$, [N II]/ $\text{H}\alpha \sim 1.1$ 까지 관측이 되고 있기 때문에 이 결과를 설명하기위해서는 WNM 및 Orion H II 함량비를 갖는 광이온화 모델을 이용해서는 설명할 수 없음을 알 수 있다. 뿐만 아니라 성간물질의 함량비를 가정하더라도 [S II]/ $\text{H}\alpha$ 는 어느정도 설명할 수 있으나 [N II]/ $\text{H}\alpha$ 는 설명이 불가능하다. 특히, 그림 2에서 알 수 있듯이 이온화 인수 q 가 감소할 수록 [S II]/[N II] 값이 증가한다는 점은 $\text{H}\alpha$ 의 세기와 [S II]/[N II] 값이 서로 상관관계가 거의 없다는 관측적인 사실과 잘 일치하지 않는다. 또 한가지 문제점은 Madsen, Reynolds, & Haffner (2006)의 관측 결과에 따르면 [N II] $\lambda 5755/[N \text{ II}] \lambda 6583$ 값이 0.01 이상을 갖는 값이 관측되지만 광이온화 모델로는 설명할 수 없음을 그림 3으로부터 확인할 수 있다.

평면 평행 기하를 가정했을 때, 얻어지는 경향은 Sokolowski & Bland-Hawthorn (1991)이 NGC 891에 대해 계산한 결과와 유사하다. 그들은 NGC 891의 형성 및 성간물질 분포를 가정하고 이로부터 온하 평면에서부터의 거리에 따라 이온화 인수의 값을 계산하였

으며, 은하 평면에서 1 kpc 이상 멀어질 때, $U \sim 10^{-3}$ 의 값을 구하였다. 우리 은하의 경우도 NGC 891과 비슷한 이온화 인수 U 값을 가정한다면 그림 3으로부터 우리 은하에서 관측되는 [S II]/H α 및 [N II]/H α 의 평균 값은 설명할 수 있다. 그러나, 여전히 Madsen, Reynolds, & Haffner (2006)에서 관측된 최대 값은 설명하기 힘들다. 또 한 가지 주목할 점은 성간 물질의 함량비를 가정했을 때 얻어지는 [S II]/[N II] 값이 다른 함량비에 비해 매우 큰 값을 갖는다는 점이다. 이러한 특징은 그림 2의 구대칭 모델에서도 보이지만 평면 평행 모델의 경우 다른 함량비와의 차이가 더 크다. 구대칭 모델의 경우와 마찬가지로 이온화 인수 U 값이 감소할 수록 [S II]/[N II] 값이 감소함을 알 수 있으며 따라서 관측으로 알려진 경향을 설명하기에는 문제가 있다.

4. 결론

관측으로부터 얻어진 [S II]/H α 및 [N II]/H α 의 평균 값은 구대칭을 가정했는지 평면 평행을 가정했는지에 관계없이 WNM 또는 Orion H II 영역의 중원소 함량비를 이용하면 설명 가능하다. 그러나, [S II]/H α 및 [N II]/H α 의 극한 값이나 [N II] $\lambda 5755$ /[N II] $\lambda 6583$ 값의 경우는 어떤 함량비를 가정하더라도 설명하기 힘들어 보인다. 또한, H α 가 변하더라도 [S II]/[N II] 값이 크게 변하지 않는다는 것 또한 설명하기 힘들다. 이러한 문제점들은 Madsen, Reynolds, & Haffner (2006)에 의해서도 지적되었으며 이 논문에서는 기존의 모델에서 사용한 함량비 외의 가능한 모든 함량비를 이용하더라도 설명이 안된다는 것을 보였다. 설명이 안되는 관측 사실을 설명하기 위해서는 Madsen, Reynolds, & Haffner (2006)에서 제안했듯이 별에 의한 이온화 복사외에 다른 가열원(heating source)이 있어야 한다.

참고문헌

- Abbott, D. C., 1982, The Return Of Mass And Energy To The Interstellar Medium By Winds From Early-Type Stars, ApJ, 263, 723
- Anders, E. & Grevesse, N., 1989, Abundances of the elements - Meteoritic and solar, Geochim. Cosmochim. Acta, 53, 197
- Baldwin, J., Ferland, G. J., Martin, P. G., Corbin, M., Cota, S., Peterson, B. M., & Slettebak, A., 1991, Physical conditions in the Orion Nebula and an assessment of its helium abundance, ApJ, 374, 580
- Bohlin, R. C., Savage, B. D., & Drake, J. F., 1978, A Survey Of Interstellar H I From L-Alpha Absorption Measurements. II, ApJ, 224, 132
- Castelli, F. & Kurucz, R. L., 2003, New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres, IAUS, 210, 20
- Cowie, L. L. & Songaila, A., 1986, High-resolution optical and ultraviolet absorption-line studies of interstellar gas, ARA&A, 24, 499
- Domgörgen, H. & Mathis, J. S., 1994, The ionization of the diffuse ionized gas, ApJ, 428, 647
- Ferguson, A. M. N., Wyse, R. F. G., Gallagher, J. S. III, & Hunter, D. A., 1996, Diffuse Ionized Gas in Spiral Galaxies: Probing Lyman Continuum Photon Leakage From H II Regions?, AJ, 111, 2265
- Ferland, G. J., Korista, K. T., Verner, D. A., Ferguson, J. W., Kingdon, J. B., & Verner, E. M., 1998, CLOUDY 90: Numerical Simulation of Plasmas and Their Spectra, PASP, 110, 761
- Grevesse, N. & Noels, A., 1993, in Origin and Evolution of the Elements, ed. N. Prantzos, E. Vangioni-Flam, & M. Cassé (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 15
- Howk, J. C., Savage, B. D., & Fabian, D., 1999, Chandrasekhar & Fermi's Convergence of Astrophysics and Cosmic Rays, ApJ, 525, 253
- Kilian-Montenbruck, J., Gehren, T., & Nissen, P. E., 1994, The galactic distribution of chemical elements as derived from B-stars in open clusters. 2: NGC 6611, S 285, and S 289, A&A, 291, 757
- Madsen, G. J., Reynolds, R. J., & Haffner, L. M., 2006, A Multiwavelength Optical Emission Line Survey of Warm Ionized Gas in the Galaxy, ApJ, 652, 401
- Mathis, J. S., 1986, The photoionization of the diffuse galactic gas, ApJ, 301, 423
- Mathis, J. S., 2000, The Warm Ionized Medium in the Milky Way and Other Galaxies, ApJ, 544, 347
- Meyer, D. M., Cardelli, J. A., & Sofia, U. J., 1997, The Abundance of Interstellar Nitrogen, ApJ, 490, L103
- Meyer, D. M., Jura, M., & Cardelli, J. A., 1998, The Definitive Abundance of Interstellar Oxygen, ApJ, 493, 222
- Osterbrock, D. E., Tran, H. D., & Veilleux, S., 1992, Faint emission lines in the spectrum of the Orion Nebula and the abundances of some of the rarer elements, ApJ, 389, 305
- Perryman, M. A. C., et al., 1997, The HIPPARCOS Catalogue, A&A, 323, L49
- Rand, R. J., 1996, Diffuse Ionized Gas in Nine Edge-on Galaxies, ApJ, 462, 712
- Rand, R. J., 1998, Further Spectroscopy of the Diffuse Ionized Gas in NGC 891 and Evidence for a Secondary Source of Ionization, ApJ, 501, 137

- Reynolds, R. J., 1984, A measurement of the hydrogen recombination rate in the diffuse interstellar medium, *ApJ*, 282, 191
- Reynolds, R. J., 1991, Ionized disk/halo gas - Insight from optical emission lines and pulsar dispersion measures, *IAUS*, 144, 67
- Reynolds, R. J. & Tufte, S. L., 1995, A search for the He I lambda 5876 recombination line from the diffuse interstellar medium, *ApJ*, 439, L17
- Rubin, R. H., Simpson, J. R., Haas, M. R., & Erickson, E. F., 1991, Axisymmetric model of the ionized gas in the Orion Nebula, *ApJ*, 374, 564
- Savage, B. D., & Sembach, K. R., 1996, Interstellar Abundances from Absorption-Line Observations with the Hubble Space Telescope, *ARA&A*, 34, 279
- Sembach, K. R., Howk, J. C., Ryans, R. S. I., & Keenan, F. P., 2000, Modeling the Warm Ionized Interstellar Medium and Its Impact on Elemental Abundance Studies, *ApJ*, 528, 301
- Straizys, V. & Kuriliene, G., 1981, Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks, *Ap&SS*, 80, 353
- Sofia, U. J., Cardelli, J. A., Guerin, K. P., & Meyer, D. M., 1997, Carbon in the Diffuse Interstellar Medium, *ApJ*, 482, L105
- Sokolowski, J. & Bland-Hawthorn, J., 1991, Photoionization of high-latitude gas in NGC 891, *PASP*, 103, 911
- van Hoof, P. A. M., Weingartner, J. C., Martin, P. G., Volk, K., & Ferland, G. J., 2004, Grain size distributions and photoelectric heating in ionized media, *MNRAS*, 350, 1330
- Walterbos, R. A. M. & Braun, R., 1996, The Cool and Warm Phases of the Interstellar Medium in Spiral Galaxies, *ASPC*, 106, 1