

ORFEUS 위성을 이용한 성간 수소분자의 전천 관측
ORFEUS SURVEYS OF THE INTERSTELLAR MOLECULAR HYDROGEN

이대희¹, 선광일¹, 민경욱²

¹한국천문연구원

²한국과학기술원

DAE-HEE LEE¹, KWANG-IL SEON¹, AND KYOUNG-WOOK MIN²

¹Korea Astronomy and Space Science Institute, Daejeon 305-348, Korea

²Korea Advanced Institute of Science and Technology

E-mail: dhlee@kasi.re.kr

(Received November 16, 2005; Accepted December 7, 2005)

ABSTRACT

We present measurements of interstellar H₂ absorption lines in the continuum spectra of 54 early-type stars in the Galactic disk and halo and 3 stars in the Magellanic Clouds. The data were obtained with the Berkeley Extreme and Far-Ultraviolet Spectrometer (BEFS), part of the ORFEUS telescope, which flew on the ORFEUS-SPAS I and II space-shuttle missions in 1993 and 1996, respectively. The spectra extend from the interstellar cutoff at 912 Å to about 1200 Å with a spectral resolution of ~ 3000 and statistical signal-to-noise ratios between 10 and 65. Assuming a velocity profile derived from optical observations (when available), we model the column densities $N(J)$ of the rotational levels $J = 0$ through 5 for each line of sight. Our data reproduce the relationships among molecular and total hydrogen column density, fractional molecular abundance, and reddening first seen in *Copernicus* observations of nearby stars (Savage et al. 1977). The results show that most of these molecular clouds have H₂ total column densities between 10^{15} cm⁻² and 10^{21} cm⁻², and kinetic temperatures from 21 K to 232 K, with average of 89 K, consistent with the result of *Copernicus* (Savage et al. 1977).

Key words: ISM, ORFEUS, BEFS, FUV, Absorption lines, H₂

1. 서론

수소분자는 성간 물질의 물리적, 화학적 상태 및 여러 변화 과정을 결정하는데 중요한 역할을 한다. 이 같은 이유에서 지금까지 수소분자에 대한 많은 관측 및 분석이 수행되었다. 예를 들면, Savage et al. (1977)은 *Copernicus* 위성으로 비교적 가까이 있는 별들의 수소분자 흡수선 관측을 수행하여, 밀도가 $10 \sim 1000$ cm⁻³이고 기동밀도가 $\geq 10^{20}$ cm⁻²인 성간운의 분포 및 물리적 특성을 구하였고, 가장 최근에는 FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer) 위성을 통해 어두운 성간운의 수소분자도 관측하였다 (Shull et al. 2000). 본 논문에서는 ORFEUS 위성의 Berkeley EUV/FUV Spectrometer (BEFS)로 관측한 57개의 뜨겁고 젊은 O, B 형의 별의 스펙트럼을 분석하여, 우리는 성간운의 특성을 연구하고자 한다.

2. ORFEUS 관측

BEFS는 912-1216Å의 분광 영역에서 분광 분해능 0.33Å, 즉 약 95 km s⁻¹로 천체 관측을 실시하였다. 이 분광기의 특성 분석과 데이터 추출에 대해서는 Hurwitz & Bowyer (1995)와 Hurwitz et al. (1998)에 잘 나와있으며, 궤도상에서의 기기 보정에 대해서는 Dixon et al. (1998)에서 기술하였다. ORFEUS-SPAS I과 II의 관측을 통하여 모두 75개의 초기형 별들이 관측되었고, 우리는 그 중 관측 결과가 뚜렷한 57개의 별들을 분석하였다. 이 별들에 대한 자료 및 관측 세부 사항은 표 1에 나열하였다. 관측된 별의 스펙트럼은 배경 잡음이 제거되고, 검출기의 dead-time 효과가 보정되었으며, 또한 파장 및 플럭스가 보정되었다 (Hurwitz et al. 1998). 여러 범위는 Gaussian 분포를 가정하여 통계적으로 계산되었다. 궤도 상에서 수행된 플럭스 보정은 뜨거운 백색 왜성을 관측함으로써 이루어졌고 그것의 불확실성은 약 10 % 미만이다 (Dixon et al.

1998).

3. 데이터 분석

우리는 관측한 데이터를 분석하기 위하여 IRAF(The Image Reduction and Analysis Facility)에서 운영되는 SPECFIT을 사용하였다. SPECFIT은 다양한 종류의 방출선, 흡수선, 및 연속선 모델 등을 입력 변수로 하여 주어진 데이터를 편리하게 fitting 할 수 있게 만든 소프트웨어 도구이다. 관측된 스펙트럼의 수소분자 흡수선을 fitting하기 위해서는 다음과 같은 세 가지의 절차가 필요하다 (Lee et al. 2002). 첫째, 수소분자의 각 회전상태에 대해 각각의 기동밀도에 따른 흡수선 함수를 구한다. 미리, 가능한 모든 경우의 흡수선 함수를 계산해 놓음으로써 fitting할 때는 단지 기동밀도 값을 변화시킴으로써 빠르게 fitting 결과를 구할 수 있다.

둘째, 배경이 되는 뜨거운 별의 스펙트럼이 필요하다. 별의 스펙트럼을 구하기 위하여 우리는 *Copernicus* (Savage et al. 1977)의 관측 자료를 이용하였다. *Copernicus*의 관측 자료를 구할 수 없는 일부 관측 데이터에 대해서는 직선을 연속 배경 복사로서 사용하였다. 마지막으로, 관측하는 흡수선의 속도성분에 대한 정보가 필요하다. ORFEUS의 분해능은 0.33Å, 즉 약 95 km s⁻¹이다. 따라서, 그 이하의 상대 속도를 가지고 있는 성간 구름에 의한 흡수선의 속도성분을 구별할 수 없으므로 속도성분에 대한 보다 자세한 정보가 필요하다. 우리는 흡수선의 속도성분에 대한 정보를 알기 위해 Na I과 Ca II 흡수선을 참고하였다. Na I과 Ca II는 지상에서 고분해능으로 관측되기 때문에 관측하는 별의 시선 방향에 존재하는 성간운의 구성 요소를 구할 수 있게 된다. Na I과 Ca II는 분자운에 존재한다고 믿어지고 있으며 특히 Na I는 보다 차가운 구름에 존재하므로 우리가 관측하려고 하는 수소분자 구름의 지표로서 이용된다(Ferlet & Vidal-Madjar 1985). 우리는 관측한 ORFEUS 별에 대한 Na I 또는 Ca II 흡수선 관측 자료를 참고하여 흡수선 구성 요소의 갯수, 상대 속도, 도플러 선폭 등을 구하였다. 만약 아무 흡수선 자료가 없는 경우는 하나의 흡수선 구성 요소만 존재한다고 가정하였고, 이때 도플러 선폭은 5 km s⁻¹로 가정하였다. 하나의 흡수선 구성 요소만을 가정했을 때의 기동밀도의 불확실성을 조사하기 위하여 Dixon et al. (1998)은 같은 기동밀도를 가진 두 개의 구성 요소를 가정하여 그 상대 속도의 차가 5, 15, 25, 35, 45 km s⁻¹가 되도록 하여 각각의 경우에 대해 기동밀도를 구하여 비교하여 보았다. 그 결과 회전 상태 $J=0, 1, 4, 5$ 인 경우는 기동밀도가 주어진 예러 범위 내에서 변화하였으나 $J=2, 3$ 인 경우는 상대 속도가 25, 35 km s⁻¹일 때 기동밀도의 변화가 1.5 dex 정도로 크게 나타났다. 즉 하나의 성간 구름을 가정할 때는 $J=3$ 인 회전 상태에 대해 기동밀도를 확대 해

석할 수 있음이 밝혀졌다. 그러나 수소분자의 총 기동밀도는 주로 $J=0, 1$ 흡수선에 의해서 결정되고, 이들은 주로 kinetic 온도에 의해서 결정되기 때문에 위와 같은 상황에 대해서는 영향 받지 않는다. 이론적으로, 도플러선폭은 각 회전 상태에 대한 등가선폭(equivalent width)을 구하여 oscillator strength에 대하여 그림으로써 구할 수 있다. 그러나 실질적으로는 흡수선의 혼합과 연속 배경 복사의 불완전함, 그리고 흡수선 구성 요소에 대한 정보의 불확실함 등으로 인해 도플러 선폭을 구하기가 쉽지 않다. 그 대신에 우리는 Na I 또는 Ca II의 흡수선 관측 결과에서 도플러 선폭을 구하였으며 만약 그렇지 못할 경우에는 그 값을 5 km s⁻¹로 가정하였다. Savage et al. (1977)이 *Copernicus* 관측을 통하여 얻은 결과에 따르면 도플러 선폭은 평균적으로 3 - 5 km s⁻¹의 값을 가지게 된다. 도플러 선폭의 변화에 따르는 각 회전상태의 기동밀도의 변화를 조사해 본 결과, 도플러 선폭을 $b=2-10$ km s⁻¹까지 변화시킬 때 회전상태가 $J=0, 1$ 인 경우는 기동밀도의 변화가 거의 없었으며 J 가 2보다 큰 경우는 약 0.2 dex 까지 변화하는 것을 확인하였다.

이렇게 주어진 자료를 가지고 우리는 수소분자의 각 회전상태에 대한 흡수선 fitting을 하였다. $J=0$ 부터 5까지의 회전상태를 fitting하였는데 그 이유는 J 가 6보다 큰 모든 상태들은 $J=5$ 나 $J=6$ 인 상태로 즉각 전이하기 때문이고 (Jura 1974), $J=6$ 인 상태는 보통 너무 적어서 관측이 잘 안되기 때문이다. 그러나 아주 강한 $J=4, 5$ 흡수선을 가지고 있는 몇 개의 별들, HD 93250, HD 303308 등은 뚜렷한 $J=6$ 인 흡수선을 가지고 있고 그래서 $J=6$ 까지 fitting하였다. 주어진 연속 배경 복사와 H₂ 흡수선 함수, 그리고 흡수선의 구성 요소와 도플러 선폭 b 를 가지고 SPECFIT에서 각 별에 대한 ORFEUS 데이터를 fitting하였다. Fitting 영역은 ORFEUS I의 경우 1045 - 1060Å을 택하였는데 이 영역은 수소분자의 Lyman 계열에서 진동 밴드가 $v=0-4$ 가 되는 모든 선들을 포함하고 있으며 별 자체의 흡수선이나 방출선이 거의 없어 fitting하기가 좋은 영역이다. ORFEUS II의 경우는 1045 - 1060Å 지역에서 관측기기 결함이 발견되어 1088 - 1102Å 영역을 택하여 fitting하였다. 1045 - 1060Å 지역에서 수소분자의 흡수선 이외에도 두 개의 뚜렷한 성간 원소 흡수선이 있다. 하나는 1048.22Å의 Ar I 흡수선이고 다른 하나는 1055.26Å의 Fe II 선이다. 우리는 이러한 성간 원소 흡수선들을 수소분자 흡수선 보다 먼저 fitting하여 그 영향이 최소화하도록 하였다. 1088 - 1102Å 지역에는 하나의 성간 원소 흡수선이 있는데 그것은 1096.88Å의 Fe II이다. 데이터를 맞출 때 SPECFIT의 fitting 프로그램을 수행하기 전에 미리 손으로 대략의 윤곽을 맞추어 주는 것이 필요하다. 연속 배경 복사를 데이터의 양쪽 끝 부분에서 잘 맞도록 배치하고 각 수소분자의 회전 상태에 따른 흡수선이 서로 비슷하게 겹치도록 모델의 기

§ 1. Target Summary

Object	l	B	Sp. Type	E(B-V)	log N(HI) (cm ⁻²)	d (pc)	v sin i (km/s)
HD 3827	120.79	-23.23	B0.7 Vn	0.02	20.56	2040	125
HD 5980	302.07	-44.95	WR+OB+Neb	0.09	20.28	66100	...
HD 14633	140.78	-18.20	O8.5 Vn	0.10	20.60	2051	134
HD 29138	297.99	-30.54	B1.0 Iab	0.16	20.92	4353	103
HD 36402	277.77	-33.04	OB+WC5	0.11	20.72	52500	...
HD 36841	204.26	-17.22	O8.0 V	0.34	<21.70	2839	180
HD 37903	206.85	-16.54	B1.5 V	0.35	21.20	767	210
HD 41161	164.97	+12.89	O8.0 V(n)	0.62	21.01	1253	304
HD 50896	234.76	-10.08	WN5	0.08	20.54	1800	...
HD 54911	229.00	-3.06	B2.0 II	0.14	21.13	1893	100
HD 60848	202.51	+17.52	O8.0 V	0.10	20.36	1542	240
HD 75750	207.44	+35.01	B3	0.02	20.0	1000	...
HD 88115	285.32	-5.53	B1.5 Iin	0.16	21.02	3637	...
HD 93129A	287.41	-0.57	O3 If*	0.54	21.4	3470	120
HD 93250	287.51	-0.54	O3.0 V((f))	0.47	21.39	2630	107
HD 94473	272.83	+29.17	B3.0 IV	0.14	20.89	278	...
HD 94493	289.01	-1.18	B1.0 Ib	0.20	21.11	3327	103
HD 97991	262.34	+51.73	B2.0 V	0.01	20.64	824	170
HD 99857	294.78	-4.94	B0.5 Ib	0.33	21.31	3058	162
HD 99890	291.75	+4.43	B0.0 IIIIn	0.24	20.93	3070	177
HD 100340	258.85	+61.23	B0.5 V	0.02	20.47	3000	150
HD 103779	296.85	-1.02	B0.5 Iab	0.21	21.16	4072	78
HD 104705	297.45	-0.34	B0.0 Ib	0.26	21.11	3898	180
HD 108230	296.76	+30.25	B5 II	0.02	20.86	5440	...
HD 109399	301.71	-9.88	B0.7 II	0.26	21.11	2889	171
HD 113012	304.21	+2.77	B0.2 Ib	0.34	21.22	4104	51
HD 116852	304.88	-16.13	O9.0 III	0.22	20.96	4760	136
HD 119608	320.35	+43.13	B1.0 Ib	0.14	20.90	4123	74
HD 121800	113.01	+49.76	B1.5 V	0.08	20.53	<2053	>150
HD 149881	31.38	+36.23	B0.5 III	0.07	20.62	2139	...
HD 156110	70.99	+35.71	B3 Vn	0.03	<20.68	567	...
HD 164794	6.01	-1.20	O4.0 V((f))	0.35	21.29	1585	70
HD 167756	351.47	-12.30	B0.5 Ia	0.10	20.81	4000	79
HD 175863	90.06	+22.98	B4 Ve	0.04	20.3	760	160

HD 181653	98.22	+22.49	B1 II-II	0.06	20.5	3800	...
HD 186994	78.62	+10.06	B0 III	0.00	20.90	2355	126
HD 187311	358.72	-28.17	B3 V	0.03	20.2	2350	...
HD 192035	83.33	+7.76	B0 III-IV	0.35	21.09	2183	155
HD 192575	101.44	+18.15	B0.5 V	0.43	21.4	649	...
HD 195455	20.27	-32.14	B0.5 III	0.10	20.67	5728	200
HD 203664	61.93	-27.46	B0.5 V	0.03	20.54	3200	200
HD 214080	44.80	-56.92	B1.0 Ib	0.05	20.61	3381	99
HD 215733	85.16	-36.35	B1 II	0.10	20.73	2900	<40
HD 217505	325.53	-52.60	B2 III	0.02	20.0	1460	95
HD 218624	91.81	-37.89	B9 V	0.01	19.89	242	...
HD 219188	83.03	-50.17	B0.5 III	0.08	20.75	2379	238
HD 220172	68.10	-62.65	B3 V	0.02	<20.54	698	27
HD 220582	99.41	-33.38	B6 IV,V	0.07	20.5	292	320
HD 269546	279.32	-32.77	B3 Ip	0.02	20.0	52500	...
HD 303308	287.59	-0.61	O3.0 V	0.45	21.45	2630	111
BD+33 2642	52.73	+50.79	B2 pop II	0.06	20.5	3300	...
NGC 6205 BARN 29	58.97	+40.93	B2p	0.02	21.17	7200	10
NGC 6543	96.47	+29.96	Of/WR	0.08	20.7	1400	...
NGC 7094	66.78	-28.20	O(H,C)	0.37	21.3	1070	...
PG 1159-035	279.82	+56.87	DO	0.00	20.00	800	...
PN A66 78	81.30	-14.91	[WCE]/PG	0.13	20.8	1700	...
RX J2117.1+3412	80.34	-10.41	CSPN	0.05	20.51	1400	...

동밀도를 변화시켜 가면서 맞춘다. 이때 회전 상태가 $J=0$ 인 상태에서 J 가 점점 커지도록 모델을 맞추어야 가장 근접하게 모델을 데이터에 맞출 수 있는데 그 이유는 보통 J 가 큰 흡수선이 J 가 작은 흡수선의 양 날개 속에 포함되는 경우가 많기 때문이다 (Lee et al. 2000). Fitting 프로그램은 각 단계에서의 모델과 데이터의 chi-square 값을 계산하고, 각 회전상태의 기동밀도를 바꿔가면서 chi-square 값이 가장 작아지는 상태를 찾게 된다. Chi-square의 최소값을 구했을 때 우리는 각 회전상태에 따른 수소분자의 기동밀도를 얻게 된다. 그림 1은 fitting을 하기 전의 ORFEUS I 과 II로 관측한 대표적인 별을 스펙트럼을 보여주고 있다.

4. 결과 및 토의

우리는 ORFEUS I과 ORFEUS II 를 통하여 모두 54개의 은하 평면과 헤일로 상의 뜨거운 별과 3개의 마젤란 성운

의 별을 관측하였다. 그림 2는 관측된 별의 위치를 은하 좌표계에서 표시한 것이다. 여기서 십자의 크기는 별까지의 상대적 거리를 나타낸다. 십자의 크기가 큰 것이 더 가까운 별들이다. 이 그림에서 알 수 있듯이, ORFEUS의 관측에서 비단 은하 평면 쪽에 존재하는 별들 뿐만이 아니라 은하 헤일로 쪽의 별들도 많이 관측하였음을 알 수 있다.

우리는 은하 평면에 분포하는 별들과 은하 헤일로에 분포하는 별들을 구분하여 수소분자의 총 기동밀도의 크기에 따라 성간 구름을 분류하였다. 이때 은하 평면에서의 높이 z 가 500 pc보다 큰 별을 헤일로 별, z 가 500 pc보다 작은 별을 평면 별로 구분하였다. 그 결과 총 27개의 평면 별들 중 22개의 별이 수소분자의 총 기동밀도가 10^{19} cm^{-2} 보다 큰 성간 구름을 가지고 있는데 반해 헤일로 별들은 총 30개 중 오직 7개만 수소분자의 총 기동밀도가 10^{19} cm^{-2} 보다 큰 성간 구름을 갖는 것을 볼 수 있다. 이는 은하 평면 쪽이 헤일로 쪽 보다 더 많고 두꺼운 성간 구름을 갖는다는 것을 의미한다.

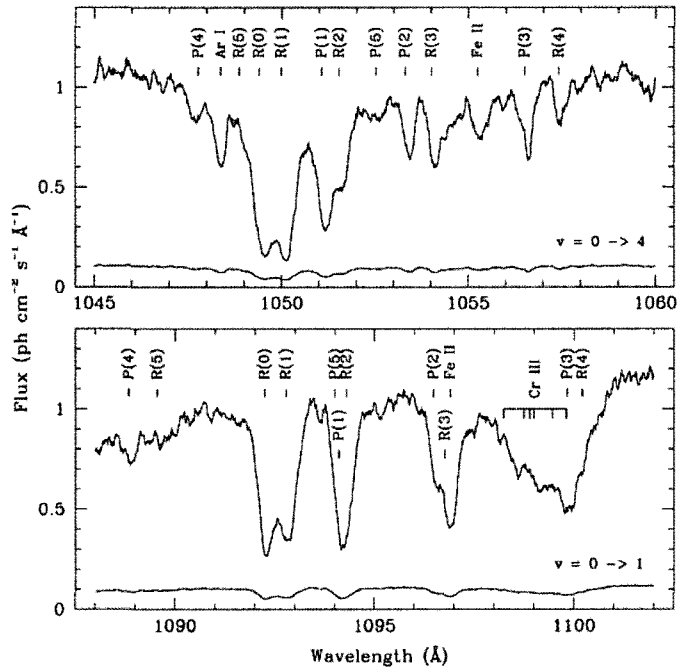


그림 1. The 1045-1060 Å and 1088-1102 Å regions of the spectrum of HD 99890

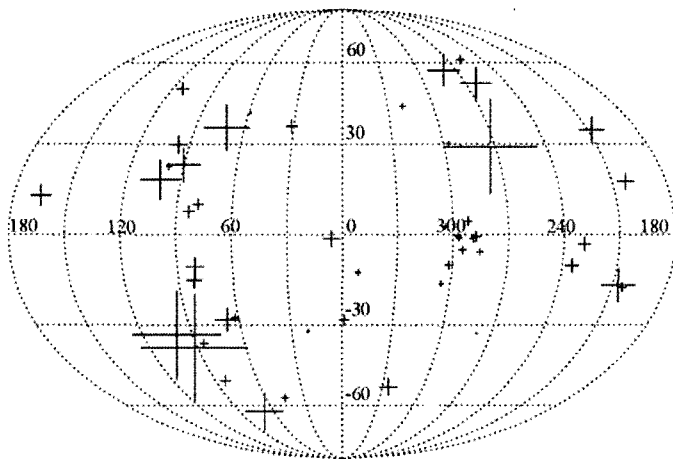


그림 2. ORFEUS Target Map

표 2. 헤일로 별들과 평면 별들의 기동밀도 비교

	Galactic Height z (pc)	$N(\text{H}_2) < 10^{19} \text{ cm}^{-2}$	$N(\text{H}_2) > 10^{19} \text{ cm}^{-2}$
Disc stars	< 500	5	22
Halo stars	> 500	23	7

관측 결과에서 우리는 H_2 분자 구름의 평균 역학적 온도 T_{01} 를 다음과 같이 구할 수 있다.

$$\frac{N(1)}{N(0)} = \frac{g_1}{g_0} \exp\left(\frac{-170}{T_{01}}\right) = 9 \exp\left(\frac{-170}{T_{01}}\right) \quad (1)$$

위에서, g_0 와 g_1 은 각각 $J=0$ 과 $J=1$ 의 통계적 가중치를 나타낸다 (Shull & Beckwith 1982). 그 결과를 보면 HD 187311에서 얻은 21 K 에서부터 HD 14633에서 얻은 232 K까지 변화였고, 평균값으로는 $\langle T_{01} \rangle = 89 \pm 22$ (rms) K을 가졌다. 이 평균값은 *Copernicus*의 평균값인 77 ± 17 K (Savage et al. 1977) 보다 오차 범위 내에서 약 10 K 정도 큰 값이다. 수소분자의 총 기동밀도에 따른 역학적 온도의 관계를 구하기 위해 우리는 그림 3과 같이 $M(\text{H I} + \text{H}_2)$ 에 대한 T_{01} 를 그렸다. 그림에서 알 수 있듯이 수소의 총 기동밀도가 $20 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ 보다 작은 부분에서는 T_{01} 가 10 K에서 250 K 까지 다양한 값을 갖지만, 총 기동밀도가 그보다 큰 경우에는 원 안에 있는 Carina 성운의 별을 제외하고는 모두 80 K 보다 작은 역학적 온도를 가지며 총 기동밀도가 커질수록 점점 작아지는 경향을 볼 수 있다. Carina 성운은 남반구에 자리한 발광 성운으로 굉장히 뜨겁고 밝은 별을 가진 몇 개의 산개 성단을 가지고 있으며 또한 많은 양의 분자 구름을 가지고 있어 별이 새로이 생성되는 활동적인 곳이다.

Savage et al. (1977)은 *Copernicus*를 이용하여 태양 주변 약 100 여 개의 뜨거운별을 관측함으로써 각 성간 구름의 수소분자의 기동밀도와 함께 다른 물리적 값들 - 중성 수소 원자의 기동밀도, 빛의 적색화 현상으로 나타나는 색지수 $E(B-V)$, 그리고 전체 수소 원자에 대한 수소분자의 비 f 에 대한 상호 연관 관계를 구하였다. 이때 전체 수소 원자의 기동밀도 $M(\text{H}) = M(\text{H I}) + 2M(\text{H}_2)$ 이고, 수소분자의 비 $f = 2M(\text{H}_2) / M(\text{H})$ 로 주어진다.

그림 4, 5, 6에서 각각 $E(B-V)$ 대 $\log M(\text{H}_2)$, $E(B-V)$ 대 $\log f$, 그리고 $\log M(\text{H})$ 대 $\log f$ 의 관계를 나타내었다. 그림 4에서 보는 것처럼 $E(B-V)$ 가 0.2보다 작은 영역에서는

$\log M(\text{H}_2)$ 가 16에서 20까지 다양한 값을 가지고 있지만

$E(B-V)$ 가 0.2보다 커지면 $\log M(\text{H}_2)$ 가 20을 전후해서 일정한 값을 갖는 것을 알 수 있다. 수소분자는 주로 먼지의 표면에서 접촉되어 만들어진다고 보고 있는데 성간먼지가 증가할 때 수소분자가 아울러 급격히 증가한다면 그림 4의 $E(B-V)$ 가 0에서 0.2까지 커지는 부분에서 $\log M(\text{H}_2)$ 가 16에서 20까지 급격히 증가하는 것을 설명할 수 있다. 일단 어느 정도 수소분자가 만들어지면 먼지의 양이 더 늘어도 수소분자의 생성율과 원자외선 영역의 빛에 의한 해리율이 같은 평형 상태가 되기 때문에 수소분자의 양은 더이상 늘지 않으므로 그림 4에서 $E(B-V)$ 가 0.2보다 큰 영역에서의 수소분자의 포화상태를 설명할 수 있다. 이러한 결과는 *Copernicus* 관측을 통한 Savage et al. (1977)의 결과와도 잘 일치하는 것이다.

마찬가지로 그림 5에서는 $E(B-V)$ 에 대한 $\log f$ 의 관계를 나타내었다. 역시 거의 비슷한 형태의 관계가 존재함을 알 수 있다. 즉 전체 수소 원자에 대한 수소분자의 비도 $E(B-V)$ 가 커지면 포화상태가 되는 것을 볼 수 있다. 그런데 *Copernicus* 관측에서는 $E(B-V)$ 가 0.08 일때 $\log f$ 가 급격히 증가한 데 비해 우리의 결과에서는 $E(B-V) = 0.2$ 일때 $\log f$ 의 변화가 생기게 된다. 이렇게 f 가 작은 구간이 증가하는 것은 f 가 작은 별들이 주로 헤일로 별들임을 감안할 때 그 이유를 유추할 수 있다. 즉, 헤일로별들은 거리가 멀므로 여러 개의 작은 분자 구름이 관측될 가능성이 높아지고 이러한 구름들은 수소분자를 생성시킬만큼 충분히 자기 보호되지 못하므로 $E(B-V)$ 는 크게 나타나는데 비해 $M(\text{H}_2)$ 의 양은 충분히 커지지 않는 것이다. 우리는 전체 수소 원자에 대한 수소분자의 상관 관계를 구하기 위해 그림 6과 같이 $\log M(\text{H})$ 에 대한 $\log f$ 를 그렸다. 이 경우도 같은 맥락으로 해석할 수 있는데 $\log M(\text{H})$ 가 작다는 것은 중성 수소의 값이 전반적으로 균일하다고 볼 때 수소분자의 양이 작다는 것이고 즉 수소분자가 충분히 생성되지 않았다는 것이다. 수소분자의 양이 작을 때는 급격히 증가하다가 일정한 값에 도달하면 포화상태가 되는 관계를 동일하게 볼 수 있다.

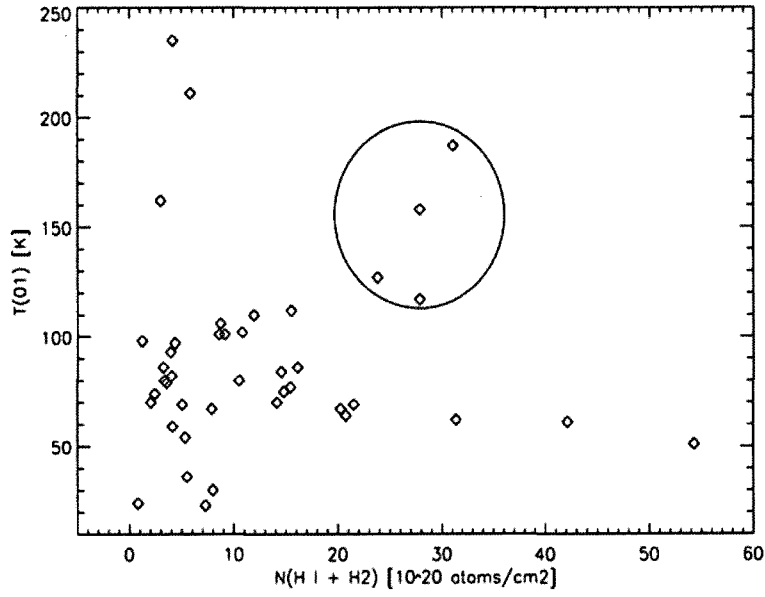


그림 3. 총 수소의 양에 따른 역학적 온도의 변화. 원 안은 Carina 성운의 별을 나타낸다.

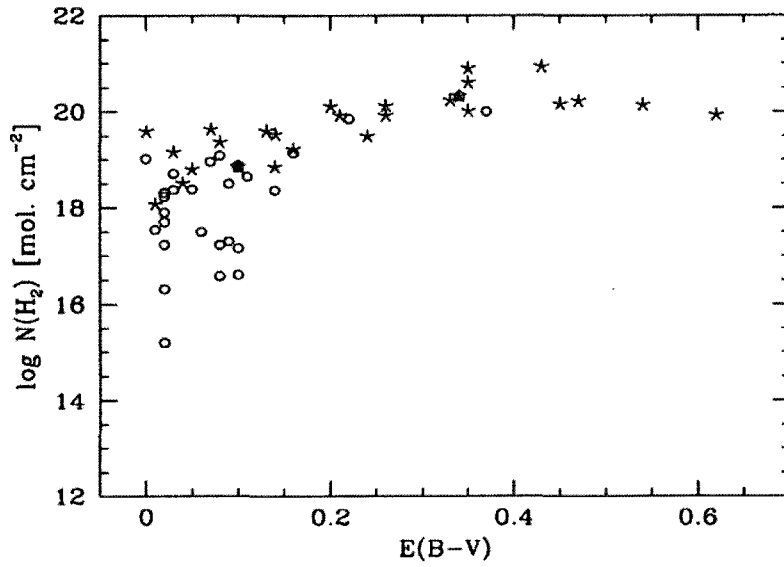


그림 4. The logarithm of the total H_2 column density versus $E(\text{B-V})$, a measure of the dust column density. Asterisks represent lines of sight toward disk stars ($|z| < 500 \text{ pc}$); open circles are halo stars.

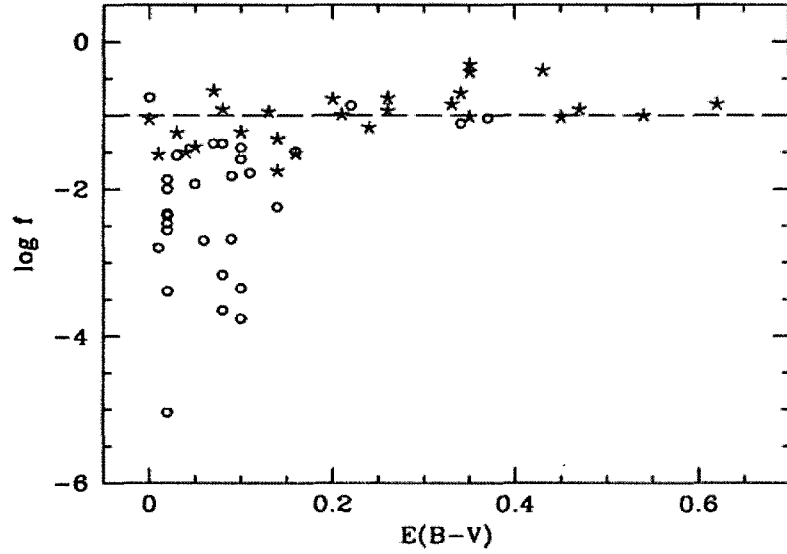


그림 5. The logarithm of f , the fractional abundance of H_2 , versus $E(B-V)$. A dashed marks the level at which $\log f = -1.0$. Asterisks represent lines of sight toward disk stars ($|z| < 500\text{pc}$); open circles are halo stars.

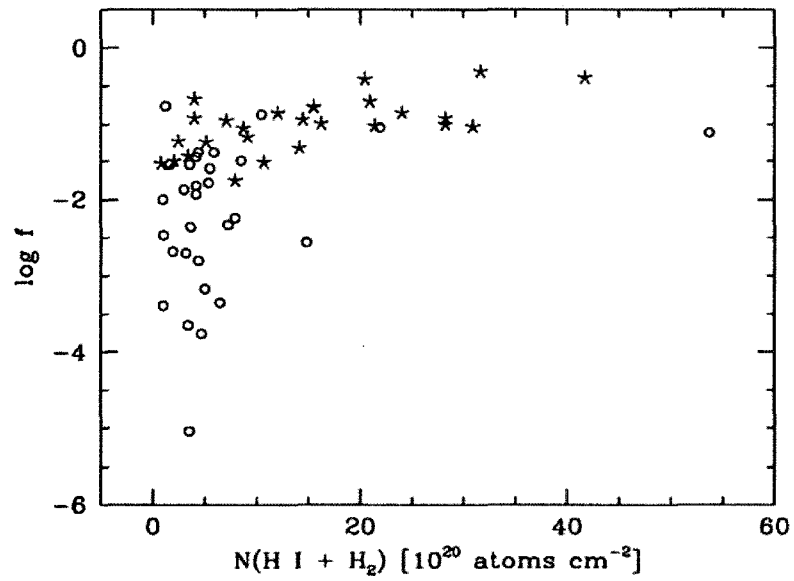


그림 6. $\log f$ versus the total hydrogen column density $N(H\ I + H_2) = N(H\ I) + 2N(H_2)$. Asterisks represent lines of sight toward disk stars ($|z| < 500\text{pc}$); open circles are halo stars.

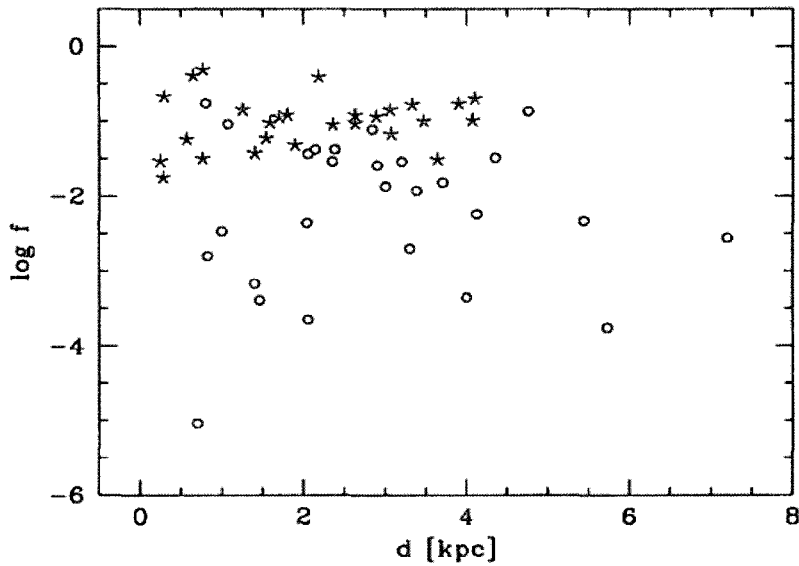


그림 7. $\log f$ versus the stellar distance. Asterisks represents diskstars; open circles are halo stars.

이상의 세가지 관계는 Savege et al. (1977)이 그의 *Copernicus* 결과에서 이미 보여주었던 것으로 그의 결과와 비교할 때 거의 일치함을 알 수 있다. 그러나 *Copernicus* 관측이 주로 태양 주변의 은하 평면에 있는 별들을 관측하였던 것에 비해 ORFEUS는 은하 헤일로에 있는 먼 별까지 관측을 함으로써 은하 평면과 헤일로에 대한 비교 연구를 할 수 있는 장점이 있다. *Copernicus*가 관측한 별들은 겉보기 등급인 V 가 0.5에서 7.5까지 비교적 밝은 가까운 별들인데 반해 ORFEUS에서 관측한 별들은 겉보기 등급이 6.0에서 14.8까지 어둡고 멀다. 그래서 우리는 그림 4, 5, 6에서 은하 평면 별과 헤일로 별을 구별하여 그림으로써 서로를 비교하였다. 그림에서 * 표시로 나타난 것이 평면 별들을 관측하여 얻은 값이며, 동그라미로 표시된 것이 헤일로 별들을 관측하여 얻은 값이다. 그림에서 볼 수 있듯이 일단 헤일로 별들이 대개 작은 수소분자의 기동밀도를 갖고 있는데 반해 평면 별들은 10^{19} cm^{-2} 이상되는 큰 기동밀도를 가지는 것을 볼 수 있다. 즉 은하 평면 쪽에 더 많은 성간 먼지와 분자 구름이 존재하는 것이다. 그리고 먼 곳에 있는 별과 가까운 별과의 차이를 비교해보기 그림 7과 같이 거리에 따른 $\log f$ 를 그려보았다. 그 결과 평면에 있는 별들은 0.1 근처의 일정하고 높은 값을 갖는데 반해 헤일로 별들은 거리에 대해서는 아무런 상관 관계가 없음을 볼 수 있다. 은하 평면에 있는 별들이 대체로 큰 f 값을 갖는 이유는 주로 분자 구름이 많을 것으로 예상되는 별들만 관측한 선택 효과도 어느 정도 기여한다고 본다. 헤일로에 있는 별들은 보통 작은 f 값을 갖지만 그런 경우 대개 $E(B-V)$ 와

$M(H I + H_2)$ 또한 작아 대부분의 수소 원자는 구름이나 먼지 속에 존재하지 그 사이의 공간에는 그다지 많지 않은 것으로 볼 수 있다.

5. 결론

본 연구에서는 ORFEUS 위성으로 관측한 수소분자의 흡수선 스펙트럼을 분석하였다. 우리 은하 내에 있는 54개, 마젤란 성운에 있는 3개의 고온의 젊은 별을 관측함으로써 그 사이에 존재하는 성간운의 수소분자의 양과 역학적 온도를 구하였다. 그 결과를 보면 성간운이 대개 $10^{15} \sim 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ 사이의 수소분자를 가지며, 그 온도는 21 K에서 232 K까지 평균값으로는 89 K를 가짐을 알 수 있었다. 은하 평면에서의 높이에 따라 수소분자의 기동밀도를 비교해본 결과, 평면 별들의 관측에서 구한 수소분자의 양이 헤일로 별들에서 구한 양보다 일반적으로 큼을 알 수 있었다. 이는 은하 평면 쪽이 헤일로 쪽보다 더 많고 두꺼운 성간운을 갖는다는 것을 의미한다. 수소분자의 총 기동밀도에 따른 역학적 온도를 그린 결과, 수소분자가 많아질수록, 즉 성간운이 두꺼워질수록 역학적 온도가 내려감을 알 수 있었다. 본 연구에서 $E(B-V)$ 대 $\log M(H_2)$, $E(B-V)$ 대 $\log f$, 그리고 $\log M(H)$ 대 $\log f$ 의 관계를 그린 결과, *Copernicus*의 결과와 잘 일치함을 알 수 있었다.

참고문헌

- Dixon, W. V., Hurwitz, M., & Bowyer, S., 1998, ApJ, 492, 569
- Ferlet, R. & Vidal-Madjar, A., 1985, ApJ, 298, 838
- Hurwitz, M. & Bowyer, S., 1995, ApJ, 446, 812
- Hurwitz, M., Bowyer, S., Bristol, R., Dixon, W. V. D., Dupuis, J., Edelstein, J., Jelinsky, P., Sasseen, T. P., & Siegmund, O., 1998, ApJL, 500, 1
- Jura, M., 1974, ApJ, 191, 375
- Jura, M., 1975, ApJ, 197, 581
- Lee, D.-H., Min, K. W., Dixon, W. V., Hurwitz, M., Ryu, K. S., Seon, K. I., & Edelstein, J., 2000, ApJ, 545, 885
- Lee, D.-H., Min, K. W., Federman, S. R., Ryu, K. S., Han, W. Y., Nam, U. W., Chung, H. S., Dixon, W. V., & Hurwitz, M., 2002, ApJ, 575, 234
- Savage, B. D., Bohlin, R. C., Drake, J. F., & Budich, W., 1977, ApJ, 216, 291
- Shull, J. M. & Beckwith, S., 1982, ARA&A, 20, 163
- Shull, J. M. et al., 2000, ApJL, 538, 73